

**ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ УЧРЕЖДЕНИЕ НАУКИ
КРЫМСКАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ**

На правах рукописи
УДК 524.3, 524.5, 524.6

Галазутдинов Газинур Анварович

**Спектроскопические исследования Галактической межзвездной среды в
оптическом диапазоне**

1.3.1 – Физика космоса, астрономия

Диссертация
на соискание ученой степени доктора физико-математических наук

п. Научный - 2024

СОДЕРЖАНИЕ

ВВЕДЕНИЕ	5
Цели и задачи диссертационной работы	7
Новизна проведенных соискателем исследований.....	8
Практическая значимость и ценность научных работ соискателя	9
Достоверность и апробация результатов.....	9
Личный вклад автора.....	11
Основные результаты, выносимые на защиту	19
Структура и объём диссертации.....	21
Глава 1 Метод спектроскопии высокого разрешения межзвездных линий в оптическом и ближнем ИК-диапазоне	23
1.1. Методика наблюдений и обработки данных.....	26
1.2. Подготовка данных к измерениям	30
1.3. Особенности измерения диффузных полос	34
1.4. Лучевая концентрация.....	36
1.5. Межзвездная шкала длин волн и параметры профиля ДМП	37
Резюме.....	44
Глава 2. Результаты исследований атомарного межзвездного газа в оптическом диапазоне спектра.....	45
2.1. Межзвездная шкала расстояний в Галактике.	46
2.1.1. Ca II –метод	47
2.1.2. Ti II –метод	58
2.2. Структура и кинематика тонкого газового диска Галактики	64
2.3. Метастабильный гелий в межзвездной среде	82
2.4. Расстояние до скопления Плеяды и его структура.....	86
2.5. Облака типа CaFe	95
Резюме.....	97
Глава 3 Результаты исследований межзвездных молекул в оптическом диапазоне спектра	99

3.1 Обнаружение колебательных полос C_3 в полупрозрачном облаке в направлении на HD 169454.	99
3.2 Молекула OH^+ в полупрозрачных межзвездных облаках: обнаружение «новых» электронных переходов	113
3.3. Связь межзвездной молекулы OH с некоторыми другими простыми молекулами	117
3.4. Межзвездная молекула CH	120
3.5. Межзвездная молекула CH^+	122
3.6. Межзвездная молекула CN	127
3.6. Межзвездная молекула NH	138
3.7. Межзвездная молекула SH	139
3.8. Межзвездная молекула C_5	141
Резюме	143
Глава 4 Межзвездная пыль: серая экстинкция	146
Резюме	163
Глава 5 Диффузные межзвездные полосы	164
5.1 Обнаружение ДМП и «одно-облачные» объекты	167
5.2. Профили диффузных межзвездных полос	172
5.2.1. Профили широких диффузных межзвёздных полос	173
5.2.2. Профили ДМП высокого и очень высокого разрешения	180
5.3. Связь между ДМП и межзвездным покраснением	186
5.4. Связь между ДМП и межзвездными атомами	190
5.5. Связь между ДМП и межзвездными молекулами	192
5.5.1. Молекулы CH , CH^+ , CN , CO и H_2	192
5.5.2. Молекулы C_2 и C_3 и ДМП.	195
5.6. Связь между ДМП и свободными электронами	198
5.7. Переменность межзвездных линий	200
5.7.1. ДМП в околозвездных оболочках	201
5.7.2 Переменность, связанная с мелкомасштабной структурой облаков ...	211

5.7.3. Профили ДМП и физические условия в облаках	215
5.8. Идентификация диффузных межзвездных полос.....	222
5.8.1. Линейные молекулы.....	222
5.8.2. Полициклические ароматические углеводороды	227
5.8.3. Общий носитель диффузных полос 6196 и 6614?	237
5.8.4. Фуллерен C ₆₀ ⁺	247
Резюме.....	258
ЗАКЛЮЧЕНИЕ.....	261
БЛАГОДАРНОСТИ.....	267
Список литературы.....	268
ПРИЛОЖЕНИЕ	309
Таблицы	309

ВВЕДЕНИЕ

«The Interstellar Medium is anything not in stars»

Professor Donald E. Osterbrock (1924–2007)

Основной характеристикой Вселенной является ее разреженность. Не является исключением наша Галактика. Если принять радиус Гелиосферы в ~ 200 астрономических единиц (АЕ), звезды вместе с планетными системами занимают не более $\sim 10^{-10}$ объема Галактики. Т.е. межзвездная среда (МЗС) занимает почти весь объем видимой Вселенной.

Согласно современным исследованиям, барионная материя Вселенной состоит из следующих компонент (по массе): около 7% материи находится в форме звезд (на всех стадиях эволюции), планет и других относительно плотных объектов; около 2% приходится на диффузный газ межзвездной среды, заполняющий пространство между звездами внутри Галактики; около 5% находится в газе гало галактик, вне основного распределения звезд; около 4% находится в горячем газе скоплений галактик, связанном со скоплением в целом, а не с какой-либо отдельной галактикой; около 38% находится в диффузной межгалактической среде, состоящей, в основном, из разреженного ионизированного газа, при температурах $T < 10000$ К; оставшиеся $\sim 44\%$ барионного компонента Вселенной это межгалактическая среда с температурами от десятков тысяч до десятков миллионов К (Nicastro et al. 2018; Martizzi et al. 2019).

По массе МЗС состоит главным образом из водорода (70%), гелия (28%) и 2% приходится на более тяжелые элементы. Это может быть нейтральный или ионизированный атомарный газ, молекулы в газовой фазе, наконец, пылинки. Пылинки (могут состоять из силикатов, льдов, углеродистых соединений) и межзвездный газ активно взаимодействуют друг с другом. Пылинки являются основным источником свободных электронов в МЗС, они также рассеивают поле излучения и являются причиной наблюдаемого эффекта межзвездного покраснения. В частности, образование пылинок меняет химический состав окружающего газа, на поверхности пылинок происходит образование сложных молекул.

Межзвездное вещество наблюдается в виде разнообразных туманностей, облаков, остатков сверхновых и играет центральную роль в эволюции Галактики. Содержание тяжелых элементов в МЗС медленно увеличивается (как вследствие взрывов сверхновых, так и вследствие потери массы в процессе звездной эволюции) благодаря поступлению вещества предыдущих поколений звезд, обогащенного продуктами нуклеосинтеза, происходящего в звездных недрах. МЗС является местом рождения «новых» звезд. В процессе эволюции происходит постоянная

переработка вещества и связанное с ней обогащение МЗС продуктами нуклеосинтеза. Астрономические наблюдения выявили наличие в МЗС сложных молекул, в т.ч. органических.

Прошло более 150 лет со времени первого предположения о том, что межзвездное пространство, поглощающее звездный свет и состоящее из пыли и газа (Struve, 1847), заполняет пространство между звездами. В начале XX века немецкий астроном Hartmann (1904) продемонстрировал первые наблюдательные свидетельства поглощения, возникающего в межзвездной среде, которые проявлялись в виде стационарных абсорбций (линии *H* и *K* Ca II), наблюдаемых в спектрах двойной звезды δ Ориона. Heger (1919) сообщила о стационарных линиях натрия, наблюдаемых в спектрах двойных систем, и заявила об их межзвездном происхождении. Число известных межзвездных линий существенно выросло в 30-х годах XX века, когда впервые были открыты межзвездные молекулы CN и CN⁺ (Dunham, 1937).

Дальнейшие исследования показали сложную структуру межзвездной среды, например, Beals (1936) обнаружил двойные и асимметричные компоненты линий *H* и *K*, видимые в спектрах звезд в созвездии Орион.

Согласно современным знаниям, состав межзвездного поглощающего вещества очень сложен: например, уже обнаружены молекулы, состоящие из десятков атомов. Еще одно, возможно, наиболее яркое свидетельство сложных процессов молекулярного синтеза/разрушения, происходящих в межзвездной среде - это существование диффузных межзвездных полос (ДМП, diffuse interstellar bands - DIB) – старейшей нерешенной проблемы астрономической спектроскопии. Эти межзвездные абсорбции названы «диффузными», потому что даже самая узкая из известных диффузных полос 6196 Å во много раз шире атомных или молекулярных линий межзвездного происхождения.

ДМП были открыты в первой четверти XX века (Heger, 1922), но их носители до сих пор остаются неизвестными, (возможно за одним исключением, см. Главу 5) несмотря на значительные усилия астрономов и большой прогресс наблюдательной астрономии за последние 30 лет. Список обнаруженных ДМП продолжает расти, включая все более и более слабые линии. По состоянию на 2019 год он включает 559 линий (Fan, 2019). Обзоры свойств ДМП см., например, в Herbig (1995), Sarre (2006), Krelowski (2018).

Более десяти лет назад Krelowski и Walker (1987), Josafatsson и Snow (1987) и Krelowski и Westerlund (1988) продемонстрировали, что соотношение интенсивности ДМП может варьироваться от облака к облаку, что доказывает, что количество или физическое состояние носителей ДМП в отдельных облаках может быть совершенно разным. Одним из ярких примеров этого различия являются две соседние диффузные полосы на длинах волн около 5780 и 5797 Å. Объекты, называемые σ -облаками (потому что направление на σ Скорпиона является архетипом), имеют низкое отношение интенсивностей ДМП 5797/5780. И наоборот, ζ -облака (по имени

архетипа ζ Змееносца) имеют высокое отношение интенсивностей ДМП 5797/5780. Разделение межзвездных облаков на типы ζ и σ имеет физическую основу: объекты типа ζ демонстрируют сильные линии поглощения межзвездных молекул, таких как CH, CH⁺, CN, C₂, C₃ и т. д., тогда как в облаках типа σ молекулярные линии слабы или отсутствуют. Однако, во всех объектах, где наблюдаются ДМП, всегда видны линии атомов и ионов, как минимум, таких как Na I (D1 и D2), Ca II (*H* и *K*), K I на 7699 Å (более мощная линия на 7665 Å обычно блендирована сильными теллурическими линиями и поэтому недоступна для измерений). К сожалению, чистые спектры типа σ и ζ немногочисленны — в спектрах большинства наблюдаемых звезд, особенно сильно покрасневших, наблюдаются сквозь несколько облаков, в общем, с разными оптическими свойствами, и поэтому результирующие межзвездные спектры представляют собой средние значения в случае, если не удастся разделить профили отдельных облаков. Различия в лучевых скоростях между отдельными облаками при достаточном спектральном разрешении обычно позволяют разделить межзвездные атомные/молекулярные линии (см., например, Adams 1949, Beals 1938, Galazutdinov et al. 2000), но ДМП относительно широки и редко показывают доплеровское расщепление профиля, за исключением самых узких, таких, как, например, ДМП 6196 Å, для которой было убедительно продемонстрировано доплеровское расщепление (см., например, Herbig & Soderblom, 1982). В связи с этим, наиболее интересно исследование «однооблачных» объектов, без видимого расщепления профилей узких межзвездных линий атомов и молекул. В таких облаках возможно изучение взаимосвязей между разными компонентами МЗС, корректное определение параметров межзвездных линий, не являющихся блендой нескольких спектральных особенностей, образованных в разных облаках, с разными характеристиками.

Итак, предметом исследования в данной работе является диффузный газ межзвездной среды и пылевые частицы. Метод исследования – спектроскопия высокого разрешения, преимущественно в оптической области спектра. Важным аспектом исследования является тесное сотрудничество со специалистами в области молекулярной спектроскопии, поскольку одной из целей работы является поиск молекул-носителей диффузных межзвездных полос. Ниже более подробно о целях и задачах данного диссертационного исследования.

Цели и задачи диссертационной работы

Основные цели диссертационного исследования состоят в определении физических параметров полупрозрачных, диффузных облаков Галактики; анализе спектральных и кинематических свойств значимой выборки Галактических межзвездных облаков; обнаружении ранее неизвестных компонент межзвездной среды, в т.ч. молекул и новых диффузных

межзвездных полос – проблема отождествления носителей ДМП является старейшей проблемой астрофизики, ждущей своего решения с 1922 года; оценке уровня корреляции (связи) ДМП с другими компонентами межзвездной среды; определении физических условий в межзвездной среде, влияющих на образование/разрушение носителей ДМП; получении астрономических спектров исключительно высокого качества для определения точных профилей ДМП и сравнения профилей ДМП с лабораторными спектрами молекул в газовой фазе. Цели, связанные с изучением ДМП, направлены на определение возможных кандидатов в носители ДМП.

Новизна проведенных соискателем исследований

Научная новизна исследований, представленных соискателем определяется следующим:

- Получен уникальный спектральный материал для более 500 горячих покрасневших звезд, в т.ч. с очень высоким соотношением сигнал/шум ($S/N > 1000$) в сочетании с высоким спектральным разрешением ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda$ от 30000 до 300000) в широком диапазоне длин волн. Создан наиболее полный, на настоящий момент, список объектов, рекомендованных для изучения межзвёздных линий в оптическом диапазоне спектра.
- Впервые предложены методы определения расстояний в Галактическом диске по линиям межзвездных линий ионизованного кальция и титана. Межзвездная шкала позволяет оценивать расстояние до пекулярных объектов с неточными параллаксами и/или неопределенным спектральным классом.
- Построена кривая вращения межзвездных облаков в Галактике по линиям ионизованного кальция и показан ее кеплеровский характер.
- Обнаружен ряд объектов с т.н. «серым» поглощением, обусловленным наличием на луче зрения пылинок большого размера (сотни микрон).
- Выявлена вытянутая структура рассеянного скопления Плеяды.
- Впервые обнаружены облака типа CaFe, свободные от межзвездной пыли и эффекта обеднения металлов (depletion).
- Впервые обнаружены запрещенные линии поглощения межзвездного гелия.
- Впервые обнаружены линии ряда межзвездных молекул в оптическом диапазоне спектра (SH, OH⁺, NH) и новые, неизвестные ранее линии и полосы известных молекул (C₃, NH, CH, CH⁺), уточнены или определены силы осцилляторов ряда известных молекул и вычислена лучевая концентрация. Для ряда молекул доказано низкое содержание (ниже предела обнаружения) в межзвёздной среде, оценен верхний предел содержания.

- Впервые обнаружена переменность интенсивности и положения ряда межзвездных линий, в т.ч. ДМП.
- Впервые обнаружено более 100 новых ДМП в оптическом и ближнем инфракрасном диапазонах.
- Впервые получены детальные профили ряда т.н. широких ДМП, у которых FWHM (ширина на половине интенсивности) более 10 Å.
- Получены самые детальные и точные, на данный момент, профили ряда диффузных полос, на основе которых выполнены модельные расчеты. Предложены возможные кандидаты в носители ДМП.
- Обнаружена связь между шириной профиля ряда ДМП и вращательной температурой ряда простых межзвездных молекул.
- Измерены точные длины волн диффузных межзвездных полос, предложен метод объективной оценки длин волн ДМП и метод измерения изменения сложных профилей ДМП.

Практическая значимость и ценность научных работ соискателя

Результаты, изложенные в диссертации, могут быть использованы для дальнейших исследований, связанных с феноменом диффузных межзвездных полос, а также для исследования физических процессов в Галактической межзвездной среде. Особую ценность представляет уникальная коллекция профилей диффузных межзвездных полос высокого разрешения (до 300000) и очень высокого отношения сигнал/шум (до 4000), которые необходимы для окончательного отождествления их носителей, путем сопоставления с лабораторными спектрами молекул в газовой фазе. Значимость результатов, полученных соискателем подтверждается высокой цитируемостью его публикаций: по состоянию на 2024 год имеется около 2000 цитирований на 94 рецензируемых публикаций соискателя по теме диссертации. Наиболее востребованы обзоры диффузных полос, исследования тонкой структуры и профили сверхвысокого разрешения ДМП, результаты сравнения астрономических данных с лабораторными спектрами, метод оценки расстояний в Галактическом диске по межзвездным линиям и исследования взаимосвязи различных компонент межзвездной среды.

Достоверность и апробация результатов

Результаты, представленные в диссертации, полностью изложены в 94 научных работах, опубликованных в рецензируемых журналах, которые индексируются в базах данных “Web of

Science”, “Scopus”): 30 работ в Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 21 работа в “Astronomy and Astrophysics”, 12 работ в “Astrophysical Journal”, 5 работ в “Astrophysical Journal Letters”, 10 работ в “Acta Astronomica”, 6 работ в “Publications of the Astronomical Society of the Pacific”, 3 работы в “Astronomische Nachrichten”, 3 работы в журнале «Астрофизический бюллетень», 2 работы в “Astronomical Journal”, 1 работа в журнале “Письма в Астрономический Журнал”, 1 работа в “Journal of Korean Astronomical Society”. В 39 публикациях соискатель является первым автором.

Результаты представлялись соискателем в виде докладов и постеров на семинарах ГАО РАН, САО РАН, КраО РАН, Центра астрономии университета Николая Коперника (CfA UNC, г. Торунь, Польша), Центра астрономии Николая Коперника (САМК, г. Торунь, Польша), Института астрономии и космических исследований (KASI, г. Тэджон, Южная Корея), Сеульского национального университета (SNU, г. Сеул, Южная Корея), Института астрономии Католического университета Севера (UCN, г. Антофагаста, Чили), Южной Европейской Обсерватории (ESO, г. Сантьяго, Чили), конференциях чилийского астрономического общества SOCHIAS а также на следующих всероссийских и международных конференциях:

- Ultraviolet Astrophysics Beyond the IUE Final Archive, 11-14.11.1997, Sevilla, Spain.
- Solid state astrochemistry. Proceedings of the NATO Advanced Study Institute on Solid State Astrochemistry, 5-15.06.2000, Erice, Italy
- Astrochemistry: Recent Successes and Current Challenges, 231st Symposium of the IAU, 29.08-02.09.2005, Pacific Grove, USA
- American Astronomical Society, AAS Meeting #212, 31.05-4.06.2008, St.Louis, USA
- American Astronomical Society, AAS Meeting #218, 22-26.05.2011, Boston, USA
- American Astronomical Society, AAS Meeting #220, 10-14.06.2012, Anchorage, USA
- American Astronomical Society, AAS Meeting #222, 2-6.06.2013, Indianapolis, USA
- IAU Symposium 297 "The Diffuse Interstellar Bands", 20-24.5.2013, Noordwijkerhout, The Netherlands
- 68th International Symposium on Molecular Spectroscopy, 17-21.06. 2013, Ohio State University, USA
- IAU Regional Meetings APRIM 2014, 19-22.08.2014, Daejeon, Korea
- 254th American Chemical Society Meeting & Exposition, 18 – 28. 08. 2017, Washington, USA
- ВАК-2017, 17 - 22.09.2017, Ялта, Россия
- “Cosmic Fullerenes”, 19-21.09.2018, Orsay, France
- «Физика звёзд: теория и наблюдения», ГАИШ МГУ, 26-30.06.2023, Москва, Россия

Личный вклад автора

Более 70% наблюдательного материала было получено с участием соискателя в течение 1996-2018 годов. Более 90% спектральных изображений были обработаны лично соискателем с помощью программных средств собственной разработки. Все результаты, приведенные в пяти главах диссертации, опубликованы в 94 статьях в рецензируемых журналах, в том числе 39 с первым авторством. Вклад соискателя во всех публикациях был не меньшим, чем других соавторов.

Статьи в рецензируемых журналах:

1. **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Bikmaev I. F., Krelowski J.; “On the relation between the carriers of diffuse interstellar bands and simple molecular species”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 292, p. 414–418. (1997), doi:10.1093/mnras/292.2.414
2. Krelowski J., **Galazutdinov, G. A.**, Musaev F. A.; ”Diffuse Interstellar Bands: Physical Conditions That Facilitate the Formation or Preservation of Their Carriers”; *The Astrophysical Journal*, Volume 493, p. 217–221. (1998), doi:10.1086/305115
3. Krelowski J, **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A.; Addendum: Diffuse Interstellar Bands: Physical Conditions that Facilitate the Formation or Preservation of Their Carriers”; *The Astrophysical Journal*, Volume 506, p. 926–926. (1998), doi:10.1086/306290
4. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J., Moutou C., Musaev F. A.; “ Diffuse interstellar bands in low E(B-V) objects”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 295, p. 437–442. (1998), doi:10.1046/j.1365-8711.1998.2952437.x
5. Krelowski J., Ehrenfreund P., Foing B. H., Snow T. P., Weselak, T., Tuairisg S. Ó., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A.; “On the relation between diffuse interstellar bands and simple molecular species”; *Astronomy and Astrophysics* Volume 347, p. 235–242. (1999).
6. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J., Musaev F. A., Galeev A. I.; “Variability of diffuse interstellar bands in the spectrum of HD 188209”; *Astronomy Letters*, Volume 25, p. 656–661. (1999).
7. Salama F., **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J., Allamandola L. J., Musaev F. A.; “Polycyclic Aromatic Hydrocarbons and the Diffuse Interstellar Bands: A Survey”; *The Astrophysical Journal*, Volume 526, p. 265–273. (1999), doi:10.1086/307978
8. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J., Musaev F. A.; “On bare carbon chain anions as possible carriers of the diffuse interstellar features”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 310, p. 1017–1022, (1999), doi:10.1046/j.1365-8711.1999.03000.x

9. Motylewski T., Linnartz H., Vaizert O., Maier J. P., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Krelowski J., Walker G. A. H., Bohlender D. A.; “Gas-Phase Electronic Spectra of Carbon-Chain Radicals Compared with Diffuse Interstellar Band Observations”; *The Astrophysical Journal*, Volume 531, p. 312–320. (2000), doi:10.1086/308465
10. **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Krelowski J., Walker G. A. H.; “Narrow Diffuse Interstellar Bands: A Survey with Precise Wavelengths”; *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Volume 112, p. 648–690. (2000), doi:10.1086/316570
11. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J., Musaev F. A., “Interstellar velocity components towards reddened stars”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 315, p. 703–706, (2000), doi:10.1046/j.1365-8711.2000.03479.x
12. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J., Musaev F. A., Ehrenfreund P., Foing B. H.; “On the identification of the C_{60}^+ interstellar features”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 317, p. 750–758. (2000), doi:10.1046/j.1365-8711.2000.03566.x
13. **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Schmidt M. R., Krelowski J.; “Profiles of blue and infrared diffuse interstellar bands”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 323, p. 293–300. (2001), doi:10.1046/j.1365-8711.2001.04164.x
14. **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Krelowski J.; “On the detection of the linear C_5 molecule in the interstellar medium”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 325, p. 1332–1334. (2001), doi:10.1046/j.1365-8711.2001.04388.x
15. **Galazutdinov G.**, Musaev F., Nirski J., Krelowski J.; “The problem of C_7^- as source of diffuse interstellar bands revisited”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 377, p. 1063–1067. (2001), doi:10.1051/0004-6361:20011126
16. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Nirski J.; “Identification of the naphthalene cation in space?”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 328, p. 810–814. (2001), doi:10.1046/j.1365-8711.2001.04906.x
17. **Galazutdinov G.**, Moutou C., Musaev F., Krelowski J.; “Very high resolution profiles of 6196 Å and 6614 Å diffuse interstellar bands”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 384, p. 215–224. (2002), doi:10.1051/0004-6361:20020003
18. **Galazutdinov G.**, Petlewski A., Musaev F., Moutou C., Lo Curto G., Krelowski J.; “An upper limit to the interstellar C_5 abundance in translucent clouds”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 395, p. 223–226. (2002), doi:10.1051/0004-6361:20021237
19. **Galazutdinov G.**, Petlewski A., Musaev F., Moutou C., Lo Curto G., Krelowski J.; “The interstellar C_3 chain molecule in different interstellar environments”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 395, p. 969–974. (2002), doi:10.1051/0004-6361:20021324

20. **Galazutdinov G.**, Stachowska W., Musaev F., Moutou C., Lo Curto G., Krelowski J.; “Fine structure of profiles of weak diffuse interstellar bands”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 396, p. 987–991. (2002), doi:10.1051/0004-6361:20021299
21. **Galazutdinov G. A.**, Galazutdinova O. A., Grinin V. P.; “Diffuse interstellar bands in the spectra of Herbig Ae/Be stars and related objects”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 407, p. 705–712. (2003), doi:10.1051/0004-6361:20030873
22. Skorzynski W., Strobel A., **Galazutdinov G. A.**; “Grey extinction in the solar neighbourhood?”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 408, p. 297–304. (2003), doi:10.1051/0004-6361:20030998
23. **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Bondar A.V., Krelowski J.; “Very high resolution profiles of four diffuse interstellar bands”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 345, p. 365–368. (2003), doi:10.1046/j.1365-8711.2003.06966.x
24. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Krelowski J.; “On the relation between diffuse bands and column densities of H₂, CH and CO molecules”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 414, p. 949–954. (2004), doi:10.1051/0004-6361:20031663
25. Cami J., Salama F., Jimenez-Vicente J., **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J.; “The Rotational Excitation Temperature of the λ 6614 Diffuse Interstellar Band Carrier”; *The Astrophysical Journal*, Volume 611, p. L113–L116. (2004), doi:10.1086/423991
26. **Galazutdinov G. A.**, Manico G., Pirronello V., Krelowski J.; “Correlations between diffuse interstellar bands and atomic lines”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 355, p. 169–177. (2004), doi:10.1111/j.1365-2966.2004.08314.x
27. **Galazutdinov G.**, 2005; “A Survey of Interstellar Lines: Radial Velocity Profiles and Equivalent Widths”; *Journal of Korean Astronomical Society*, Volume 38, p. 215–218. (2005), doi:10.5303/JKAS.2005.38.2.215
28. **Galazutdinov G. A.**, Han I., Krelowski J.; “Profiles of Very Weak Diffuse Interstellar Bands around 6440 Å”; *The Astrophysical Journal*, Volume 629, p. 299–304. (2005), doi:10.1086/431663
29. Megier A., Strobel A., Bondar A., Musaev F. A., Han Inwoo, Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**; “Interstellar Ca II Line Intensities and the Distances of the OB stars”; *The Astrophysical Journal*, Volume 634, p. 451–458. (2005), doi:10.1086/496916
30. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J.; “Circumstellar Disk around HD 143275 and Interstellar Absorption”; *The Astrophysical Journal*, Volume 637, p. 342–345. (2006), doi:10.1086/498256
31. **Galazutdinov G. A.**, Gnacinski P., Han I., Lee B.-C., Kim K.-M., Krelowski J.; “On the diffuse bands related to the C₂ interstellar molecule”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 447, p. 589–595. (2006), doi:10.1051/0004-6361:20053410

32. Slyk K., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Bondar A. V., Schmidt M. R., Krelowski J.; “A search for fine structure inside high resolution profiles of weak diffuse interstellar bands”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 448, p. 221–229. (2006), doi:10.1051/0004-6361:20052653
33. **Galazutdinov G. A.**, Manico G., Krelowski J.; “Blueshifted diffuse interstellar bands in the spectrum of HD 34078”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 366, p. 1075–1080. (2006), doi:10.1111/j.1365-2966.2005.09886.x
34. Gnacinski P., Sikorski J. K., **Galazutdinov G. A.**; “Electron density and carriers of the diffuse interstellar bands”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 469, p. 201–206. (2007), doi:10.1051/0004-6361:20077077
35. Bondar A., Kozak M., Gnacinski P., **Galazutdinov G. A.**, Beletsky Y., Krelowski J.; “CaFe interstellar clouds”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 378, p. 893–900. (2007), doi:10.1111/j.1365-2966.2007.11788.x
36. Weselak T., **Galazutdinov G.**, Musaev F., Krelowski J.; “Relation between CH cation and neutral/molecular hydrogen”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 479, p. 149–154. (2008), doi:10.1051/0004-6361:20078540
37. **Galazutdinov G. A.**, LoCurto G., Han I., Krelowski J.; “Blueshifted Diffuse Interstellar Bands in the Sco OB1 Association”; *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Volume 120, p. 178. (2008), doi:10.1086/528938
38. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Krelowski J.; “The relation between CH and CN molecules and carriers of 5780 and 5797 diffuse interstellar bands”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 484, p. 381–388. (2008). doi:10.1051/0004-6361:20078304
39. **Galazutdinov G. A.**, Lo Curto G., Krelowski J.; “Fine structure in the profiles of strong diffuse interstellar bands”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 386, p. 2003–2008. (2008), doi:10.1111/j.1365-2966.2008.13015.x
40. **Galazutdinov G. A.**, LoCurto G., Krelowski J.; “High-Resolution Profiles of Diffuse Interstellar Bands”; *The Astrophysical Journal*, Volume 682, p. 1076–1086. 2008, doi:10.1086/589758
41. Slyk K., Bondar A. V., **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J.; “CN column densities and excitation temperatures”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 390, p. 1733–1750. (2008), doi:10.1111/j.1365-2966.2008.13871.x
42. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Beletsky Y., Krelowski J.; “Observational test of the CH cation oscillator strengths”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 495, p. 189–194. doi:10.1051/0004-6361:200810348
43. Kazmierczak M., Gnacinski P., Schmidt M. R., **Galazutdinov G.**, Bondar A., Krelowski J.; “Excitation temperature of C₂ and broadening of the 6196 Å diffuse interstellar band”;

- Astronomy and Astrophysics, Volume 498, p. 785–791. (2009), doi:10.1051/0004-6361/200811558
44. Weselak T., **Galazutdinov G.**, Beletsky Y., Krelowski J.; “The relation between interstellar OH and other simple molecules”; Astronomy and Astrophysics, Volume 499, p. 783–787. (2009), doi:10.1051/0004-6361/200911616
 45. Megier A., Strobel A., **Galazutdinov G.A.**, Krelowski J.; “The interstellar Ca II distance scale”; Astronomy and Astrophysics, Volume 507, p. 833–840. (2009), doi:10.1051/0004-6361/20079144
 46. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Beletsky Y., Krelowski J.; “Interstellar NH molecule in translucent sightlines”; Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 400, p. 392–397. (2009), doi:10.1111/j.1365-2966.2009.15466.x
 47. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Han I., Krelowski J.; “Doppler splitting in diffuse interstellar bands”; Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 401, p. 1308–1314. (2010), doi:10.1111/j.1365-2966.2009.15729.x
 48. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Beletsky Y., Krelowski J.; “The relation between column densities of interstellar OH and CH molecules”; Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 402, p. 1991–1994. (2010), doi:10.1111/j.1365-2966.2009.16028.x
 49. Krelowski J., Beletsky Y., **Galazutdinov G. A.**, Kolos R., Gronowski M., LoCurto G.; “Evidence for Diacetylene Cation as the Carrier of a Diffuse Interstellar Band”; The Astrophysical Journal, Volume 714, p. L64–L67. (2010), doi:10.1088/2041-8205/714/1/L64
 50. Krelowski J., Beletsky Y., **Galazutdinov G. A.**; “Hydroxyl Cation in Translucent Interstellar Clouds”; The Astrophysical Journal, Volume 719, p. L20–L22. (2010), doi:10.1088/2041-8205/719/1/L20
 51. Kazmierczak M., Schmidt M. R., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F. A., Beletsky Y., Krelowski J.; “Centrosymmetric molecules as possible carriers of diffuse interstellar bands”; Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 408, p. 1590–1597. (2010), doi:10.1111/j.1365-2966.2010.17226.x
 52. Weselak T., **Galazutdinov G.**, Beletsky Y., Krelowski J.; “On the CH B-X (1, 0) band in translucent clouds”, *Astronomische Nachrichten*, Volume 332, p. 167. (2011), doi:10.1002/asna.201011472
 53. Salama F., **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J., Biennier L., Beletsky Y., Song I.-O.; “Polycyclic Aromatic Hydrocarbons and the Diffuse Interstellar Bands: A Survey”; The Astrophysical Journal, Volume 728, p.154-161, (2011), doi:10.1088/0004-637X/728/2/154

54. **Galazutdinov G.**, Lee B.-C., Song I.-O., Kazmierczak M., Krelowski J.; “A search for interstellar naphthalene and anthracene cations”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 412, p. 1259–1264. (2011). doi:10.1111/j.1365-2966.2010.17985.x
55. Krelowski J., **Galazutdinov G.**, Beletsky Y.; “Unusually high rotational temperature of the CN radical”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 531, A68, (2011), doi:10.1051/0004-6361/201016290
56. Krelowski J., **Galazutdinov G.**, Kolos R.; “Can H₂CCC be the Carrier of Broad Diffuse Bands?”; *The Astrophysical Journal*, Volume 735, p. 124-129, (2011), doi:10.1088/0004-637X/735/2/124
57. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J.; “Metastable helium in absorption towards ζ Ophiuchi”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 422, p. 3457–3459. (2012), doi:10.1111/j.1365-2966.2012.20856.x
58. Krelowski J., **Galazutdinov G.**, Gnacinski P.; “CN rotational excitation”; *Astronomische Nachrichten*, Volume 333, p. 627, (2012), doi:10.1002/asna.201111708
59. Schmidt M. R., Krelowski J., Weselak T., **Galazutdinov G. A.**; “CN (3,0) red system features in interstellar translucent clouds”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 431, p. 1795–1799, (2013), doi:10.1093/mnras/stt294
60. **Galazutdinov G.**, Krelowski J., Beletsky Y., Valyavin G.; “Variable interstellar lines in spectra of HD 73882”; *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Volume 125, p. 1329, (2013), doi:10.1086/673754
61. Schmidt M. R., Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Zhao D., Haddad M. A., Ubachs W., Linnartz H.; “Detection of vibronic bands of C₃ in a translucent cloud towards HD 169454”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 441, p. 1134–1146, (2014), doi:10.1093/mnras/stu641
62. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Gnacinski P., Krelowski J.; “Consistent System of Oscillator Strengths of A²Δ -- X²Π (0,0) and B²Σ -- X²Π (0,0) Bands of CH Molecule”; *Acta Astronomica*, Volume 64, p. 277–292, (2014), doi:10.48550/arXiv.1410.3024
63. Weselak T., **Galazutdinov G. A.**, Sergeev O., Godunova V., Kolos R., Krelowski J.; “Carriers of 4964 and 6196 Diffuse Interstellar Bands and Environments Dominated by either CH or CH⁺ Molecules”; *Acta Astronomica*, Volume 64, p. 371–382, (2014), doi:10.48550/arXiv.1411.5013
64. **Galazutdinov G.**, Strobel A., Musaev F. A., Bondar A., Krelowski J.; “The Structure and Kinematics of the Galaxy Thin Gaseous Disk Outside the Solar Orbit”; *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Volume 127, p. 126-142, (2015), doi:10.1086/680211

65. Bernstein L. S., Clark F. O., Lynch D. K., **Galazutdinov G. A.**; “Analysis of Narrow and Broad Profiles Observed for the $\lambda 6614$ Diffuse Interstellar Band”; *The Astrophysical Journal*, Volume 801, p. 6-17, (2015), doi:10.1088/0004-637X/801/1/6
66. **Galazutdinov G.**, Krelowski J., Beletsky Y., Valyavin G.; “Position Displacement of Diffuse Interstellar Bands”; *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Volume 127, 356-365, (2015), doi:10.1086/681018
67. Zhao D., **Galazutdinov G. A.**, Linnartz H., Krelowski J.; “Detection of OH⁺ in Translucent Interstellar Clouds: New Electronic Transitions and Probing the Primary Cosmic Ray Ionization Rate”; *The Astrophysical Journal*, Volume 805, p. L12-16, (2015), doi:10.1088/2041-8205/805/2/L12
68. Zhao D., **Galazutdinov G. A.**, Linnartz H., Krelowski J., “Mercapto radical (SH) in translucent interstellar clouds”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 579, p. L1-3, (2015), doi:10.1051/0004-6361/201526488.
69. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Mulas G., Maszewska M., Cecchi-Pestellini C.; “Redshifted diffuse interstellar bands in the Orion OB1 association”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 451, p. 3210–3218, (2015), doi:10.1093/mnras/stv1117
70. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Bondar A., Beletsky Y.; “Observational analysis of the well-correlated diffuse bands: 6196 and 6614 Å”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 460, p. 2706–2710, (2016), doi:10.1093/mnras/stw1167
71. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Mulas G., Bondar A., Musaev F. A., Shapovalova A., Cecchi-Pestellini C., Beletsky Y., Lee B. -C.; “Variable Intensities of Molecular Features in the Spectrum of AE Aur”; *Acta Astronomica*, Volume 66, p. 391–403, (2016).
72. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Strobel A., Mulas G., “Gray Extinction in the Orion Trapezium”; *Acta Astronomica*, Volume 66, p. 469–480, (2016).
73. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Bondar A., Byeong-Cheol L.; “Constant Intensities of Diffuse Interstellar Bands in the Spectrum of AE Aur”; *Acta Astronomica*, Volume 67, p. 71-80, (2017), doi:10.32023/0001-5237/67.1.5
74. **Galazutdinov G. A.**, Shimansky V. V., Bondar A., Valyavin G., Krelowski J.; “C₆₀⁺ - looking for the bucky-ball in interstellar space”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 465, p. 3956–3964, (2017), doi:10.1093/mnras/stw2948
75. **Galazutdinov G. A.**, Lee J.-J., Han I., Lee B.-C., Valyavin G., Krelowski J.; “Infrared diffuse interstellar bands”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 467, p. 3099–3104, (2017), doi:10.1093/mnras/stx330

76. **Galazutdinov G. A.**, Krelowski J.; “Looking for the Weak Members of the C_{60}^+ Family in the Interstellar Medium”; *Acta Astronomica*, Volume 67, p. 159–169, (2017), doi:10.32023/0001-5237/67.2.4
77. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Strobel A., Bondar A.; “Spectrophotometric Distances - Problem of Interstellar Extinction”; *Acta Astronomica*, Volume 67, p. 281–296, (2017), doi:10.32023/0001-5237/67.3.6
78. Bernstein L. S., Shroll R. M., **Galazutdinov G. A.**, Beletsky Y.; “Spectral Deconvolution of the 6196 and 6614 Å Diffuse Interstellar Bands Supports a Common-carrier Origin”, *The Astrophysical Journal*, Volume 859, 174-193, (2018), doi:10.3847/1538-4357/aabd85
79. Krelowski J., Strobel A., **Galazutdinov G. A.**, Musaev F., Bondar A.; “On the Distance Measurements in the Thin Milky Way Disk”; *Acta Astronomica*, Volume 68, p. 285–300, (2018), doi:10.32023/0001-5237/68.3.7
80. Krelowski J., **Galazutdinov G.**, Strobel A.; “The Milky Way Rotation Curve Revisited”; *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Volume 130, p. 114302-114307, (2018), doi:10.1088/1538-3873/aae070
81. Krelowski J., **Galazutdinov G.**, Godunova V., Bondar A.; “On the Relation between Interstellar Spectral Features and Reddening”; *Acta Astronomica*, Volume 69, p. 159–175, (2019), doi:10.32023/0001-5237/69.2.4
82. Krelowski J., Strobel A., **Galazutdinov G. A.**, Bondar A., Valyavin G.; “On the structure of the Pleiades cluster”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 486, p. 112–122, (2019), doi:10.1093/mnras/stz848
83. Krelowski J., **Galazutdinov G.**, Bondar A.; “On the σ and ζ type translucent interstellar clouds”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 486, p. 3537–3540, (2019), doi:10.1093/mnras/stz1082
84. Krelowski J., Maric T., Karipis A., Strobel A., **Galazutdinov G. A.**; “Central Wavelengths and Profile Shapes of Diffuse Interstellar Bands versus Physical Parameters of Intervening Clouds”; *Acta Astronomica*, Volume 69, p. 369–380, (2019), doi:10.32023/0001-5237/69.4.5
85. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Bondar, A.; “Rise of the intensity of interstellar CH^+ in the spectrum of AE Aur”; *Astronomische Nachrichten*, Volume 341, p. 56–63, (2020), doi:10.1002/asna.202013650
86. **Galazutdinov G.**, Bondar A., Lee B.-C., Hakalla R., Szajna W., Krelowski J.; “Survey of Very Broad Diffuse Interstellar Bands”; *The Astronomical Journal*, Volume 159, p. 113-123, (2020), doi:10.3847/1538-3881/ab6d01

87. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Siebenmorgen R.; “On the Relation between Diffuse Bands and Other Interstellar Features”; *The Astrophysical Journal*, Volume 899, p. L2-6 (2020), doi:10.3847/2041-8213/aba74d
88. Siebenmorgen R., Krelowski J., Smoker J., **Galazutdinov G.**, Bagnulo S.; “Dark dust and single-cloud sightlines in the ISM”; *Astronomy and Astrophysics*, Volume 641, A35 (2020), doi:10.1051/0004-6361/202037511
89. **Galazutdinov, G. A.**, Valyavin, G., Ikhsanov, N. R., & Krelowski, J., "Diffuse Bands 9577 and 9633: Relations to Other Interstellar Features" // 2021. — *The Astronomical Journal*. — V.161, №3. — p.127. — arXiv:2102.10674
90. Krelowski J., **Galazutdinov G. A.**, Gnacinski P., Hakalla R., Szajna W., Siebenmorgen, R.; “Broadened profiles of diffuse interstellar bands”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 508, p. 4241–4248, (2021), doi:10.1093/mnras/stab2774
91. **Galazutdinov G. A.**; “DECH: A Software Package for Astronomical Spectral Data Processing and Analysis”; *Astrophysical Bulletin*, Volume 77, p. 519–529, (2022), doi:10.1134/S1990341322040034
92. **Galazutdinov, G.A.**, Krelowski, J.; “Profile split of DIB 6196 in Sco OB2 association objects”; *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 523, p. 4158–4163, (2023), doi:10.1093/mnras/stad1701
93. **Galazutdinov, G.A.**, Santander, T.A., Babina, E., et al.; “The Interstellar Ti II Distance Scale”; *Astrophysical Bulletin*, Volume 78, p. 550-556, (2023), doi:10.1134/S1990341323700219
94. **Galazutdinov, G.A.**, Babina, E. “On the Intrinsic Rest Wavelengths of Diffuse Interstellar Bands”; *Astrophysical Bulletin*, Volume 79, p. 359, (2024), doi:10.1134/S1990341323700219

Основные результаты, выносимые на защиту

- Результаты спектральных наблюдений более 500 горячих покрасневших звезд, с высоким спектральным разрешением (R до $\sim 3 \times 10^5$) и соотношением сигнал/шум (до ~ 4000). Каталог объектов, рекомендованных для изучения межзвездной среды.
- Результаты исследования распределения межзвездного ионизованного кальция и титана и определение связи между интенсивностью линий этих элементов и расстоянием до фоновой звезды в Галактическом диске. Межзвездная «линейка» является простым дополнительным инструментом для определения расстояний в Галактическом диске.
- Результаты измерений лучевой скорости межзвездных облаков для более 250 объектов: показан кеплеровский характер кривой вращения Галактики, определяемой по межзвездным облакам ионизованного кальция.

- Обнаружение объектов с т.н. «серым» поглощением, обусловленным наличием на луче зрения пылинок большого размера (сотни микрон). Видимый блеск таких объектов не соответствует их спектральному классу, что приводит к ошибочной оценке спектрального параллакса.
- Выявление вытянутой структуры рассеянного скопления Плеяды. Скопление состоит из двух частей с разным содержанием и кинематикой межзвёздного вещества. Вероятно, Плеяды являются результатом слияния двух разных скоплений.
- Обнаружение необычных, очень редких межзвездных облаков типа CaFe, с солнечным содержанием кальция и железа, без молекул и межзвездной пыли.
- Обнаружение запрещенных линии поглощения межзвездного гелия, наблюдаемых только в спектрах очень горячих звезд с мощным УФ излучением. Показано, что эти линии образуются вне диффузных, полупрозрачных облаков, вероятно на фронте ударной волны, расширяющейся H II оболочки.
- Обнаружение линий межзвездных молекул SH, OH⁺, NH и «новых», неизвестные ранее линий и полос известных молекул C₃, NH, OH, CH, CH⁺ и т.д., уточнение или определение силы осцилляторов для многих линий. Оценка содержания ряда молекул в межзвездной среде и соотношения их обилия. В частности, $N(\text{OH}/\text{H}_2) = 1.05 \pm 0.14 \times 10^{-7}$.
- Обнаружение более 100 новых ДМП в оптическом и ближнем инфракрасном диапазонах. Оценка их длин волн и интенсивности в различных объектах.
- Результаты наблюдений детальных профилей широких ДМП 4430, 4882, 5450, 5779 и 6175 Å с высоким и очень высоким спектральным разрешением. Показано, что эти ДМП показывают хорошую корреляцию как с молекулой CH, так и с межзвездным калием.
- Результаты наблюдений детальных профилей узких и средних диффузных полос, например, 6614, 6196 и др. Определение возможных параметров носителей некоторых ДМП. Предложены возможные кандидаты в носители ДМП, например, ароматический углеводород кораннулен C₂₀H₁₀.
- Результаты сравнения профилей ДМП с лабораторными спектрами молекул в газовой фазе и оценка верхнего предела содержания ряда молекул типа линейных углеводородов и ароматических углеводородов, например, нафталина, пирена, диацетилен и др.
- Обнаружение связи между шириной профиля ряда ДМП и вращательной температурой ряда простых межзвездных молекул, таких как C₂, C₃.
- Результаты изучения взаимной корреляции различных компонент межзвездной среды. Некоторые примеры: обнаружено, что содержания молекул H₂ и CH тесно связаны, что позволяет использовать молекулу CH в качестве индикатора H₂ – это важный вывод,

поскольку линия CN 4300 Å легко доступна для измерений; показано, что молекулярная фракция водорода $f(\text{H}_2)$ коррелирует с соотношением интенсивностей ДМП 5797 и 5780 Å, т.е. образование носителей узких ДМП происходит в более плотных областях межзвездных облаков, защищенных от УФ-излучения, где преобладает молекулярная фракция водорода.

- Результаты исследования переменности положения и интенсивности некоторых межзвездных линий. Указано на инструментальное происхождение некоторых случаев смещения длин волн межзвездных линий. Измерены точные длины волн диффузных межзвездных полос, предложен метод объективной оценки длин волн ДМП и метод численной оценки изменений сложных профилей ДМП.

Структура и объём диссертации

Диссертация состоит из введения, пяти глав, заключения и одного приложения, в которое вынесены таблицы. Общий объём диссертации 355 страниц. Диссертация содержит 185 рисунков и 75 таблиц. Список цитируемой литературы включает 565 ссылок. В конце каждой главы кратко резюмируются основные результаты.

Краткое содержание диссертации:

Во **введении** обсуждается актуальность работы, цели и задачи исследования; научная новизна; практическая и научная значимость полученных результатов; степень достоверности и апробация результатов; сообщается о личном вкладе автора, приводится список работ, в которых опубликованы результаты данного исследования: формулируются положения, выносимые на защиту. Сообщается о структуре диссертации и кратко представлено ее содержание.

Первая глава посвящена описанию нюансов методики наблюдений, обработки и анализа спектральных данных. Дано описание алгоритмов получения данных и их обработки. Сообщается о методических приемах и специфике анализа межзвездных спектров вообще и диффузных межзвездных полос в частности.

Во **второй главе** описаны результаты, полученные путем анализа линий атомарного газа в Галактическом диске. Сообщается об относительно равномерном заполнении диска Галактики ионизованным кальцием и титаном и, о методе измерения расстояний в Галактике, основанном на измерениях эквивалентных ширин линий этих ионов. Обоснованы преимущества использования межзвездных облаков для определения кривой вращения Галактики и показано, что кривая вращения Галактики, определенная по линиям межзвездного кальция имеет кеплеровский характер. Докладывается об обнаружении абсорбционных линий метастабильного гелия в спектре звезды ζ Ori а также экзотических облаках, состоящих только из нейтрального

кальция и железа. Сообщается о результатах исследования пространственной структуры рассеянного скопления Плеяды.

В третьей главе, посвященной исследованиям линий межзвездных молекул рассказывается о следующем: об обнаружении колебательных полос C_3 в полупрозрачном облаке в направлении на HD 169454, исследовании молекулы OH^+ и обнаружении не наблюдавшихся ранее электронных переходов; исследовании связи межзвездной молекулы OH с некоторыми другими простыми молекулами; исследовании молекул CH , CH^+ , CN , для которых были уточнены силы осцилляторов, длины волн и исследована их связь с другими компонентами межзвездной среды; о первых обнаружениях линий молекул NH , SH ; о поиске линейной межзвездной молекулы C_5 .

В четвертой, самой короткой **главе**, рассказывается об исследовании феномена серой экстинкции и поиске объектов, подверженных ее влиянию.

Пятая, самая большая **глава** диссертации посвящена результатам исследования диффузных межзвездных полос, старейшей проблемы астрономической спектроскопии. Здесь сообщается о специфике поиска и анализа диффузных межзвездных полос, о результатах наблюдений и анализа профилей диффузных полос, в том числе с очень высоким спектральным разрешением (до 300000). Также сообщается о результатах исследования связи диффузных полос с другими компонентами межзвездной среды, включающими пыль, атомы, различные молекулы, а также свободные электроны. Докладывается об обнаружении и исследовании различной переменности межзвездных линий, в том числе диффузных межзвездных полос. Обсуждаются возможные причины такой переменности, в ряде случаев, как выяснилось, имеющей методическое происхождение. Наконец, здесь обсуждаются результаты поиска носителей диффузных межзвездных полос среди линейных молекул, полициклических ароматических углеводородов и фуллеренов. Обсуждается взаимосвязи между диффузными полосами. Особое внимание уделено возможной связи диффузных полос 6196 и 6614 \AA , показывающих максимальный (близкий к единице) коэффициент корреляции среди любой пары известных диффузных полос.

В заключении перечислены основные результаты диссертации.

Глава 1 Метод спектроскопии высокого разрешения межзвездных линий в оптическом и ближнем ИК-диапазоне

Метод спектроскопии высокого разрешения в применении к межзвездным линиям в оптическом диапазоне в основном аналогичен стандартному методу звездной спектроскопии. Однако, есть некоторые нюансы, о которых ниже.

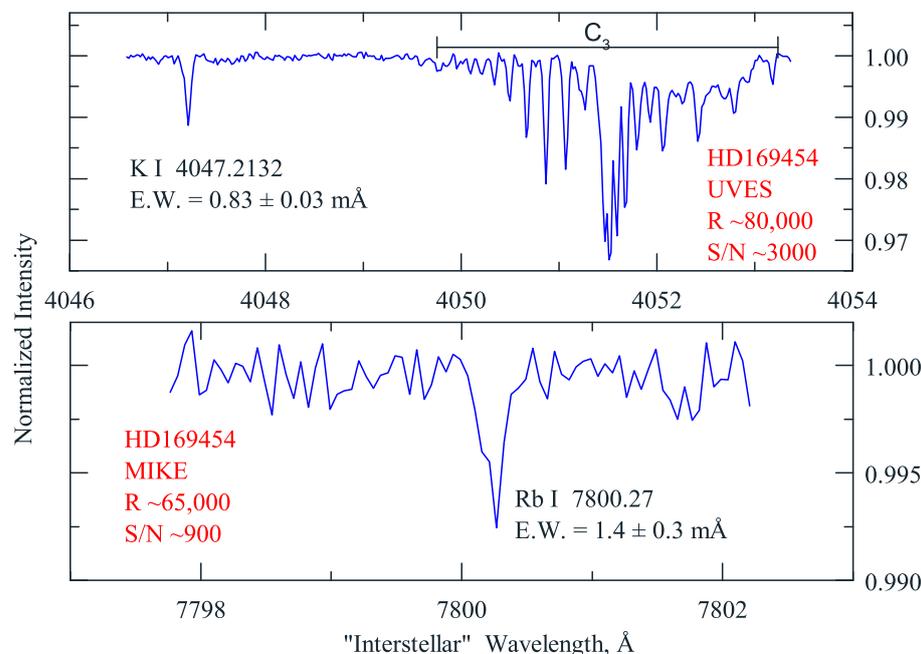


Рисунок 1.1. Примеры профилей слабых межзвездных линий в спектрах с высоким спектральным разрешением и очень высоким соотношением S/N.

Большая часть спектральных особенностей межзвездного происхождения, наблюдаемых в оптической области спектра, имеет небольшую эквивалентную ширину (единицы мÅ). Очевидно, такие слабые структуры доступны для изучения только при высоком спектральном разрешении ($R \equiv \lambda/\Delta\lambda \geq 60000$) и высоком соотношении сигнал/шум ($S/N \geq 500$) – см. пример на рисунке 1.1.

Для изучения профилей диффузных межзвездных полос и слабых межзвездных особенностей (таких как, например, линии молекулы C₃ ~4050 Å), особенно в объектах с невысоким покраснением, требуется еще более высокое соотношение сигнал/шум ($S/N \geq 1000$ -1500). Такие требования к наблюдательным данным являются экстремальными для существующих в настоящее время спектрографов и светоприемников. Поэтому наши наблюдения, как правило, выполнялись по специальной методике (см Глава 1.1). Для обработки полученного наблюдательного материала использовался авторский программный пакет DECH (Galazutdinov, 2022), свободный от недостатков pipeline (программное обеспечение, оптимизированное для конкретного астрономического прибора), часто использующихся на

крупных обсерваториях. В течение периода 1996 – наст. вр. было получено более 20 тысяч спектров сотен покрасневших звезд спектральных классов WR, O, B, A со спектральным разрешением R от 30000 до 500000, в т.ч. с соотношением сигнал/шум до 2000 и выше. Основная часть спектров была получена в обсерваториях Терскол, CAO РАН, BOAO (Южная Корея), CFHT (США), McDonald (США), Pic du Midi (Франция), Calar Alto (Испания), Roque de los Muchachos (Испания), ESO (Paranal и La Silla, Чили), Las Campanas (Чили). Также использовались данные архивов ESO, NAOJ (Япония) и Центра астрономических данных Канады. Нами использовались следующие инструменты:

1. МАЭСТРО. Кудэ-эшелле спектрометр (Musaev et al. 1999) установлен на 2-м телескопе обсерватории Терскол. Спектрометр, оснащен матрицей Wright Instruments CCD 1242x1152 (размер пикселя камеры 22.5x22.5 мкм) регистрирует спектр в диапазоне длин волн 350–1010 нм с разрешением от 45000 до 500000 в зависимости от используемой камеры и эшелле решетки.
2. ESPRESSO (Echelle Spectrograph for Rocky Exoplanets and Stable Spectroscopic Observations, Pere et al. 2014). Оптоволоконный эшелле-спектрограф может использоваться как с одним, так и со всеми четырьмя 8-м телескопами обсерватории Паранал ESO (Чили). Для наблюдений используется два оптоволоконных входа, один для объекта изучения, второй для получения спектра неба или спектра сравнения для высокоточных измерений. Спектр регистрируется на две мозаики ПЗС матриц – для голубой (380-525 нм) и красной (525-788 нм) части спектра. Представлено три варианта спектрального разрешения: 190000, 140000 и 70000 при фиксированном диапазоне длин волн, указанном выше.
3. UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph). Щелевой эшелле спектрограф высокого разрешения. Установлен на 8-м телескопе Kueyen VLT (Dekker et al., 2000) Южной Европейской обсерватории Паранал. Спектральное разрешение до $R = 80000$ в голубой части спектра $\lambda \sim 300\text{--}500$ нм и до $R = 110000$ в красной части спектра $\lambda \sim 500\text{--}1050$ нм. Размер телескопа позволяет получать спектры с высоким отношением S/N даже для довольно слабых звезд. Часть анализированных нами спектров была получена в рамках программы EDIBLES (ESO Diffuse Interstellar Bands Large Exploration Survey, см. Cox et al. 2017);
4. FEROS. Оптоволоконный эшелле-спектрограф (Kaufer et al. 1999) в обсерватории ESO Ла Силья в Чили. FEROS обеспечивает разрешающую способность $R = 48000$ в спектральном диапазоне $\sim 3700\text{--}9200$ Å, разделенном на 37 порядков.
5. ESPaDOs (an Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars at CFHT). Оптоволоконный эшелле-спектрограф высокого разрешения, установленный на 3.58-м телескопе CFHT на горе Мауна-Кеа (Гавайи, США) – Donati (2003). Прибор предназначен

для получения оптического спектра в диапазоне от 3700 до 10050 Å. Весь спектр разделен на 40 порядков эшелле. Разрешающая способность около 68000.

6. Gesco. Эшелле-спектрограф, установленный на 3.58-м телескопе CFHT на горе Мауна-Кеа (Гавайи, США), Glaspey & Bohlender (1995). Прибор оснащен мозаикой эшелле 316 мм^{-1} и оптимизирован для использования в единственном спектральном порядке. Обеспечивает разрешающую способность до 120000. Наблюдаемый диапазон длин волн устанавливается интерференционными фильтрами или с помощью одной из трех гризм. Для уменьшения потерь света прибор оснащен резателем изображения.
7. HARPS. Оптоволоконный спектрограф установлен на 3.6-м телескопе ESO в обсерватории Ла Силья и обеспечивает разрешающую способность $R = 115000$ (Mayor et al. 2003) в диапазоне $\sim 400\text{--}700$ нм. Спектрограф обеспечивает исключительно высокую точность измерений лучевой скорости (~ 1 см/сек) и предназначен для поиска планет, в т.ч. земного типа.
8. HARPS-North – копия HARPS для северного полушария (Latham & HARPS-N Collaboration, 2013). Оптоволоконный спектрограф HARPS-N установлен на 3.6-м телескопе TNG обсерватории Roque de los Muchachos на Канарских островах. Спектрограф обеспечивает регистрацию спектра в диапазоне длин волн от 383 до 693 нм с разрешением $R=115000$.
9. MIKE. Щелевой эшелле спектрограф Magellan Inamori Kyocera Echelle (Bernstein et al. 2003) установлен на одном из 6.5-м телескопов Магеллан (Clay) обсерватории Лас Кампанас (Чили). Спектральное разрешение для щели 0.35×5 угл. сек $R \sim 56000$ для голубой ветви прибора ($3600\text{--}5000$ Å) и около ~ 77000 для красной ветви ($4800\text{--}9400$ Å). Оснащен резателем изображения.
10. BOES. Эшелле-спектрограф Корейской национальной обсерватории (Kim et al. 2007) установлен на 1.8-м телескопе обсерватории Бохёнсан в Южной Корее (BOAO). Спектрограф имеет три режима наблюдения, обеспечивающие разрешающую способность 30000, 45000 и 90000. В любом режиме спектр включает спектральный диапазон от ~ 3500 до ~ 10000 Å, разделенный на 75–76 спектральных порядков.
11. Sandiford Echelle. Эшелле-спектрометр был установлен на 2.1-м телескопе Отто Струве обсерватории Макдональд, США (McCarthy et al. 1993). Прибор имеет разрешающую способность $R = 60000$ в диапазоне длин волн 560 –703 нм, разделенные на 27 порядков.
12. IGRINS (Immersion Grating INfrared Spectrograph). Мобильный инфракрасный эшелле спектрограф (Yuk et al. 2010). Для наших наблюдений был установлен на 2.7-м телескопе Харлан Дж. Смит обсерватории Макдональд (США). В спектрографе использованы два детектора Teledyne Scientific and Imaging HAWAII-2RG с разрешением 2048×2048 пикселей

- с криогенными контроллерами SIDECAR ASIC. Спектр покрывает полосы H и K ближнего ИК-диапазона (от ~ 1.45 до ~ 2.45 мкм) за одну экспозицию с разрешением 45000.
13. CES (Coude Echelle Spectrograph). Оптоволоконный спектрограф очень высокого разрешения $R=220000$. Был установлен на 3.6-м телескопе обсерватории Ла Силья ESO (Чили). Для наблюдений доступен небольшой фрагмент спектра по выбору из диапазона 360-1100 нм (например, ~ 50 Å на длине волны ~ 600 нм).
 14. CEGS. Кудэ-эшелле спектрограф 1-м телескопа CAO РАН (Musaev, 1993). В качестве светоприемника использовалась ПЗС камера Wright Instruments, оснащенная чипом 1242×1252 пикселей с размером пикселя 22.5 мкм. Регистрируемый диапазон $\sim 360 - 1000$ нм при спектральном разрешении $R \sim 40000$.
 15. SAFE (Calar Alto Fibre-fed Échelle). Оптоволоконный спектрограф высокого разрешения ($R \sim 0000$) для области спектра 400 – 920 нм (Aceituno et al. 2013). Установлен на 2.2-м телескопе обсерватории Калар-Альто (Испания).

1.1. Методика наблюдений и обработки данных

Для изучения межзвездных линий в оптическом диапазоне спектра используется метод звезды фона: наблюдается покрасневшая звезда, в спектре которой кроме собственных, видны также линии, образованные вследствие поглощения излучения звезды веществом межзвездного облака, находящегося на луче зрения между наблюдателем и звездой подсветки. В качестве фоновой подсветки обычно используются горячие звезды спектральных классов O, B и WR, в крайнем случае ранние A. Поскольку оптические спектры горячих звезд не имеют большого количества собственных линий, отделение основной массы линий межзвездного происхождения может быть выполнено достаточно просто. Особенно удобно наблюдать горячие звезды с быстрым вращением – в таком случае звездные линии очень широкие и неглубокие, что облегчает отделение межзвездных линий атомов, молекул и т.н. узких диффузных полос. Однако, в случаях, когда профиль диффузной полосы сильно блендирован звездной линией (например, диффузная полоса 9633 Å и линия ионизованного магния MgII 9632 Å) возникает необходимость моделирования звездного спектра, в т.ч. с учетом не-ЛТР эффектов (Galazutdinov et al. 2017a).

Особым случаем являются т.н. широкие диффузные полосы (шириной десятки ангстрем, как, например, ДМП ~ 4430 Å). Для изучения очень широких ДМП спектры звезд с эмиссиями и/или очень широкими линиями не пригодны, т.е. нельзя использовать, например, звезды WR. Широкие ДМП проще изучать с помощью спектров относительно холодных звезд (поздние B и ранние A) с относительно узкими линиями и медленным вращением. В таком случае, относительно узкие звездные линии легко отделить от широких диффузных полос. Важно

отметить, что для изучения широких (и, как правило, неглубоких) диффузных полос пригодны только оптоволоконные спектрографы высокого разрешения, поскольку они обеспечивают почти идеально ровный уровень континуума после деления на спектр «плоского поля» (Galazutdinov et al. 2020).

Большая часть диффузных полос находится в области спектра $\lambda > 6000 \text{ \AA}$, где широко представлены теллурические линии, вносящие искажения в профили диффузных полос. В областях мощных теллурических полос ~ 6280 , ~ 6880 , ~ 7300 , ~ 7800 и особенно в диапазоне $\lambda > 9000 \text{ \AA}$ теллурические линии могут достигать насыщения и анализ межзвездных линий становится трудным или невозможным. Для работы со спектральными линиями в ближнем инфракрасном (ИК) диапазоне рекомендуется проводить наблюдения на обсерваториях выше ~ 3000 м над уровнем моря и/или в условиях очень низкой влажности, хотя последнее не всегда является решением для обсерватории, находящихся на относительно низкой высоте. Например, даже лучшие спектры с обсерватории ESO Cerro Paranal (2635 м над уровнем моря) с трудом применимы для анализа диффузных полос с $\lambda > 9000 \text{ \AA}$ несмотря на нулевую влажность в пустыне Атакама. Наши лучшие наземные данные для ближней ИК области спектра были получены в обсерватории CFHT, на высоте 4100 м (Galazutdinov & Krelowski, 2017).

Результатом наблюдений на современных эшелле-спектрографах, оснащенных светоприемниками типа ПЗС (прибор с зарядовой связью), является спектральное изображение – таблица с числом строк и столбцов, соответствующим или кратным (если применяется программное объединение пикселей в группы) физической размерности ПЗС матрицы. Каждая ячейка ПЗС матрицы (пиксель) работает как независимый детектор излучения. Свойства светоприемников типа ПЗС, такие как: неоднородность чувствительности пикселей, чувствительность к космическим частицам, интерференция света на тонких пленках прибора и т. д., вызывают необходимость получения дополнительных калибровочных данных: bias (смещение) – изображение, полученное на ПЗС без фактического времени экспозиции и содержащее только нежелательный сигнал электроники, обрабатывающей данные датчика; flat-field (плоское поле) – спектр источника света с континуальным спектром, т.е. без линий; спектр сравнения для построения шкалы длин волн – в спектроскопии высокого разрешения обычно используют эмиссионный спектр торий-аргоновой лампы (ThAr).

Потенциально высокое качество наблюдательного материала может быть утеряно вследствие недостаточного количества калибровочных данных или их низкого качества. Несколько рекомендаций, которые позволят достичь оптимального результата, в том числе, в условиях нестабильной погоды:

- Изображения смещения (bias) – изображения без экспозиции (по факту используются очень короткие значения экспозиции, например, 0.1 сек), без засветки светоприемника. Количество

изображений *bias* определяется уровнем желаемого сигнал/шум. Как правило, при стабильной работе ПЗС приемника, среднее из 10 – 20 изображений обеспечивает достаточное качество усредненного изображения – т.н. *superbias*. Однако, для задач, требующих очень высокого соотношения сигнал/шум (800 - 1000 и более), количество изображений *bias* должно быть увеличено до 100 - 50 (в зависимости от параметров светоприемника). Для получения среднего из нескольких изображений с примерно одинаковым уровнем сигнала используется медианный фильтр, после чего вычисляется среднее из очищенных изображений;

- Спектр плоского поля (*flat field*) – континуальный спектр лабораторного источника света, т.н. лампы с полым катодом. Усредненный спектр плоского поля должен иметь соотношение сигнал/шум как минимум не ниже чем у наблюдаемых объектов, причем по всему диапазону длин волн. Особое внимание следует уделить голубой части спектра, где эффективность лабораторного источника света существенно ниже. Обычно требуется не менее 10 изображений плоского поля для получения среднего с достаточным уровнем сигнал/шум по всему диапазону, но, если требуется сигнал/шум порядка 800--1000 или выше, необходимое количество экспозиций может достигать 100 и более. Деление экстрагированных спектров (или исходных изображений) на усредненное плоское поле позволяет избавиться от эффектов неоднородности чувствительности отдельных пикселей и от эффектов интерференции (*fringes*), особенно сильных в красной области спектра. Важно отметить что оптимальный результат достигается при делении изображений, если спектрограф щелевой. Для оптоволоконных спектрографов лучше использовать экстрагированные спектры.
- Оптимальное время экспозиции. Для определения времени экспозиции астрономических объектов, как правило, используют специальные онлайн-калькуляторы, которыми оснащены инструменты крупных обсерваторий. Например, калькулятор эшелле-спектрографа высокого разрешения UVES Южной Европейской обсерватории (<https://www.eso.org/observing/etc/bin/gen/form?~INS.NAME=UVES+INS.MODE=spectro>). Однако, вычисленное с помощью такого калькулятора время экспозиции зачастую далеко от оптимального как по причине неточных исходных данных, так и по причине переменчивой погоды. Рекомендуется следующий подход: в зависимости от яркости объекта, в первую очередь следует получить минутную или секундную экспозицию. Затем оценить уровень накопления, достигнутый за короткую экспозицию и вычислить оптимальное время экспозиции, позволяющее достичь примерно 70% от максимально возможного уровня накопления светоприемника. Максимальное значение обычно составляет примерно 65000, в таком случае, можно ориентироваться на значение порядка 40000 - 45000 как наиболее оптимальное без риска получить перенасыщенный спектр в случае неожиданного улучшения

погодных условий. При оценке уровня накопления тестовой экспозиции не забываем вычитать уровень подложки (bias). Также, рекомендуется сделать не одну, а хотя бы две длительные экспозиции для каждого объекта. Это значительно упростит очистку спектра от следов космических частиц. Для предотвращения сильного загрязнения спектральных изображений следами космических частиц не рекомендуются экспозиции длительностью более 45 минут. Для слабых объектов это накладывает ограничение на достижимое соотношение сигнал/шум. В таком случае может потребоваться большое количество экспозиции для последующего усреднения.

- Теллурические линии. Как уже упоминалось выше, профили многих ДМП и других межзвездных линий подвержены загрязнению теллурическими линиями. Удалить теллурические линии можно двумя способами: с помощью специализированных программ, моделирующих линии поглощения в атмосфере Земли (например, Molecfit – Smette et al. 2015; TelFit – Gullikson et al. 2014), либо помощью теллурического стандарта («divisor») – спектра горячей звезды без межзвездного покраснения, например, HD116658 (Спика), HD120315. В качестве дивайзера предпочтительно использовать звезды с быстрым вращением. В таком случае, проще разделять узкие межзвездные и широкие звездные линии. К сожалению, синтетические спектры теллурических линий, как правило, не обеспечивают приемлемое качество удаления насыщенных теллурических линий. Модельный метод не эффективен, если требуется отношение сигнал/шум больше 200. Однако, деление на спектр теллурического стандарта может обеспечить высокое качество очищенного спектра, если соблюдать следующие условия: (1) спектр исследуемого объекта и спектр стандарта получены на примерно одинаковых зенитных расстояниях; (2) спектр стандарта не имеет линий со сложным профилем в исследуемой области длин волн. Очевидно, спектр стандарта должен иметь высокое соотношение сигнал/шум, желательно как минимум на 20% более высокий, чем у исследуемого объекта. Процесс удаления теллурических линий при необходимости включает изменение интенсивности теллурических линий и коррекцию их положения, если спектры немного сдвинуты относительно друг друга. Примеры спектра до и после очистки можно увидеть, например, в работах (Galazutdinov et al. 2017, Galazutdinov & Krelowski 2017).
- Спектр для калибровки длин волн – спектр сравнения. Обычно, это спектр торий-аргоновой лампы (ThAr). В красной области спектра присутствуют очень мощные линии аргона, как правило, насыщенные, так, что могут повлиять даже на соседние спектральные порядки. Чтобы избежать этого эффекта, рекомендуется получить 20 или более спектров ThAr-лампы с относительно короткой экспозицией, затем получить среднее изображение. Это позволит избежать чрезмерного влияния мощных линий аргона на соседние порядки, достичь

хорошего соотношения сигнал/шум даже у слабых линий тория и, одновременно, очистить спектр от следов космических частиц. Также, для контроля шкалы длин волн допустимо использовать спектр Солнца. Для этого можно, например, получить спектр отраженного солнечного света от яркого облака или Луны. Точные длины волн линий солнечного спектра даны, например, в статье Allende Prieto (1998).

1.2. Подготовка данных к измерениям

Обработка изображений и экстракция спектров из них выполняется, в основном, стандартными методами с учетом нюансов, указанных в предыдущей главе. Исключением являются спектры с сильным наклоном спектральных линий. Такие получаются, например, при использовании целевого эшелле спектрографа высокого разрешения МІКЕ (Bernstein et al. 2003), установленного на 6.5-м телескопе Clay обсерватории Las Campanas (Чили).

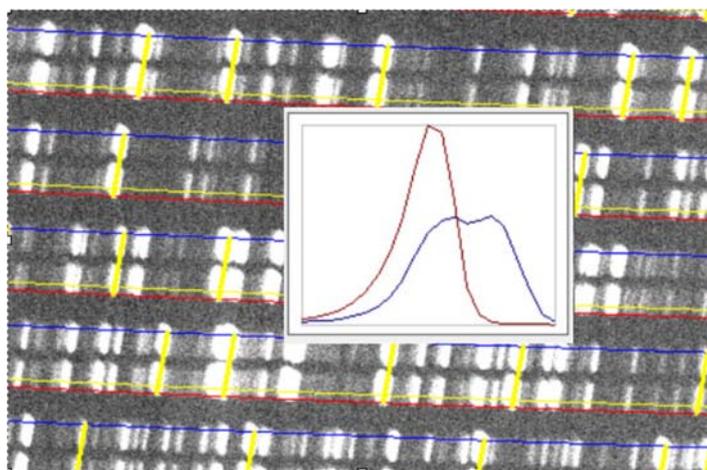


Рисунок 1.2. Фрагмент эшелле-спектра ThAr, полученный с помощью спектрографа МІКЕ. Желтые наклонные линии, проходящие через избранные линии тория являются элементами карты наклонов. Также, показаны два экстрагированных профиля: результат интегрирования с учетом наклона (узкий профиль красного цвета) и, результат интегрирования без учета наклона (широкий профиль с двумя пиками).

На рисунке 1.2 показан фрагмент изображения спектра ThAr, полученного с помощью спектрографа МІКЕ, на котором видно, что спектральные линии существенно отклоняются от вертикали. Отметим, что угол наклона плавно меняется по всему изображению как вдоль порядков, так и вдоль направления главной дисперсии.

Обычная экстракция спектра из таких изображений приводит к потере спектрального разрешения и искажению профиля спектральных линий. Для оценки степени наклона щели введем параметр $N_{xy} = \Delta x / \Delta y$ таким образом, образом, что $N_{xy} = 0$, если щель расположена строго

вертикально. Например, если $N_{xy} \sim 0.2$ (рисунок 1.3), интегрирование спектра (экстракция) спектра $Sp(x)$ из спектрального изображения, сохраненного в матрице ПЗС как двухмерная таблица $I(x,y)$, с учетом наклона спектральных линий производится следующим образом: $Sp(x) = 0.8I(x_i, y_{y0+1}) + 0.2I(x_{i+1}, y_{y0+1}) + I(x_i, y_{y0}) + 0.2I(x_{i-1}, y_{y0-1}) + 0.2I(x_{i+1}, y_{y0+1}) + 0.8I(x_i, y_{y0-1})$.

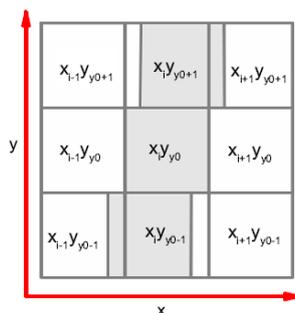


Рисунок 1.3. Схема распределения сигнала на матрице ПЗС при наличии наклона щели.

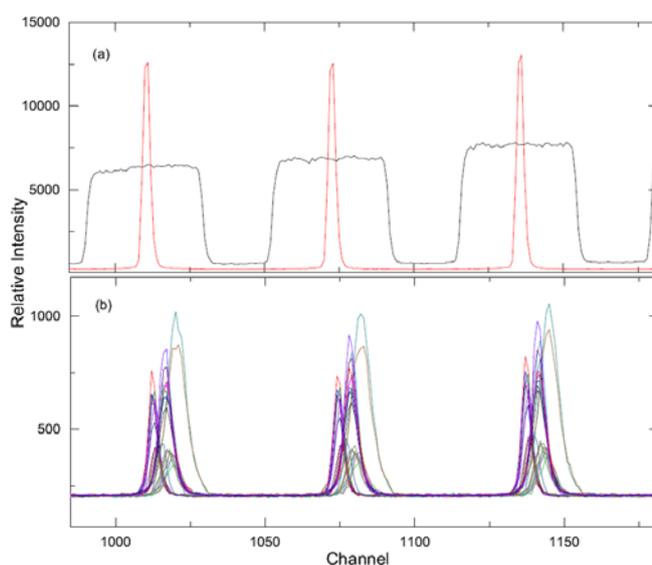


Рисунок 1.4. Фрагменты поперечных разрезов изображений спектрографа UVES. (а) Спектр плоского поля, полностью заполняющий щель спектрографа по высоте и, спектр специального изображения (красная кривая), используемого для определения положения порядков. (б) Несколько поперечных разрезов звездных спектров, полученных в течение одной ночи при неизменной конфигурации спектрографа. Хорошо виден разброс положения и формы спектральных порядков от объекта к объекту. Причиной разброса является различное положение объектов на щели (по высоте) и различие в seeing (диаметр изображения на щели).

Алгоритм состоит из следующей последовательности действий:

1. Создается карта отдельных значений N_{xy} по всему изображению. Для построения такой карты используется спектр ThAr с достаточно высокой щелью (Рис 1.2). В таком случае наклон линий виден более контрастно. Используется 600 - 1200 линий по всему спектру.

Для предотвращения неточностей, вносимых экстраполяцией, следует отождествлять в т. ч. реперы как можно ближе к краям спектральных порядков;

2. Массив значений наклонов N_{xy} аппроксимируется двухмерным полиномом вида $M(x, y) = \sum_{i=0}^k \sum_{j=0}^n a_{ij} x^j y^i$, так что для любой координаты (x, y) спектрального изображения (где x — номера пикселя, y — номер порядка) можно вычислить значение наклона. В случае спектрографа МІКЕ достаточно второй степени полинома для обеих координат (Galazutdinov, 2022);
3. Массив $M(x, y)$ используется при экстракции спектра. На рисунке 1.2 показана разница между результатами экстракции с учетом наклона и без него. Важное замечание: у щелевых спектрографов расположение спектральных порядков на изображении переменено даже при фиксированной конфигурации спектрографа (Рис 1.4). Поэтому, при использовании процедуры коррекции наклона необходимо сохранять неизменным центральную (осевую) линию порядков. Регулирование пределов интегрирования поперек дисперсии осуществлять только коррекцией границ без смещения центра. Это позволит сохранить шкалы длин волн в единой системе, без смещений относительно друг друга.

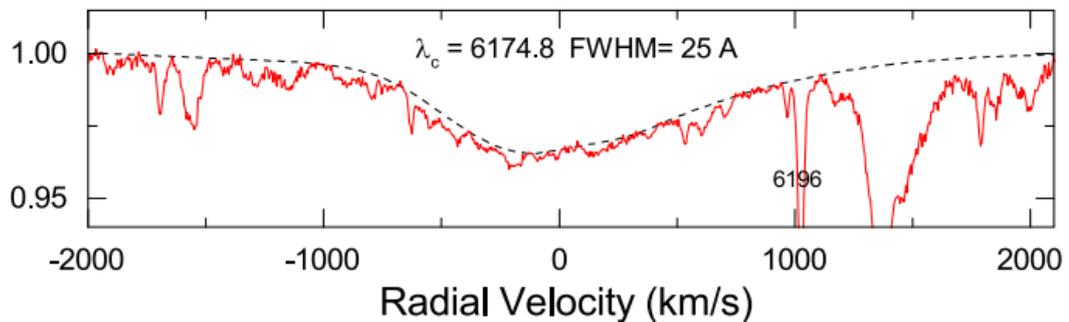


Рисунок 1.5. Профиль широкой диффузной полосы ~6175 асимметричен, блендирован как звездными, таки и межзвездными линиями. «Истинный» профиль межзвездной полосы показан прерывистой линией.

Шкала длин волн для экстрагированных спектров строится с помощью торий-аргоновой (ThAr) лампы. В экстрагированном спектре ThAr отождествляется 600 – 1200 реперов. Отождествленные реперы спектра сравнения аппроксимируются двухмерным полиномом вида: $\lambda(x, m) = \sum_{i=0}^k \sum_{j=0}^n a_{ij} x^j m^i$; где a_{ij} – коэффициенты полинома, x – координаты репера вдоль главной дисперсии (в обратной пиксельной шкале, т.е. $1/x$), m – номер спектрального порядка. Степень полинома для координат в пиксельной шкале обычно не превышает 5, а в координатах спектральных порядков редко превышает 3. Аппроксимация реперов осуществляется с

использованием алгоритма очистки «sigma-clipping», в котором коэффициенты аппроксимирующего полинома циклически переопределяется после отбрасывания реперов, отличающихся от решения более, чем на заданное число (обычно 3 значения средней ошибки аппроксимации). Цикл автоматически прекращается после достижения ситуации, когда «плохих» реперов больше нет. Полученная шкала длин волн, как правило, имеет среднюю ошибку 0.002 – 0.003 Å, т.е. менее 1/10 пикселя.

Для работы с межзвездными линиями в оптическом спектре инструментальная шкала длин волн неудобна. Поэтому мы преобразовываем ее в «межзвездную». Для этого, как правило, используются межзвездные линии нейтрального калия 7698.965 Å или молекулы CN 4300.313 Å. Дело в том, что эти линии достаточно мощные и видны даже при незначительном межзвездном покраснении E(B-V), в то же время, они не бывают перенасыщенными как линии дублета натрия 5889.951 и 5895.924 Å или ионизованного кальция 3933.663 и 3968.468 Å (Morton 2003, Lien 1984). Отметим, что недавние исследования показали, что для определения длин волн диффузных полос наиболее точный результат достигается при использовании в качестве нуля-пункта диффузной полосы 6195.97 Å (подробнее см. раздел 1.5).

1.3. Особенности измерения диффузных полос

Диффузные межзвездные полосы, как правило, имеют асимметричный профиль, отличный от профиля типичной звездной линии. Поэтому, для измерения эквивалентной ширины и оценки других параметров профиля диффузных полос плохо применим способ аппроксимации профилем Гаусса, Фойгта и т.п. Для относительно узких диффузных полос, таких как, например, 6196, 5797 Å, при отсутствии блендирования наиболее удобен способ прямого интегрирования, когда интегрируется площадь фрагмента спектра с заданными границами. В случае очень широких диффузных полос, таких как, например, 6174.8 Å (рисунок 1.5) использовать прямое интегрирование невозможно по причине блендирования диффузной полосы многочисленными линиями как звездного, так и межзвездного происхождения. Для работы с такими широкими полосами мы использовали метод построения псевдопрофиля по интерактивно указанным реперным точкам (прерывистая линия на рисунке 1.5). Для минимизации субъективизма при определении положения реперных точек предполагается контроль с использованием профилей звезд разных спектральных классов и синтетических спектров звезд, рассчитанные с параметрами, соответствующими спектру звезды подсветки. Метод имплементирован в авторский пакет DECH (Galazutdinov, 2022) и позволяет измерять как эквивалентную ширину, так и параметры профиля: глубину, ширину на половине интенсивности и др.

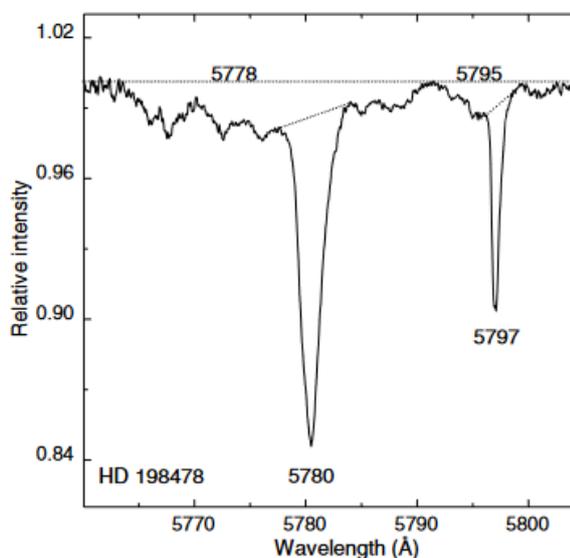


Рисунок 1.6. ДМП 5780 и 5797 в спектре звезды HD 198478 блендированы широкими ДМП 5778 и 5795 соответственно. Прерывистая линия указывает на уровень псевдо-континуума для корректного измерения эквивалентных ширин полос 5780 и 5797.

Типичная ошибка измерения эквивалентных ширин ДМП связана с ошибками проведения континуума вследствие неверной интерпретации спектральных особенностей. Например,

Thorburn et al. (2003) посчитали широкую ДМП 5795 частью исследуемой полосы 5797 (рисунок 1.6) и поэтому в ряде объектов (в которых представлена ДМП 5795) существенно завысили эквивалентную ширину последней. В частности, для HD 21389 они получили $EW(5797) = 160 \pm 7 \text{ м\AA}$ тогда как корректная эквивалентная ширина составляет лишь $74 \pm 4 \text{ м\AA}$ (Galazutdinov et al. 2004), т.е. различие более чем в два раза. Во избежание подобных грубых ошибок при измерении EW ДМП следует тщательно учитывать возможное влияние соседних звездных и/или межзвездных линий. Другой пример – работа Sonnentrucker et al. (1997), где эквивалентные ширины ДМП в ряде случаев отличаются от наших измерений в 2 раза или даже больше. Такое различие (несистематическое!) нельзя объяснить неточностями измерений; оно вызвано ошибочными пределами интегрирования профиля и/или ошибочным уровнем континуума.

Исследование влияние звездных линий на профили ДМП достаточно сложная задача, особенно если их ширина примерно одинакова. Поскольку в качестве звезд подсветки используются главным образом OB-звезды, корректный учет блендирования звездной линией связан с не-ЛТР расчетами (Galazutdinov et al., 2017) – см. также Главу 5. Чтобы удостовериться в отсутствии вклада звездной линии в профиль ДМП, как минимум, необходимо выполнить расчет синтетического спектра с параметрами, близкими к базовым параметрам исследуемой звезды, как, например, в Galazutdinov et al. (2003).

1.4. Лучевая концентрация

Вычисление лучевой концентрации для оптически тонких линий, находящихся на линейной части кривой роста, производится с помощью простого уравнения:

$$N = 1.12957 \times 10^{20} W_{\lambda}/(\lambda^2 f), \quad (1.1)$$

где, W_{λ} — эквивалентная ширина в Å, λ — длина волны покоя линии поглощения в Å и f — сила осциллятора. Однако, такое уравнение, строго говоря, применимо только к очень слабым межзвездным линиям, с эквивалентной шириной, в среднем не превышающей ~ 10 mÅ. Для более сильных линий связь между эквивалентной шириной и лучевой концентрацией перестает быть линейной. В таком случае, точное определение лучевой концентрации требует наличия спектров высокого разрешения так, чтобы ширина инструментального профиля была существенно меньше ширины профиля межзвездной линии, т.е. необходимы спектры с $R \sim 10^5$ и выше. В таком случае техника определения лучевой концентрации сводится к определению оптической глубины в центре межзвездной линии. Для этого инструментальный профиль сворачивается с аппроксимирующим профилем Фойгта или Гаусса (достаточно точно описывает профиль межзвездных линий, на т.н. плоской или логарифмической части кривой роста) достигая совпадения свертки с наблюдаемым профилем межзвездной линии. Лучевая концентрация определяется оптической глубиной в центре аппроксимирующего профиля (см. ниже).

Однако, количество спектров высокого разрешения ограничено и большая часть спектров имеет спектральное разрешение $R < 10^5$. В таком случае, необходимо использование кривой роста. Форма кривой роста зависит от параметра доплеровского уширения b . Параметр b связан с кинетической температурой газа T_k , массой молекулы/атома m носителя линии и скоростью турбулентции межзвездного газа v_t уравнением $b = (2kT_k/m + v_t^2)^{1/2}$, где k — постоянная Больцмана. Ширина профиля линии на половине интенсивности связана с параметром b уравнением $b = \text{FWHM}/(2\sqrt{\ln 2})$.

Для получения параметра b можно применить метод отношения дублетов (DR), предложенный Strömberg (1948). Например, в случае полосы В-Х (0,0) молекулы CN, можно использовать отношение интенсивностей линий R(1)/P(1). В методе предполагается, что для обеих линий параметр b одинаковый. Связь между эквивалентной шириной W_{λ} и лучевой концентрацией N определяется как:

$$W_{\lambda} = \frac{2b\lambda}{c} \int_0^{\infty} [1 - \exp(-\tau_0 e^{-x^2})] dx \quad (1.2)$$

(Spitzer, 1978), где оптическая глубина в центре линии τ_0 определяется как:

$$\tau_0 = 1.497 \times 10^{-2} \frac{N\lambda f}{b} \quad (1.3)$$

где $x = 2(\lambda - \lambda_0) \frac{\sqrt{\ln 2}}{FWHM}$. Лучевые концентрации двух линий, происходящих из одного вращательного уровня совпадают. Тогда из уравнения (1.3) следует, что, например, для линий В-Х (0,0) молекулы CN отношение оптических глубин $\tau_{0R(1)}/\tau_{0P(1)}$ зависит только от сил осцилляторов и длин волн. Таким образом для этих линий CN имеем $\tau_{0R(1)}/\tau_{0P(1)} = 2$ и дублетное отношение $DR = W_{\lambda(R(1))}/W_{\lambda(P(1))}$ дает искомое значение отношение оптических глубин:

$$DR = \frac{\int_0^\infty [1 - \exp(-2\tau_{0P(1)}e^{-x^2})]dx}{\int_0^\infty [1 - \exp(-\tau_{0P(1)}e^{-x^2})]dx}. \quad (1.4)$$

Из отношения оптических глубин $\tau_{0R(1)}/\tau_{0P(1)}$ и уравнения (1.2) получаем параметр b :

$$b = \frac{W_{\lambda P(1)C}}{2\lambda} \left\{ \int_0^\infty [1 - \exp(-2\tau_{0P(1)}e^{-x^2})]dx \right\}^{-1} \quad (1.5)$$

который используется для получения кривой роста. Для каждого параметра b вычисляется кривая роста – таблица эквивалентных ширин и лучевых концентраций. Искомая лучевая концентрация получается путем интерполяции данных этой таблицы. Например, для линий CN в различных объектах, значения b , полученные методом дублетного отношения, составляют 0.9–3 км/с (Gredel et al., 1991 и ссылки в этой статье).

К сожалению, DR-метод чувствителен к качеству спектрального материала, а именно спектральному разрешению и отношению сигнал/шум. В некоторых случаях, например, для молекулы CN, предпочтительно использовать фиксированное значение $b = 1$ км/с (Slyk et al. 2008) или, использовать перемасштабированное значение b , полученное по более надежно измеряемым линиям CN. По нашим оценкам ширины профилей линий CN и CN связаны как $b_{CN} = b_{CH}/\sqrt{2}$. (Slyk et al. 2008).

Альтернативный способ вычисления лучевой концентрации – т. н. AOD-метод (AOD – apparent optical depth). Метод имплементирован в авторский комплекс программ DECH (Galazutdinov, 2022). Суть метода заключается в преобразовании наблюдаемых профилей линий поглощения в профили «кажущейся» оптической глубины и «кажущейся» лучевой концентрации на единицу скорости. Детальное описание AOD-метода дано в статьях Savage & Sembach (1991), Jenkins (1996).

1.5. Межзвездная шкала длин волн и параметры профиля ДМП

Длины волн покоя диффузных межзвездных полос являются параметрами фундаментальной важности из-за отсутствия однозначной идентификации этих загадочных

особенностей. Обычно длины волн ДМП оцениваются с использованием известных межзвездных атомных или молекулярных линий, служащих для коррекции шкалы длин волн в "межзвездное" состояние. Однако атомы/молекулы и носители диффузных полос могут находиться в разных частях межзвездного облака, движущихся с разной скоростью относительно наблюдателя. И действительно, в течение последних трех десятилетий были обнаружены смещения длины волны некоторых ДМП относительно атомных/молекулярных межзвездных линий Galazutdinov et al. (2006, 2008b, 2015a), Krelowski et al. (2015, 2019b). Также было отмечено, что профили (ширина, форма), в т.ч. "смещенных" ДМП, меняются в зависимости от физических условий в конкретном облаке. Например, была обнаружена связь вариаций профиля некоторых ДМП с изменениями вращательной температуры простых углеродных молекул, таких как C₂, C₃ (см., например, Kaźmierczak et al. 2009, 2010, 2010a).

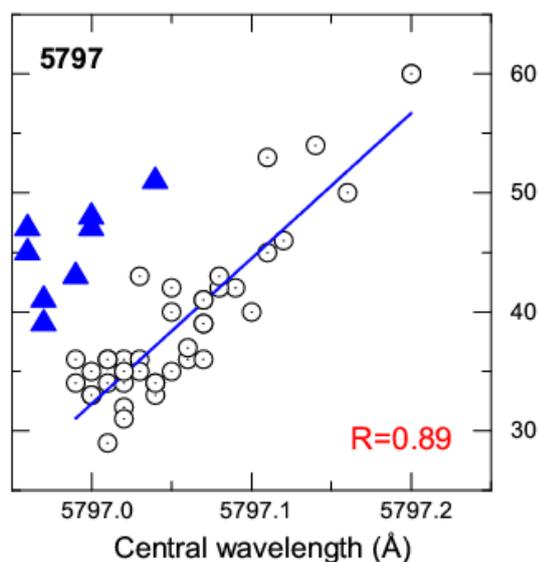


Рисунок 1.7. Длина волны диффузной полосы 5797 в зависимости от ее ширины (FWHM). Синие треугольники соответствуют объектам из Sco OB1 с голубым сдвигом ДМП: они не были включены в линейную аппроксимацию (синяя прямая) и оценку корреляции (0.89).

До настоящего времени переменность длин волн диффузных полос наблюдалась в трех вариантах:

1. голубой сдвиг диффузных полос. Эффект наблюдался в направлении HD 34078 (AE Aur) и звезд ассоциации Sco OB1 (Galazutdinov et al. 2006, 2008b, 2015a; Krelowski et al. 2019b) – см. рисунок 1.7.
2. красный сдвиг диффузных полос (Galazutdinov et al. 2003a; Krelowski et al. 2015). Смещение положения некоторых ДМП в красную часть спектра относительно узких межзвездных линий атомов/молекул наблюдалось в спектрах двух звезд Трапеции Ориона и в одной из звезд Ae/Be Хербига.

3. расширение и расщепление диффузных межзвездных полос (Krelowski et al. 2021; Galazutdinov & Krelowski, 2023).

Причины красного сдвига профилей ДМП, их уширение и расщепление (пункты 2 и 3 из списка) имеют физическую природу, поэтому они более подробно рассмотрены в подразделе 5.7.3 главы 5.

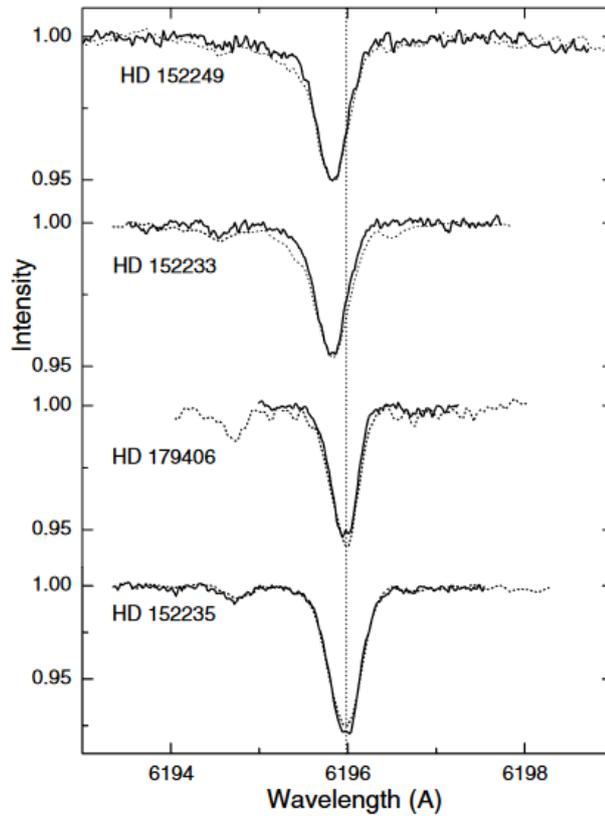


Рисунок 1.8. «Голубой» сдвиг ДМП 6196 в двух объектах ассоциации Sco OB1, подтвержденный спектрами с двух инструментов: жирная линия – HARPS, тонкая прерывистая – Feros.

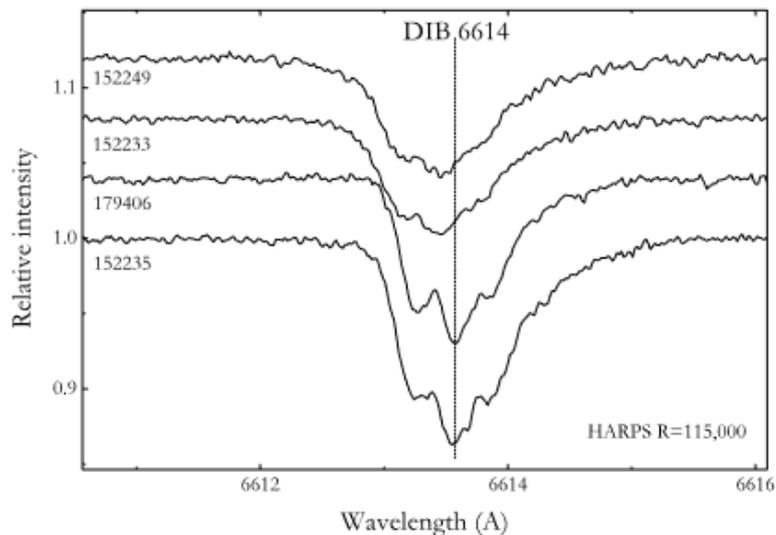


Рисунок 1.9. «Голубой» сдвиг ДМП 6614 в тех же двух объектах ассоциации Sco OB1 что и на рисунке 1.8.

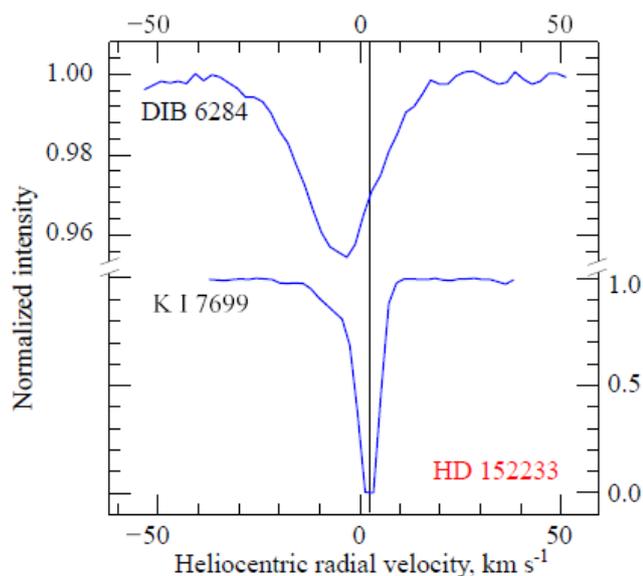


Рисунок 1.10. Различная лучевая скорость межзвездных линий в спектре звезды HD152233, принадлежащей ассоциации Sco OB1. Очевидно, носители ДМП 6284 и атомарный газ занимают разные объемы облака.

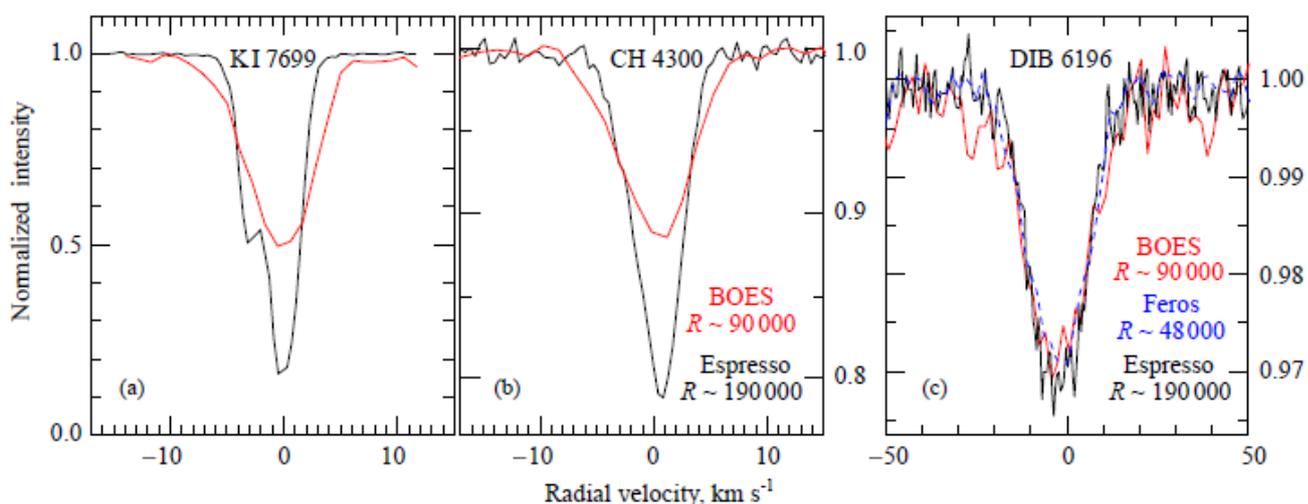


Рисунок 1.11. Сравнение профилей межзвездных линий в спектре HD23180, полученные на разных инструментах с разным спектральным разрешением.

В статье Krelowski et al. (2021) мы измерили центральные длины волн ряда ДМП и их ширину (FWHM) и обнаружили четкую связь между ними (рисунок 1.7). Подробнее об этом в подразделе 5.7.3 главы 5. Сейчас нас интересует группа объектов из ассоциации Sco OB1, показанная на рисунке 1.7 синими треугольниками. Для ДМП в этих звездах налицо смещение длины волны в голубую часть спектра (см. также рисунки 1.8 и 1.9). Как было установлено в Galazutdinov & Babina (2024), причиной этого смещения является стандартная методика коррекции шкалы длин волн в «межзвездную». Стандартная коррекция выполняется следующим способом. Во-первых, измеряется инструментальная лучевая скорость опорной межзвездной

линии v_{is} , обычно это линии К I $\sim 7699 \text{ \AA}$ или СН $\sim 4300 \text{ \AA}$. (Напомним, что интенсивность этих линий хорошо коррелирует с интенсивностью ДМП). Затем, для каждого пикселя x спектра вычисляется корректирующая поправка: $\Delta\lambda(x) = -v_{is}\lambda(x)/c$, где $\lambda(x)$ – инструментальная длина волны в пикселе x ; c – скорость света. После учета корректирующих поправок в каждом пикселе, шкала длин волн становится «межзвездной», а длина волны опорной линии становится равной длине волны покоя. Процедура имплементирована в пакете DECH.

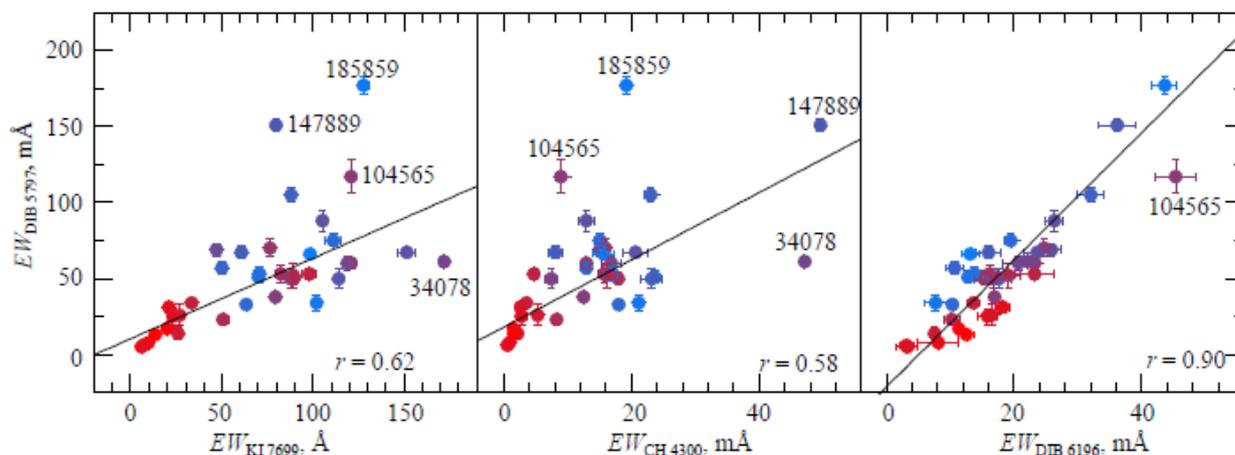


Рисунок 1.12. Корреляция ДМП 5797 и межзвездных СН, К I и ДМП 6196. Коэффициент корреляции указан в каждом случае. Шкала цветов показывает соотношение эквивалентной ширины «главных» диффузных полос 5797/5780 (см. раздел 5.7.3. главы 5).

Однако, корреляция между ДМП и К I или СН хорошая, но не абсолютная (Krelowski et al. 1992; Galazutdinov et al. 2004), т.е. эти компоненты МЗС могут находиться в разных областях облака (рисунок 1.10). Мы предложили (Galazutdinov & Babina, 2024) в качестве опорной линии вместо К I или СН использовать ДМП 6196 (точная длина волны 6195.97 \AA). Эта полоса, хотя и самая узкая из известных сильных ДМП все же значительно шире межзвездных атомных или молекулярных линий, но, как показано на рис. 1.11, профиль ДМП 6196 довольно симметричен и мало изменяется с увеличением спектрального разрешения. Незначительная переменность не препятствует уверенному определению центра в нижней (симметричной) части профиля.

Для более точного нахождения центра в DECH предусмотрена специальная процедура, основанная на совмещении прямого и зеркального профиля спектральной особенности. И, еще один аргумент в пользу ДМП 6196: как показано на рисунке 1.12, эквивалентные ширины ДМП 6196 показывают значительно более высокую корреляцию с другими диффузными полосами, чем К I 7700 или СН 4300 \AA .

Результатом использования ДМП 6196 в качестве опорной точки для построения «межзвездной» шкалы длин волн стало исчезновение голубого смещения у объектов из Sco OB1 (рисунок 1.13).

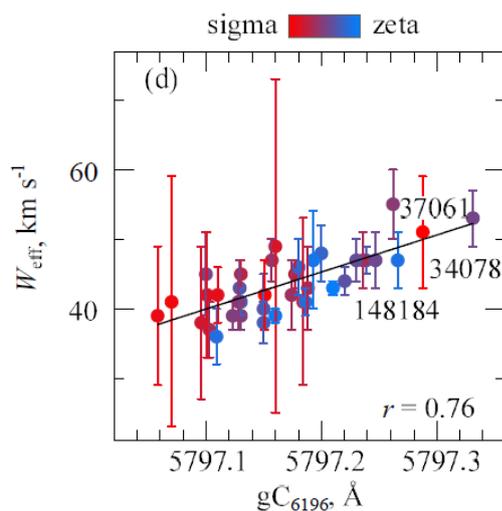


Рисунок 1.13. Зависимость центра тяжести линии от ее эффективной ширины в случае ДМП 5797. Индекс 6196 в подписи оси абсцисс означает, что шкала длин волн опиралась на ДМП 6196.

Касательно правомерности использования ДМП 6196 в качестве нуль-пункта. Действительно, носитель этой ДМП неизвестен и ее длина волны покоя получена в шкале длин волн, полученной с помощью линии К I, которая, как мы видим, может и не коррелировать с ДМП (рисунок 1.10). Однако, такой эффект наблюдается у немногих объектов и для определения длины волны покоя использовались спектры объектов без наблюдаемых смещений межзвездных линий в межзвездной шкале длин волн.

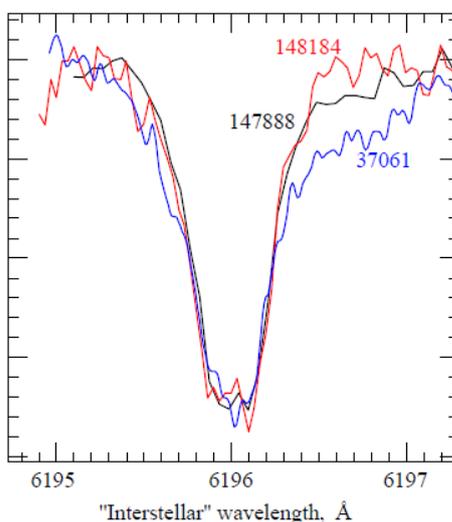


Рисунок 1.14. Переменность профиля ДМП6196.

Еще одно возражение может быть связано с обнаруженной переменностью профиля ДМП 6196 от объекта к объекту. Как мы показали в Krelowski et al. (2019b), эта переменность происходит в крыльях профиля ДМП, тогда как ядро профиля почти неизменно (рисунок 1.14). Итак, сложная форма профиля ДМП и их переменность от объекта к объекту вызывают

закономерный вопрос – какие параметры профиля использовать для контроля их переменности? В частности, какую часть профиля использовать для оценки длины волны и как измерять его ширину? Как видно на рисунке 1.14, стандартная «ширина на половине интенсивности» (FWHM) не всегда способна отразить изменение ширины профиля ДМП.

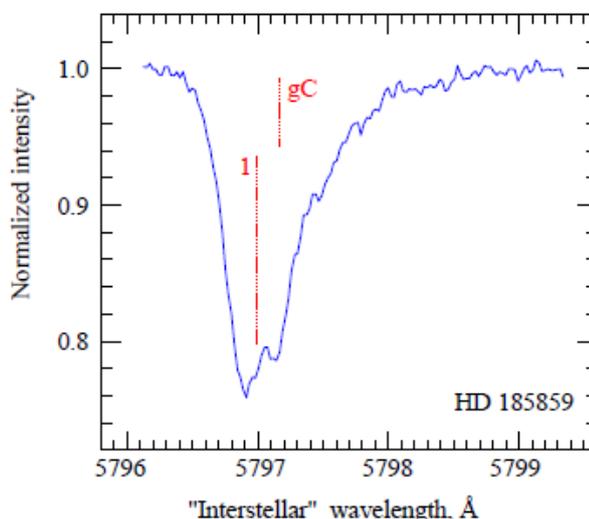


Рисунок 1.15. Асимметричный профиль ДМП 5797 в спектре HD185859. Цифрой 1 отмечено положение «каталожной» длины волны (Galazutdinov et al., 2000a); gC — положение центра масс диффузной полосы.

Также, есть проблема с длиной волны диффузных полос. Во всех опубликованных обзорах диффузных полос длина волны покоя этих спектральных особенностей оценивается эмпирически по произвольным образом выбранной части профиля. Обычно выбирают область профиля ближе к ядру, в относительно симметричной его части. Почти все диффузные полосы имеют профиль сложной формы (асимметричны), что делает процедуру определения длины волны покоя субъективной. Если в случае ДМП 6196 все более-менее просто: используем нижнюю часть профиля, то как быть, например, с ДМП 5797 с совершенно асимметричным профилем и как контролировать смещение профиля в шкале длин волн (рисунок 1.15)? В Galazutdinov & Vabina (2024) мы предложили оценивать положение диффузной полосы (ее эффективный центр) по центру масс профиля. Центр масс линии (gC) в нормализованном на континуум спектре S_λ вычисляется по формуле:

$$gC = \frac{\sum_{\lambda=\lambda_1}^{\lambda_2} (1 - S_\lambda)\lambda}{\sum_{\lambda=\lambda_1}^{\lambda_2} (1 - S_\lambda)}.$$

Этот способ определения «центра» несимметричного профиля является объективным, обеспечивает однозначную оценку длины волны ДМП, а также позволяет численным образом

оценить переменность профиля диффузной полосы от объекта к объекту или от даты к дате, если речь идет об одном объекте.

Для оценки ширины профиля мы предложили (Galazutdinov et al. 2008) параметр «эффективная ширина», который представляет собой отношение эквивалентной ширины EW (в $m\text{\AA}$) профиля к ее глубине I_c (интенсивности). Этот параметр, в отличие от FWHM, способен отразить изменение ширины профиля независимо от локализации переменности и, вообще говоря, более точен: измеряется только одна точка, тогда как для FWHM их нужно три: глубина и две границы.

Резюме

Таким образом, можно выделить следующие особенности работы с межзвездными спектрами в данном исследовании:

1. Использование большого количества изображений объекта исследования (>10) и очень большого количества калибровочных изображений (>100) для достижения сверхвысокого отношения S/N . Подбор оптимального времени экспозиции в зависимости от погодных условий для достижения $\sim 70\%$ максимально возможного сигнала для каждого изображения.
2. При необходимости выполнялась коррекция наклона спектральных линий для предотвращения потери спектрального разрешения влекущих деградацию профилей межзвездных линий.
3. Коррекция шкалы длин волн в «межзвездную» в шкале лучевых скоростей.
4. Использование спектров горячих, быстровращающихся звезд без межзвездного покраснения (дивайзеров) для удаления теллурических линий.
5. Использование метода псевдо-континуума для восстановления профилей диффузных полос. Контроль влияния звездных и межзвездных линий на, как правило, сложный профиль ДМП.
6. Для вычисления лучевой концентрации в спектрах с разрешением ниже $\sim 10^5$ преимущественно использовался AOD-метод.
7. Для изучения переменности диффузных межзвездных полос: (i) использовать ДМП 6196 как нуль-пункт «межзвездной» шкалы длин волн; (ii) использовать центр масс ДМП как меру длины волны диффузных полос; (iii) использовать эффективную ширину (EW/I_c) вместо FWHM.

Глава 2. Результаты исследований атомарного межзвездного газа в оптическом диапазоне спектра

История наблюдений межзвездных линий в спектрах звезд началась с работы Hartmann (1904). Автор изучал переменность лучевой скорости спектральных линий звезды δ Ori и обнаружил, что узкие линии ионизованного кальция и нейтрального натрия стационарны, не участвуют в доплеровском “танце” звездных линий, т.е. имеют межзвездное происхождение и образуются на луче зрения, где-то между звездой и наблюдателем. Напомним, что линии ионизованного кальция (H и K) и нейтрального натрия (D_2 и D_1) – самые сильные межзвездные линии в оптическом диапазоне, видимые даже в спектрах звезд с покраснением, близким к нулю. Вообще, список межзвездных атомных линий, наблюдаемых в оптике, невелик. Кроме уже упомянутых линий K и H Ca II и D_2, D_1 Na I с длинами волн 3933.663, 3968.468, 5889.951, 5895.924 Å соответственно, также можно увидеть сильные линии дублета нейтрального калия на длинах волн 7664.994 и 7698.965 Å. Впрочем, линия 7664.994 Å почти всегда блендирована мощными теллурическими линиями и не может быть надежно измерена. Остальные межзвездные атомные линии, видимые в оптике, очень слабые даже в случае значительного межзвездного покраснения и видны только в спектрах с очень высоким отношением S/N. Большая их часть находится в ближнем ультрафиолете, также наблюдается несколько линий в видимом диапазоне. Это, например, линии Fe I 3440.607, 3719.935, 3859.911 Å; Ti II \sim 3073, 3229.19, 3241.983 Å; в отличие от линий, D существенно менее подверженный эффекту насыщения дублет натрия \sim 3302 Å; запрещенные линии нейтрального гелия He I* 3888.63 и \sim 10830.3 Å, наблюдаемые только около очень горячих звезд; относительно сильная линия нейтрального кальция 4226.728 Å, как правило, наблюдаемая даже при умеренном межзвездном покраснении; очень слабые линии межзвездного лития \sim 6708 Å; наконец, слабая линия межзвездного рубидия Rb I 7800.27 Å.

Вследствие чрезвычайно низкой плотности и низкой температуры, типичных для HI облаков, абсорбции межзвездного происхождения в оптических спектрах очень узкие. Для корректного учета эффекта насыщения, который, в среднем, начинает развиваться уже при эквивалентной ширине линий от \sim 10 mÅ, и последующей оценки лучевой концентрации необходимо использовать высокое спектральное разрешение ($R > 80000$). При более высоком спектральном разрешении наблюдается все большее количество компонент в профилях спектральных линий. Например, профили межзвездных линий Na I, Ca II, K I, CH, CH+ демонстрируют что даже сверхвысокое разрешение $R \sim 900000$ может быть недостаточным для разделения отдельных компонент профиля (Price et al. 2001).

Распределение газа и пыли в межзвездной среде неоднородно. Однако, степень неоднородности различна для разных элементов и некоторые из них могут служить неплохими

индикаторами расстояния (ионизованные кальций и титан). Как и при повышении спектрального разрешения, при наблюдении все более удаленных звезд фона в профилях межзвездных линий наблюдается все большее количество компонент, каждая из которых соответствует отдельному облаку. Проекция орбитальной скорости облака на луче зрения зависит от направления и расстояния облака от центра Галактики.

Вышеуказанные наблюдаемые характеристики атомарного межзвездного газа использовались для получения результатов, описанных в последующих разделах этой главы.

2.1. Межзвездная шкала расстояний в Галактике.

В настоящее время существует четыре основных метода оценки расстояния до молодых звезд, находящихся в диске Галактики:

1. Тригонометрический параллакс. Метод требует измерения положения каждого рассматриваемого объекта не менее чем в две эпохи и точного знания положения наблюдателя в эти моменты. Первым тригонометрический параллакс измерил Bessel (1838) для звезды 61 Cyg. Тогда этот метод позволял измерять расстояния, не превышающие 25 пк. Орбитальные телескопы (Hipparcos, GAIA) позволили измерять параллаксы с высокой точностью до объектов на расстояниях в тысячи парсек;

2. Спектрофотометрический параллакс, основанный на определении видимых и абсолютных звездных величин наблюдаемых объектов, а также учете поглощения межзвездным веществом, расположенным на луче зрения. Однако, предварительно требуется откалибровать абсолютные величины по ближайшим звездам с известным тригонометрическим параллаксом. Кроме того, точное измерение полного поглощения до каждого объекта может быть неточным, поскольку оно зависит в т.ч. от оптических свойств межзвездных облаков (пылинок, содержащихся в них), различающихся от объекта к объекту;

3. Ca II-метод, впервые предложенный Struve (1928) и развитый нами (Megier et al. 2005, 2009). Очевидно, что лучевая концентрация химических элементов должна быть пропорциональна расстоянию до наблюдаемых объектов. Однако межзвездное вещество распределено в пространстве неравномерно; в пределах диска нашей Галактики его гораздо больше, чем вдали от него (на высоких Галактических широтах) что накладывает ограничение на применимость метода;

4. Ti II -метод, предложенный Hunter (2006) и, развитый нами (Galazutdinov et al. 2023). Межзвездная линия Ti II 3383.759 Å обычно не блендирована с звездными линиями и не подвержена эффекту насыщения; в основе метода – измерения EW только по одной линии, а не по двум, как в предыдущем случае.

Нам удалось развить два последних метода – определение расстояний в Галактическом диске межзвездным линиям Ca II и Ti II. В следующих двух подразделах изложены результаты наших исследований.

2.1.1. Ca II –метод

Связь между интенсивностью межзвездных линий и расстояниями до звезд известна и обсуждалась еще 100 лет назад. Например, связь между интенсивностью линии Ca II *K* и расстоянием грубо оценивалась Struve (1928). Результаты дальнейших исследований по этой теме были опубликованы Sanford (1937), Merrill & Wilson (1936), Evans (1941) и Beals & Oke (1953). Во всех этих ранних работах была представлена связь между эквивалентной шириной линии межзвездного происхождения и расстоянием до звезды фона, хотя и со значительным разбросом. Поскольку не было ясно, какая часть разброса обусловлена неоднородным распределением поглощающих облаков, а какая — ошибками измерений (особенно вызывала сомнения оценка расстояния), эти формулы в последующие годы использовались относительно редко, предпочитались другие методы оценки расстояния.

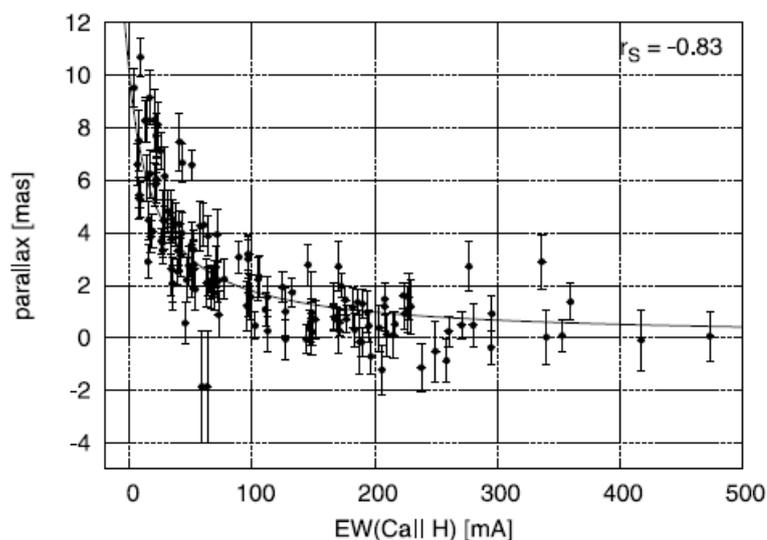


Рисунок 2.1. Зависимость между эквивалентной шириной линии Ca II H и параллаксом звезды фона по данным Hipparcos. Величина r_s – коэффициент ранговой корреляции Спирмена.

Многие более поздние исследования использовали линии Ca II, Na I, K I и других элементов для изучения как пространственной структуры, так и поля скоростей межзвездной среды (см., например, Welty et al. 1994, 1996; Crawford et al. 1998, 2002; Welty & Hobbs 2001; Crawford 2001; Price et al. 2001; Smoker et al. 2003, Hunter 2006 et al. и ссылки в них), Однако, несмотря на повышение качества (соотношения сигнал/шум) и спектрального разрешения, в

течение почти полувека было трудно уточнить известные зависимости «эквивалентная ширина – расстояние» из-за проблем, связанных с корректной оценкой расстояний до ярких звезд ранних спектральных классов в диапазоне расстояний от сотен парсек до килопарсеков.

Наиболее часто используемым методом измерения расстояний до таких объектов был спектрофотометрический параллакс, который сам по себе страдал от серьезных неопределенностей как при оценке межзвездного поглощения, так и при калибровке светимости звезд ранних типов. Поскольку последнее потребовало бы точных звездных расстояний, проблема была неразрешима до появления надежных оценок тригонометрических параллаксов для достаточно далеких звезд.

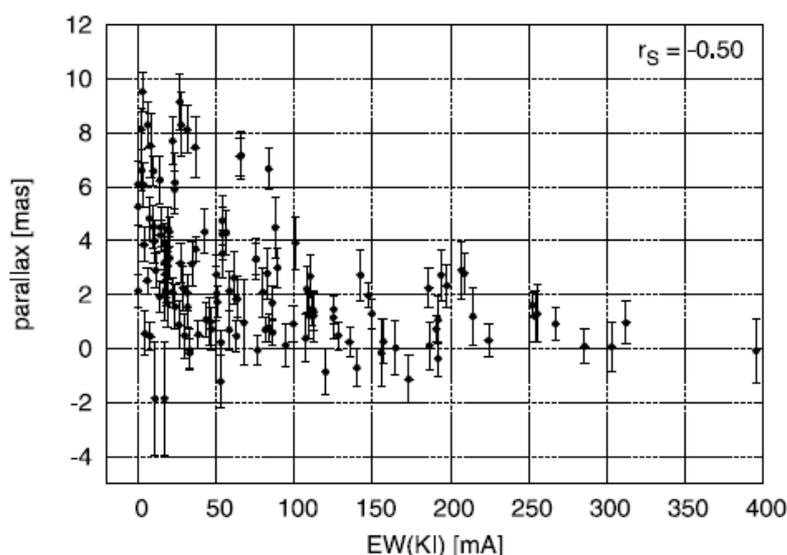


Рисунок 2.2. То же самое, что и на рисунке 2.1, но для линии K I 7698.974 Å

В своем обзоре межзвездных линий Galazutdinov (2005) сообщил о тесной связи между тригонометрическим расстоянием до звезд фона и эквивалентной шириной линий Ca II, тогда как линии других межзвездных элементов показывают более слабую связь с расстоянием.

В работе Megier et al. (2005) мы, используя каталог Hipparcos (ESA 1997) в качестве источника данных о параллаксе, исследовали зависимость эквивалентной ширины нескольких межзвездных линий от параллакса. Спектральными особенностями, которые мы выбрали для измерения, являются линии Ca II *H* и *K* (лабораторные длины волн 3968.468 и 3933.663 Å соответственно), линия K I 7698.974 Å и линия CN 4300.321 Å. Мы решили не включать в это исследование линии дублета натрия Na I ~5900 Å, так как в спектрах покрасневших звезд они подвержены сильному эффекту насыщения даже при умеренном значении межзвездного покраснения, т.е. при относительно небольших расстояниях до звезды фона. На рисунках 2.1 – 2.4 подтверждается результат работы Galazutdinov (2005) и показано, что корреляция между расстоянием и эквивалентной шириной наилучшая для линий Ca II.

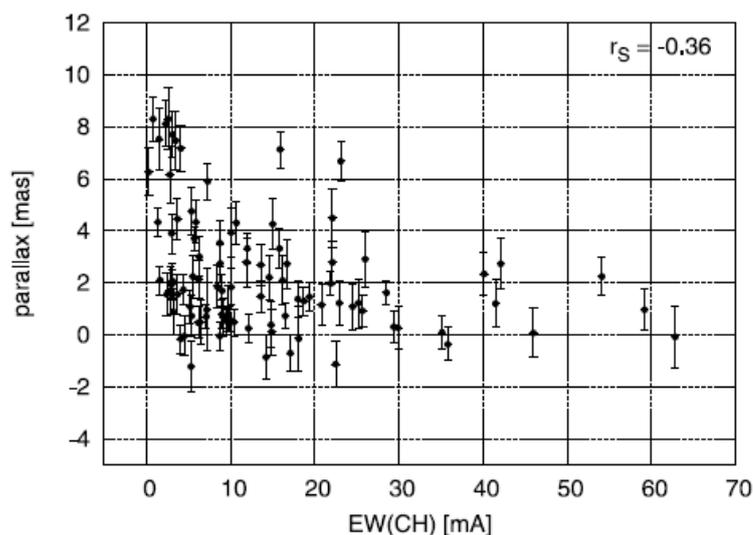


Рисунок 2.3. То же самое, что и на рисунке 2.1, но для линии СН 4300.321 Å

На рисунках также видно, что молекула СН ведет себя аналогично К I, как и покраснение E(B-V). Графики EW(K I), EW(CH) и E(B-V) внешне похожи. Это неудивительно, поскольку эти три параметра довольно хорошо коррелируют друг с другом, как это уже заметили Hobbs (1974); Munari & Zwitter (1997), которые обнаружили тесную связь между межзвездным покраснением и эквивалентной шириной линии К I. Поскольку и К I, и СН плохо коррелируют с расстоянием, а Са II, как это видно, коррелирует хорошо, можно заключить, что облака, содержащие ионизированный кальций, довольно равномерно распределены в межзвездном пространстве (в масштабах сотен парсеков), а другие межзвездные элементы, изучаемые в настоящей работе, вероятно, сосредоточены в относительно небольших и более плотных облаках.

Для количественной оценки степени корреляции мы использовали коэффициент ранговой корреляции Спирмена, измеряющий монотонную связь между двумя переменными. Он принимает значение из интервала $[-1, 1]$, экстремумы которого соответствуют совершенно монотонной зависимости. Значения коэффициента приведены на рисунках, на которых видно, что линии Са II гораздо более тесно связаны с параллаксом, чем линии К I, СН или количество пыли (межзвездное покраснение).

Предыдущие работы по этой теме обычно не содержали измерений межзвездной линии Са II H, так как авторам не всегда удавалось отделить ее профиль от профиля звездной линии водорода. Поэтому, наше сравнение с другими авторами ограничивается линией Са II K. Для унификации сравнения мы также представляем ниже формулы в виде функции расстояния $d = f[\text{EW}(K)]$, где d — расстояние, а EW — эквивалентная ширина.

Большинство звезд, которые Struve (1928) использовал в своем исследовании, находились на расстояниях в несколько килопарсеков; найденная им зависимость, представленная только в графическом виде, была нелинейной. Многие оценки эквивалентных ширин линии Са II K в его

выборке были неточными, поскольку были получены на основе спектров низкого разрешения, тех самых, которые использовались для создания каталога HD (были получены с помощью объективной призмы).

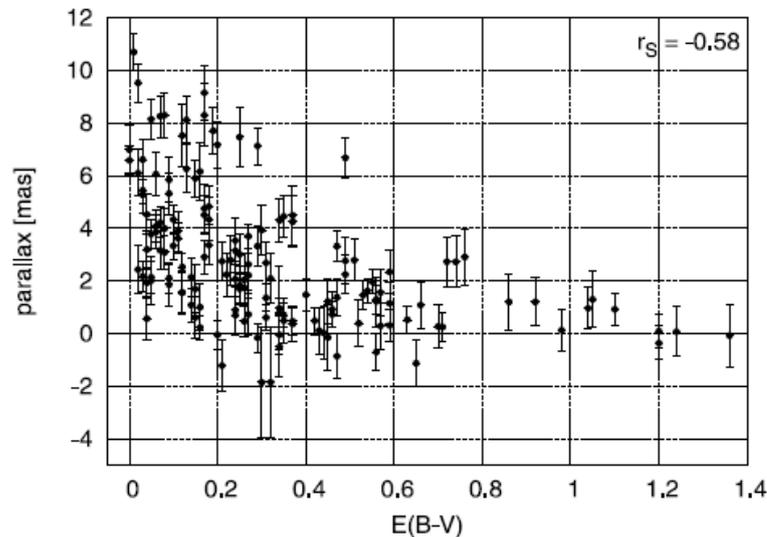


Рисунок 2.4 То же самое, что и на рисунке 2.1, но для межзвездного покраснения.

Sanford (1937) тоже не привел никакой формулы, связывающей эквивалентную ширину и расстояние, но линия, которую он показывает на диаграмме, соответствует эквивалентной ширине 400 мÅ при расстоянии 1000 пк или $d = 2.5 \times EW(\text{Ca II } K)$; зависимость была линейной до ~ 1400 пк, далее становилась менее крутой. Evans (1941), используя выборку звезд на расстояниях до 3 кпк, нашел линейную зависимость: $d = 3.0 \times EW(\text{Ca II } K)$, где d — в килопарсеках, а $EW(\text{Ca II } K)$ — в ангстремах. Beals & Oke (1953) оценили связь как $d = 34.83 \times EW(\text{Ca II } K)$, где $EW(K)$ измеряется в км/с. Если выразить $EW(\text{Ca II } K)$ в миллиангстремах, это соответствует $d = 2.654 \times EW(\text{Ca II } K)$.

Наша оценка 2005 года (Megier et al. 2005), основанная на измерениях эквивалентной ширины в спектрах горячих 147 звезд, соответствует уравнению $d = 2.78 \times EW(\text{Ca II } K) + 95$, что хорошо согласуется с результатами более ранних работ. Однако мы посчитали необходимым включить дополнительный параметр b ($=95$ пк), что соответствует радиусу Местного Пузыря (Local Bubble), почти не содержащего межзвездного газа и пыли (Cox & Reynolds 1987; Sfeir 1999).

В нашей следующей работе (Megier et al. 2009), посвященной построению межзвездной шкалы расстояний по линиям Ca II, мы использовали спектры 262 покрасневших звезд и параллаксы Hipparcos. Использовались как эквивалентные ширины, так и лучевая концентрация линий H и K ионизованного кальция. Существует несколько методов оценки лучевой концентрации по частично насыщенным многокомпонентным профилям линий. Самый точный

метод – разделение профилей на отдельные компоненты и учет насыщения каждой из них в отдельности с использованием инструментального профиля. Этот метод требует очень высокого спектрального разрешения ($R > 100000$). Метод мнимой оптической глубины (apparent optical depth) (Savage & Sembach 1991), в т.ч. реализованный в программном пакете DECH, также требует высокого спектрального разрешения, но проще в использовании. Поскольку нашей целью было получить формулу, которую можно использовать для оценки расстояний до относительно слабых и удаленных объектов, где может быть трудно найти спектры высокого разрешения и качества, для единообразного расчета лучевой концентрации для всей выборки мы использовали классический дублетный метод (Strömgren, 1948). Длины волн Ca II $K = 3933.6614 \text{ \AA}$, Ca II $H = 3968.4673 \text{ \AA}$ и силы осцилляторов $f = 0.6346$ и 0.3145 соответственно (Morton, 2003).

Хорошо известно (см., например, Nachman & Hobbs 1973), что метод дублетов может давать, в некоторых случаях, существенную недооценку истинной лучевой концентрации, особенно когда линия представляет собой узкую, сильно насыщенную особенность. Jenkins (1986) показал, что для линий, содержащих много компонент, классический метод кривой роста и основанный на нем метод дублетов в большинстве случаев дают хорошие результаты при условии, что отсутствуют сильно насыщенные компоненты профиля и они (компоненты) не сильно отличаются друг от друга по форме.

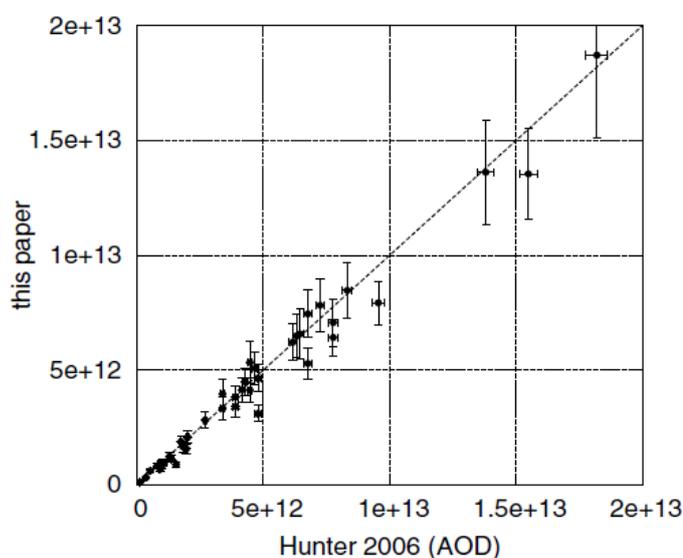


Рисунок 2.5. Сравнение лучевой концентрации для 41 объекта, полученной нами методом дублетов (по вертикали) с результатами Hunter et al, 2006 (по горизонтали), полученные нами AOD-методом.

Чтобы проверить точность нашей оценки лучевой концентрации линий Ca II, мы сравнили значения, рассчитанные с использованием метода дублетов на основе наших данных, с результатами Hunter et al. (2006) полученными на основе данных эшелле спектрографа высокого

разрешения UVES с использованием метода мнимой оптической глубины для 41 объекта, общих для обеих выборок. Как видно на рисунке 2.5, согласие достаточно удовлетворительное. Можно заключить, что дублетный метод дает достаточно точные результаты в условиях, типичных для спектров из нашей выборки. Хотя мы не можем исключить вероятность того, что в наших оценках лучевой концентрации могут присутствовать большие ошибки, такие случаи должны быть достаточно редкими, чтобы не исказить наши выводы существенным образом

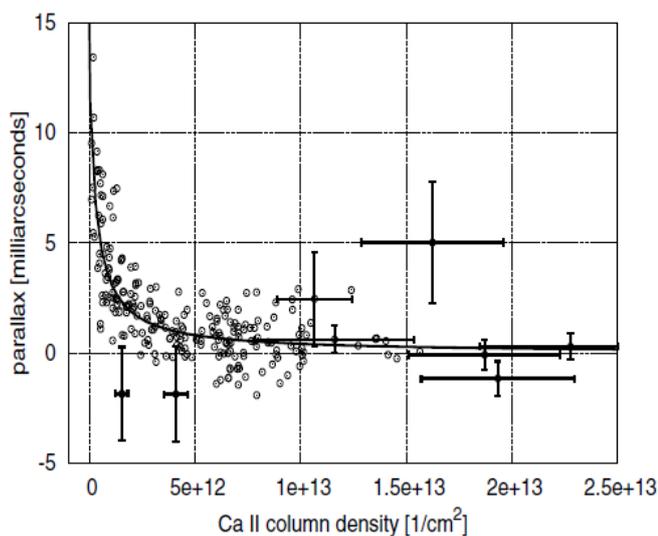


Рисунок 2.6. Соотношение параллакс – лучевая концентрация. Для наглядности показаны только самые большие значения ошибок. Аппроксимирующая функция показано жирной сплошной линией.

Основными источниками ошибок измерения эквивалентных ширин Ca II является статистический шум в интервале длин волн, занимаемом линией и ошибки определения континуума. Отношение сигнал/шум можно измерить на участке спектра, свободном от линий. Соответствующая процедура имплементирована в DECH. Ошибку проведения континуума довольно сложно оценить точным образом. Мы оценивали ошибку измерения эквивалентной ширины и лучевой концентрации в предположении, что неточность проведения континуума вносит в измерения ошибку 5%; это, весьма консервативная оценка для сильных линий Ca II. Линия Ca II *H* расположена в крыле мощной линии водорода H_{ϵ} , но в спектрах высокого разрешения (как в нашем случае) разделение не представляет затруднений.

Точность параллаксов Hipparcos (ESA 1997) обычно составляет около 1 миллисекунды дуги. Это означает, что для расстояний, превышающих несколько сотен парсек, значения параллаксов не очень точны. При использовании т.н. статистических параллаксов для таких удаленных объектов необходимо проявлять осторожность, чтобы избежать проблем, возникающих из-за сравнимости значений параллаксов и уровня ошибок.

Поскольку распределение ошибок параллаксов Hipparcos примерно гауссово (Arenou & Luri 1999), неизбежно, что для некоторых объектов статистический параллакс будет отрицательным; таким образом, невозможно получить физически значимое расстояние для таких случаев. Однако исключение таких объектов из выборки (или вообще объектов, для которых σ_π/π превышает некоторый порог) статистически некорректно, поскольку из рассмотрения удаляются звезды только из одного крыла распределения ошибок. Подробное обсуждение этой проблемы и возможных корректирующих процедур см. в Smith (2003). Мы решили использовать значения параллакса напрямую, без выполнения инверсии, и оставить в выборке звезды с отрицательными параллаксами (рисунок 2.6).

Итак, мы использовали измерения 262 объектов (Таблица 1) для последующего вычисления коэффициентов корреляции между лучевой концентрацией Ca II и параллаксом. Для аппроксимации использовалась функция, аналогичная по форме функции из Megier et al. (2005): $\pi = 1/(a \cdot N_{CaII} + b)$, где параметр b соответствует среднему радиусу Местного Пузыря, N_{CaII} – лучевая концентрация. Две звезды, HD 66006 и HD 150135, были исключены из-за очень больших ошибок параллакса – 6.13 и 8.22 миллисекунды дуги соответственно. Это во много раз выше средних ошибок для данных Hipparcos. Мы также использовали отсекающий нижний предел отношения эквивалентных ширин линий H и K ионизованного кальция $EW(K)/EW(H) > 1.3$, чтобы исключить случаи с сильным эффектом насыщения, когда метод дублетов менее надежен; этот критерий привел к исключению трех других звезд: HD 185859, HD 220116 и HD 41997. Однако мы убедились, что исключение вышеуказанных пяти объектов оказывает минимальное влияние на коэффициенты аппроксимирующей функции. Из-за нелинейной зависимости лучевой концентрации от эквивалентных ширин дублетных линий, результирующие относительные ошибки N_{CaII} могут быть существенно больше, чем в самих эквивалентных ширинах. Поэтому мы решили аппроксимировать данные, принимая во внимание ошибки в обеих координатах. Получилась следующая аппроксимирующая функция (рисунок 2.6):

$$\pi = 1/(2.29 \times 10^{13} \cdot N_{CaII} + 0.077)$$

где параллакс π измеряется в миллисекундах дуги, а лучевая концентрация N_{CaII} — в cm^{-2} . Чтобы упростить расчет расстояния и использовать непосредственно эквивалентную ширину линий Ca II, предыдущее уравнение может быть заменено следующим (Megier et al. 2009):

$$D_{CaII} \approx 77 + \left(2.78 + \frac{2.60}{\frac{EW(K)}{EW(H)} - 0.932} \right) EW(H) \quad (2.1)$$

Здесь D_{CaII} – расстояние в парсеках, $EW(K)$ и $EW(H)$ – эквивалентная ширина линий K и H ионизованного кальция в мÅ.

Как видно на рисунке 2.6, большинство звезд, на которых основана калибровка расстояний Са II, расположены на расстояниях в несколько сотен парсеков, что соответствует параллаксам ≥ 1 миллисекунды дуги.

Чтобы проверить, можно ли успешно использовать формулу (2.1) для больших расстояний, нам понадобится значительная выборка звезд ранних типов с четко определенными расстояниями от какого-либо независимого источника. На расстояниях ≥ 1 кпк большинство звезд, достаточно ярких (чтобы было возможно измерить линии Са II с хорошей точностью) относятся либо к очень ранним типам (О7 и ранее), либо к сверхгигантам; для таких объектов калибровка абсолютной величины особенно неопределенна. Однако можно ожидать, что найденные в литературе расстояния до ОВ-ассоциаций и скоплений должны быть более точными, чем для отдельных. Спектральные параллаксы (расстояния) ОВ-ассоциаций зависят от калибровки светимости звезд ранних типов. Но, благодаря тому, что в этом случае расстояние базируется на совокупности измерений для звезд близких, но все же разных спектральных классов, это должно снизить влияние ошибок, возникающих из-за неточной калибровки любого конкретного спектрального класса или класса светимости. Однако есть еще одна проблема: неопределенное членство в ассоциации той или иной звезды.

Многие исследования Галактических ОВ-ассоциаций показали, что они не могут быть рассмотрены как пространственно изолированные монолитные структуры. Часто встречается наличие субассоциаций разного эволюционного возраста. Определение границ и членства конкретной ассоциации часто бывает проблематичным. Например, неправильная форма и неравномерное распределение звезд делают определение границ ассоциации вопросом выбора исследователей (Garman, 1994). Ситуацию усложняют эффекты селекции, возникающие в результате межзвездного поглощения, а также эффекты проекции на небе: вытянутый по лучу зрения объем с неравномерной плотностью ОВ-звезд, скорее всего, будет рассматриваться как одна ассоциация; но та же структура, видимая в перпендикулярном направлении, может быть разбита на несколько более мелких ассоциаций. Мы не пытались определить наши собственные критерии членства в ассоциации, и опирались преимущественно на списки и расстояния, приведенные Humphreys (1978) и Garman & Stencel (1992).

Мы также включили данные для близлежащей (< 1 кпк) ассоциации из de Zeeuw et al. (1999). Как видно на рисунке 2.7, связь между расстояниями до звезд, оцененными по линиям Са II и приписываемыми на основе принадлежности к ассоциации/скоплению, далека от идеальной. Очевидной систематической ошибки нет, однако разброс велик; соотношение D_{CaII}/D_{assoc} может варьироваться от менее 0.5 до более 2.0. Ниже мы рассмотрим наиболее заметные случаи несоответствия. Большая разница между расстоянием Са II и расстоянием, данным de Zeeuw et al. (1999) для ассоциации Cep OB2 (на основе усредненных параллаксов

Hipparcos) может быть частично связана с систематической погрешностью, возникающей в результате выбора только звезд с положительными параллаксами. Kaltcheva & Makarov (2007) показали, что, совокупный эффект ошибок параллакса и систематических ошибок, возникающих в результате удаления отрицательных параллаксов, может быть значительным (около 35 процентов в случае ассоциации Collinder 121).

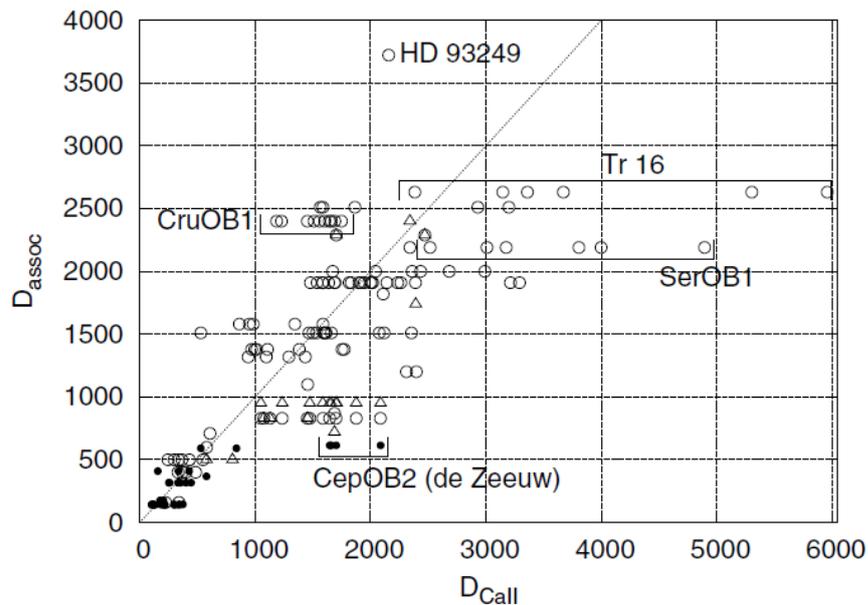


Рисунок 2.7. Расстояния, оцененные по линиям Ca II (абсцисса) в сравнении с расстояниями до ассоциаций из разных источников (ордината). Символы: незакрашенные круги – Humphreys (1978); незакрашенные треугольники – Garmany & Stencel (1992); закрашенные круги – de Zeeuw et al. (1999).

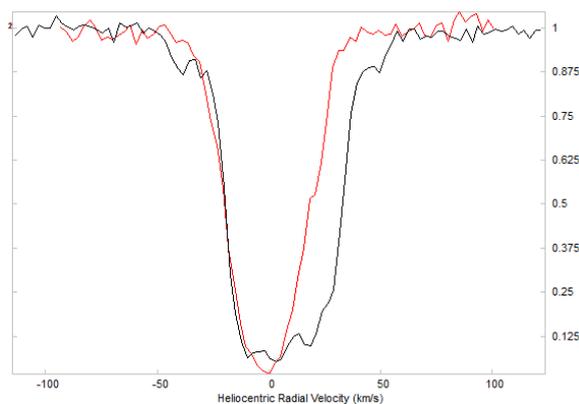


Рисунок 2.8. Профили линии K (3933.633 Å) межзвездного Ca II звезд BD -13 4927 (красный) и BD -13 4929 (черный). На небе их разделяет ~3 угловые минуты.

Интересен случай со звездами ассоциации Trumpler 16 в комплексе Киля. Расстояние до Trumpler 16 обычно оценивается примерно в 2,5 кпк (Walborn, 1995); однако Carraro et al. (2004)

оценивают ее в 4 кпк. Линии Ca II в пяти объектах нашей выборки, считающихся членами этого скопления (HD 93250, HD 303308, CD-59 3300, CD-59 3303 и HD 93403), варьируются от $EW(K) = 414 \text{ m\AA}$ (HD 93403) до 841 m\AA для HD 93250 и 1074 m\AA для HD 303308 (Megier et al., 2009). Соответствующий диапазон расстояний, оцененный по формуле 2.1, составляет 2400-5800 пк. M_{bol} звезд HD 93250 и HD 303308 оценены Sanchawala et al. (2007) как -11,3 и -10,4 соответственно при оценке расстояния 2500 пк. Увеличение расстояний до 5200 и 5800 пк, как следует из интенсивностей линий Ca II, сделало бы эти звезды такими яркими, как $M_{\text{bol}} = -12.9$ и -12.2 соответственно, т.е. ярчайшими звездами в Галактике. Такая концентрация очень ярких звезд на разных расстояниях в небольшом участке неба кажется крайне маловероятной. Очевидно, в случае этих звезд мы имеем дело с локальной концентрации вещества, благодаря которой наблюдаются пекулярно сильные линии Ca II. Возможно, это связано с близлежащим комплексом η Киля (примерно на расстоянии 1 угловая минута от HD 303308 и 8 угловых минут от HD 93250). Однако, в спектрах этих звезд наблюдаются очень сложные профили Ca II, которые, весьма вероятно, обусловлены околозвездными оболочками, поскольку, например, профили диффузных межзвездных полос не показывают никаких признаков доплеровского расщепления.

Расстояние до ассоциации Crv OB1 у Humphreys (1978) — 2400 пк; Kaltcheva & Georgiev (1994) оценивают ее в 2730 пк. Межзвездные линии Ca II, видимые в спектрах 10 звезд этой ассоциации, входящих в нашу выборку (Megier et al. 2009), показывают две компоненты лучевой скорости, но их относительная интенсивность переменна. Среднее расстояние до этой ассоциации, оцененное по формуле 2.1, составляет 1510 пк, при этом отдельные значения варьируются от 1180 пк для HD 101190 до 1730 пк для HD 100099.

Согласно Humphreys (1978), расстояние до ассоциации Ser OB1 составляет 2190 пк. Как видно из рисунка 2.7, расстояния до отдельных звезд ассоциации Ser OB1, оцененные по Ca II, варьируются в достаточно широком интервале от 2480 до более 4850 пк. Все звезды Ser OB1 в нашей выборке являются членами скопления NGC 6611, богатого массивными звездами ранних спектральных классов. Минимальные расстояния Ca II до объектов в этой ассоциации достаточно хорошо согласуются со значением, данным в Humphreys (1978). Казалось бы, естественно объяснить разброс расстояний Ca II дополнительными компонентами лучевой скорости, обусловленными веществом, связанным с скоплением, причем ситуация аналогична наблюдаемой в Trumpler 16. Однако, по крайней мере, при спектральном разрешении $R = 48000$, мы не смогли выделить какую-либо совокупность компонентов профилей, совпадающую для всех звезд, и которую мы могли бы отделить как «истинно межзвездную» (отделив от околозвездных) и, таким образом, предположить, что они будут точной мерой расстояния до скопления. Например, сильные различия между профилями Ca II видны в направлении BD-13

4927 и BD-13 4929, хотя звезды находятся на расстоянии примерно 3' друг от друга на небе (см. рисунок 2.8).

Обратный пример – звезда HD 93249 указана Humphreys (1978) как член скопления Trumpler 15 и находится на расстоянии 3720 пк. Более позднее значение, данное Carrago (2002), составляет 2400 пк, что хорошо согласуется с нашей Ca II оценкой.

Согласно Smoker et al. 2003, лишь 30% ионизованного кальция находится на расстоянии $|z| > 1000$ пк от Галактического экватора. Почти весь ионизованный кальций сконцентрирован в области $|z| < 800$ пк. Таким образом, мы можем ожидать, что для объектов, расположенных на расстояниях $|z| > 800$ пк, формула (2.1) будет систематически занижать истинное расстояние. Однако, в нашей выборке звезд (Таблица 1) значения $|z|$ не превышают 300 пк, кроме четырех звезд, у которых $350 < |z| < 450$ пк.

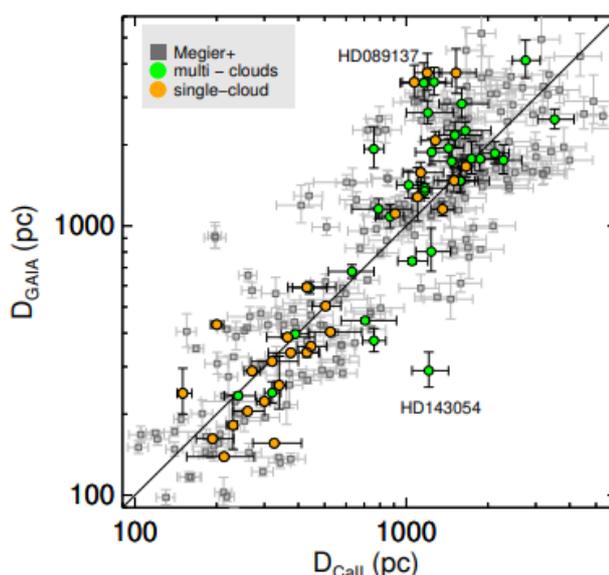


Рисунок 2.9. Связь между оценками расстояния с использованием параллакса GAIA (Bailer-Jones et al. 2018), и дублета Ca II H, K по Megier et al. (2009). Показаны объекты без видимого доплеровского расщепления (оранжевые кружки) и с несколькими компонентами (зеленые кружки) из работы Siebenmorgen et al. (2000).

Итак, несмотря на ограничения Ca II метода, он эффективен в сочетании с другими способами оценки расстояний, в частности, может быть полезен в случаях пекулярных звезд (например, двойных), объектов с неточными измерениями тригонометрического параллакса и в случаях со звездами, имеющими сложный спектр, для которых калибровка светимости по спектральной классификации неточна. В работах Siebenmorgen et al. (2021), Krelowski et al. (2018) мы сравнили тригонометрические расстояния GAIA с расстояниями, полученными с помощью Ca II – метода (для 186 звезд в Siebenmorgen et al. (2021) и для 100 звезд в Krelowski et al.

al. (2018)) и показали, что Ca II–метод может быть использован для объектов, расположенных в Галактическом диске на достаточно больших расстояниях (до нескольких килопарсек) – см. рисунок 2.9.

2.1.2. Ti II –метод

Из всех элементов, имеющих линии поглощения в видимой части спектра, только однократно ионизованный титан (Ti II) является элементом на его основной стадии ионизации в областях H I. В облаках H I наблюдаемые абсорбции атомов Li I, Ca I, Ca II, Na I, Rb I, Fe I и K I не соответствуют основному состоянию этих элементов. Потенциал ионизации этих атомов ниже, чем у H I (13.6 eV), в результате чего бóльшая часть атомов ионизована до более высоких состояний излучением окружающих звезд, ультрафиолетовые фотоны которых легко проникают в области H I.

Согласно Welsh et al. (1997), отношение обилия ионов Ti II/Ca II практически постоянно при различных условиях межзвездной плотности. Этот вывод позже подтвердили Welty & Crowther (2010) как для нашей Галактики, так и для Магеллановых Облаков. Таким образом, естественно ожидать хорошей корреляции между интенсивностью линий ионизованного межзвездного титана (EW или лучевой концентрацией) и расстоянием. Stokes (1978) в своем обзоре по исследованию линии Ti II λ 3883.759 в 68 объектах, отметил, что Ti II является доминирующим состоянием межзвездного титана в областях H I из-за почти точного совпадения потенциала ионизации однократно ионизированного титана и нейтрального водорода H I (13.57 эВ и 13.595 эВ соответственно). Hunter et al. (2006) сообщили о тесной корреляции между лучевой концентрацией межзвездного Ti II и расстоянием, но уравнение, связывающее эти параметры, не привели.

В ближнем УФ диапазоне спектра доступны для измерений несколько линий ионизованного титана: 3072.971, 3229.1899, 3241.9829, 3383.7588 Å. В работе Galazutdinov et al. (2023) мы измерили эквивалентные ширины самой мощной линии из списка (3383.759 Å) для более 250 покрасневших звезд (таблица 2) и выявили хорошую корреляцию между значениями EW и расстояниями до звезд, оцененными с помощью параллаксов по данным GAIA DR3. Для очень ярких объектов, которые не наблюдались космическим телескопом GAIA, использовались тригонометрические параллаксы Hipparcos.

Процедура оценки расстояния по линиям Ti II аналогична Ca II-методу. Однако у Ti II-метода есть, как минимум, три преимущества: (1) в отличие от межзвездных линий H и K ионизованного кальция, линии Ti II не подвержены блендированию со звездными линиями в спектрах горячих звезд; (2) линии Ti II в гораздо меньшей степени подвержены влиянию эффекта

насыщения – их интенсивность существенно ниже, чем таковая у линий Ca II; (3) достаточно измерить лишь линию, а не две, то есть в уравнение расстояния входит только одна погрешность измерения. Связь между эквивалентной шириной линии Ti II и расстоянием задается простым уравнением

$$d \sim 30 \times EW \quad (2.2)$$

где d – расстояние в парсеках, а EW – эквивалентная ширина линии Ti II 3383.759 в mÅ.

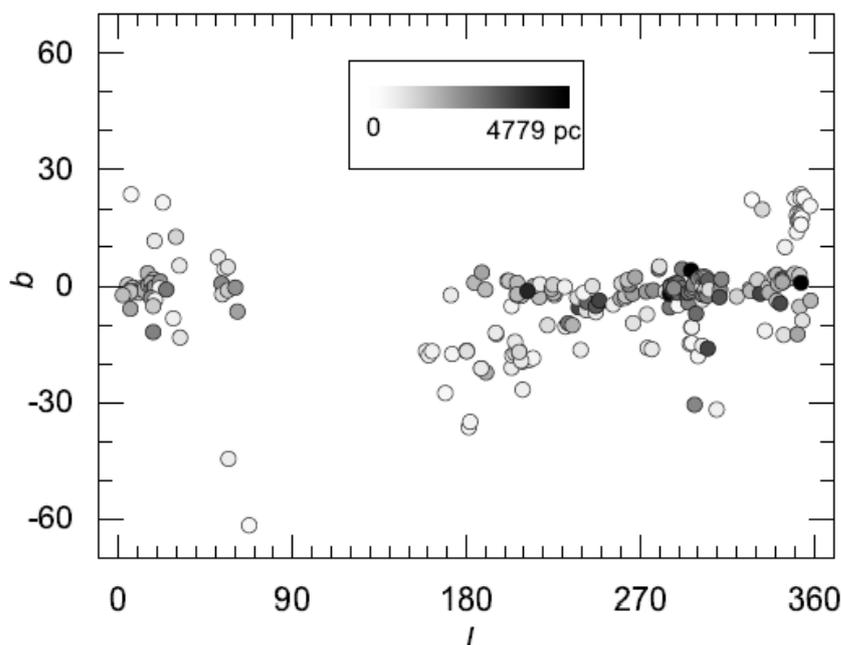


Рисунок 2.10. Местоположение исследуемых объектов в Галактических координатах. Тригонометрическое расстояние показано серой шкалой.

Очевидным недостатком Ti II-метода является ограниченное количество спектрографов, работающих в ближнем УФ-диапазоне, где видна линия Ti II λ 3383.759 Å. Отсутствие наблюдательных данных для объектов Северного полушария приводит к тому, что на карте, приведенной на рисунке 2.10, виден пробел в области Галактических долгот $\sim 70 - 130$ градусов. Линия Ti II 3383.759 Å не очень сильная, поэтому точность предлагаемого метода критически зависит от спектрального разрешения и отношения S/N в полученных спектрах. Низкая эффективность спектрографов в УФ-диапазоне требует использования больших телескопов, необходимых для сбора большего количества света. Мы оценили погрешности измеренных эквивалентных ширин (Таблица 2) с помощью уравнения (7) из Vollmann and Eversberg (2006) где учитывается S/N измеренного спектра и неопределенность нормализации на континуум. Вклад последнего фактора невелик из-за незначительной ширины межзвездных линий атомов.

На рисунке 2.11 показано соотношение между тригонометрическими расстояниями и эквивалентными ширинами межзвездных линий Ti II и Ca II. Коэффициент корреляции Пирсона

для титана ($R = 0.9$) даже выше, чем для кальция ($R = 0.8$). Вероятно, это следует из того, что линии Ca II часто бывают насыщенными, а линии Ti II — нет. График для линии Ca II на рисунке 2.11 явно нелинейный. Линейность заканчивается примерно при 2.5 кпк, тогда как линейная зависимость Ti II от расстояния сохраняется примерно до 4 кпк. Это еще один аргумент в пользу использования Ti II для оценки расстояния.

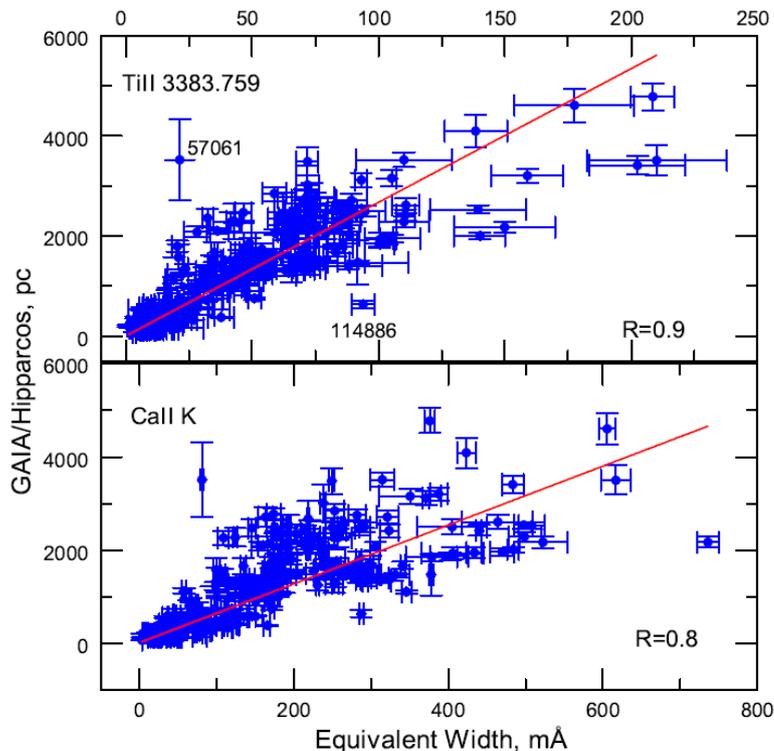


Рисунок 2.11 Зависимость между эквивалентными ширинами межзвездных линий Ti II 3383.759 Å (a) и Ca II K (b) и оценками расстояний, найденных с помощью GAIA/Hipparcos. Также показаны коэффициенты корреляции Пирсона R.

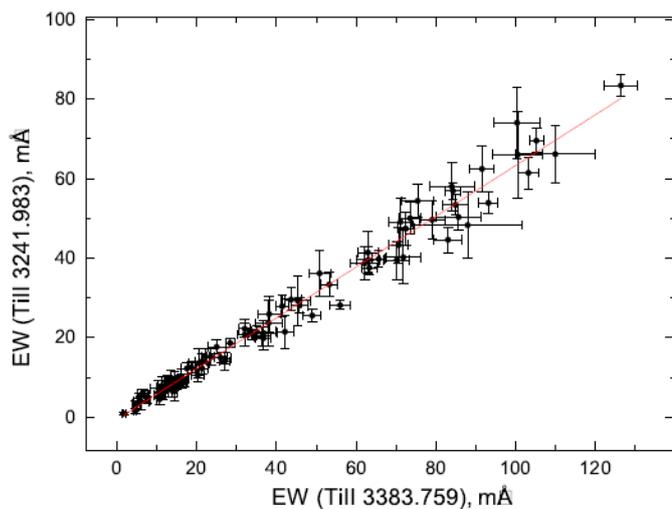


Рисунок 2.12. Сравнение эквивалентной ширины двух межзвездных линий ионизированного титана.

Чтобы продемонстрировать слабое влияние эффекта насыщения на измерение линии ионизованного титана, мы сравнили эквивалентную ширину линии Ti II λ 3383.759 Å с шириной другой, более слабой линии Ti II λ 3241.983 Å. Почти идеальное линейное соответствие (коэффициент корреляции Пирсона $R = 0.99$) показывает наклон 0.64 ± 0.01 (рисунок 2.12), идентичный отношению сил осцилляторов этих двух линий ($f_{3241.983} = 0.232$ и $f_{3383.759} = 0.358$ (Morton, 2003)). Результирующее соотношение между эквивалентной шириной Ti II и расстоянием описывается уравнением:

$$d \text{ (парсек)} = 30(\pm 1) \times EW(\text{Ti II } 3383.759) - 30(\pm 2),$$

где эквивалентная ширина Ti II дана в mÅ. Значение первого коэффициента зависит от выборки данных, поэтому упрощенное уравнение $d \approx 30(\pm 1) \times EW(\text{Ti II } 3383.759)$ является более предпочтительным. В таблице 2 даны основные данные для более чем 250 объектов и наши измерения EW межзвездной линии поглощения λ 3383.759 Å в каждом спектре. В частности, мы приводим расстояния, основанные на тригонометрических параллаксах, доступных в базе данных GAIA DR3. Для нескольких звезд доступны параллаксы из более ранних версий базы данных. Удивительно, но некоторые объекты демонстрируют сильный разброс по расстоянию в различных версиях данных GAIA (например, для HD73882 $d(\text{GAIA DR1}) = 485$ пк, $d(\text{GAIA DR2}) = 358$ пк, $d(\text{GAIA DR3}) = 755$ пк, $d(\text{Hipparcos}) = 460$ пк, $d(\text{Ca II}) = 1212$ пк, $d(\text{Sp/L}) = 1020$ пк). Напомним, что метод Ca II был откалиброван с использованием параллаксов Hipparcos. Более свежие данные должны быть более точными, но различия настолько велики, что трудно решить, какое из измерений является правильным. Однако, используя нашу выборку, можно полагать, что усредненные соотношения между интенсивностью межзвездных линий и расстояниями достаточно точны. Интересной проблемой является наличие «отскоков», то есть объектов, которые на рисунке 2.11 серьезно отклоняются от средних значений.

Некоторые очевидные «выбросы» — это объекты, в которых либо межзвездные линии, либо покраснение выглядят явно слишком сильными или слишком слабыми. Это объекты, в которых взаимосвязи между межзвездными линиями сильно отличаются от средних. В Таблице 3 мы приводим расстояния для выборки таких «отскоков», полученные разными способами. Среди перечисленных расстояний есть такие, которые основаны на тригонометрических параллаксах Hipparcos (van Leeuwen, 2007) и трех выпусках данных GAIA (DR1 — Astraatmadja & Bailer-Jones (2016), DR2 — Bailer-Jones et al. (2018) и DR3 — Bailer-Jones et al. (2021)). Мы также оценили расстояния по спектрофотометрическим параллаксам и с помощью двух «межзвездных» методов: по дублету Ca II и по эквивалентной ширине линии (Ti II λ 3383.759 Å). Видно, что перечисленные семь расстояний могут серьезно различаться для одного и того же объекта. Даже в трех версиях GAIA значения параллаксов могут отличаться в три раза. Конечно, оценки спектрального параллакса зависят и от точности спектральной классификации, которая

может быть ошибочной в случаях пекулярных или переменных спектров. Наиболее очевидным случаем «отскока» является HD57061. По оценкам GAIA объект находится гораздо дальше, чем следует из «межзвездной» шкалы расстояний и спектрального параллакса. Последний хорошо согласуется с измерениями Hipparcos. Очевидно, этот спектрально-двойной объект ($V = 4.4^m$) слишком яркий для GAIA и должен быть удален из рассмотрения в соотношении “GAIA – Ti II”.

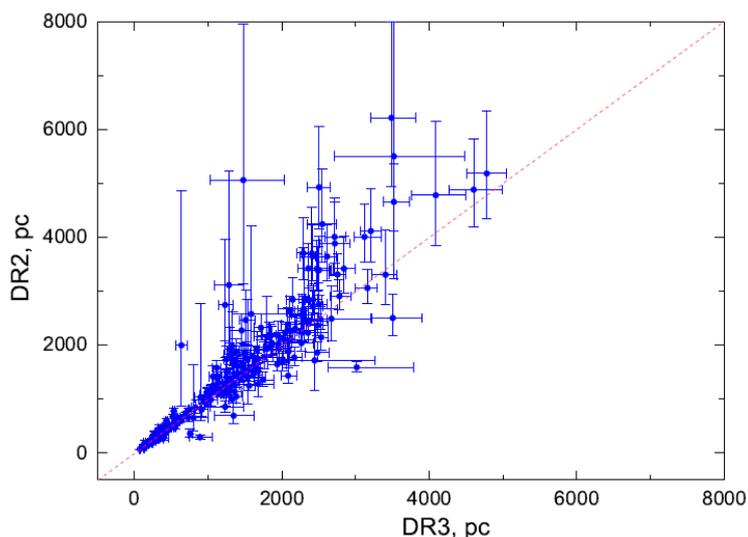


Рисунок 2.13. Сравнение расстояний по данным GAIA DR2 и DR3 для объектов из таблицы 2. Красная пунктирная линия $y = x$ приведена для наглядности.

Еще один интересный случай — HD177989. На нем видны слабые линии Ti II, хотя объект находится явно дальше 1 кпк. Точное значение расстояния до него определить непросто из-за сильного разброса расстояний, полученных разными методами. Sterling et al. (2002) оценивают расстояние по спектральному параллаксу как 4.9 кпк. Однако это противоречит как тригонометрическому — 2.36 кпк (GAIA DR3), так и «межзвездному» — 1.49 кпк (Ca II-метод) расстояниям. Любопытно, что Sterling et al. (2002) рассматривали HD177989 как фоновый источник света для изучения свойств сверхоболочки Scutum, которая находится на кинематическом расстоянии порядка 3.3 кпк (Callaway et al., 2000). Другой объект — HD175754 — демонстрирует аналогичные межзвездные линии, подтверждающие его расположение за сверхоболочкой Scutum (Callaway et al., 2000). Мы оценили Ca II-расстояние до HD175754 в 1.9 кпк, что согласуется с величиной, полученной GAIA DR3 (Bailer-Jones et al., 2021).

К сожалению, линия Ti II недоступна для измерений в нашем спектре HD 175754, поэтому мы не можем подтвердить наличие линии Ti II и совпадение ее интенсивности с таковой в спектре HD 177989. Тем не менее, сходство HD 177989 и HD 175754 ставит под сомнение расстояние до сверхоболочки Scutum, но этот вопрос выходит за рамки данного исследования. Как бы то ни было, большой разброс расстояний, рассчитанных для HD 177989, выглядит странно. То же самое можно сказать, например, о HD 116852 и расстояниям до этого объекта по GAIA DR2 и по

спектральному параллаксу. Таким образом, известные в настоящее время тригонометрические параллаксы, а также спектральные классы и классы светимости звезд ранних типов в ряде случаев остаются неопределенными. Различия измеренных расстояний неприемлемо велики и, очевидно, требуются дополнительные исследования.

Метод измерения расстояния до объектов по линиям межзвездного ионизованного титана подобен известному Ca II-методу, но Ti II-метод демонстрирует лучшую корреляцию со значениями известных тригонометрических параллаксов. Подчеркнем, что Ca II-метод неприменим для медленно вращающихся звезд позднего В-класса, у которых межзвездные линии Ca II могут быть сильно блендированы звездными линиями. При сравнении эквивалентных ширин межзвездного ионизированного кальция и титана (рисунок. 2.11) видно заметное количество «отскоков».

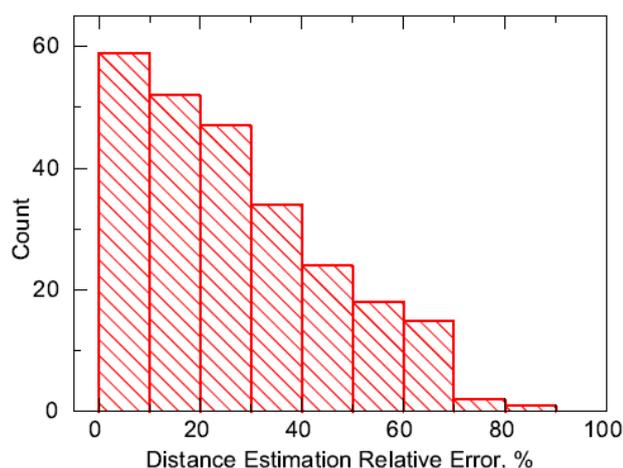


Рисунок 2.14. Относительное отличие (в процентах) расстояний, определенных по линиям Ti II, от тригонометрических расстояний

Например, спектры HD 60498, HD 80558 содержат сложные профили линий Ca II, блендированные звездными линиями; в спектрах HD 104565 и HD 75309 видны некоторые особенности в линиях Ca II и т.д. Несмотря на хорошую корреляцию с расстоянием, расхождения во многих случаях наблюдаются как для Ca II, так и для Ti II. С другой стороны, тригонометрические расстояния также несовершенны. Мы сравнили расстояния, полученные в релизах GAIA DR2 (Bailer-Jones et al., 2018) и DR3 (Bailer-Jones et al., 2021), и во многих случаях эти различия достаточно велики (рисунок 2.13). Было бы интересно проверить будущие релизы базы данных GAIA и, сравнить их с последним выпуском DR3. На рисунке 2.14 можно оценить точность Ti II-метода — в большинстве случаев относительная погрешность не превышает 30 процентов. Очевидно, что метод, который мы предлагаем (Galazutdinov et al., 2023), может быть использован в качестве дополнительной независимой оценки расстояния, особенно полезной для сложных случаев с неопределенными тригонометрическими и/или спектроскопическими

параллаксами. Это особенно полезно для объектов, не имеющих тригонометрических оценок параллакса, например, HD 319718 (см. таблицу 2). Наконец, было бы интересно дополнить выборку с учетом наблюдений объектов в Северном полушарии.

2.2. Структура и кинематика тонкого газового диска Галактики

Млечный Путь представляет собой спиральную галактику с баром и погруженным в него ядром. Солнце находится в тонком диске на расстоянии около 8 кпк от центра Галактики. Доминирующим компонентом Галактики считается темное гало, вероятно, состоящее из темной материи (dark matter – DM), о которой мы знаем очень мало. Темное гало представляет особую проблему для разработчиков моделей Галактики, поскольку до сих пор его можно было обнаружить только через гравитационное поле. Считается, что темная материя состоит из одного или нескольких типов элементарных частиц, которые не были обнаружены на Земле. О свойствах этих частиц можно только предполагать, поэтому сложно разработать эксперимент по их обнаружению. Основная цель разработчика моделей Галактики — составить карту гравитационного поля темного гало на основе наблюдений. (Распределение массы в темном гало можно определить по гравитационному полю, которое оно создает.) Разница между гравитационным полем всей Галактики и полями видимых компонентов дает поле темного гало. В течение многих лет предпринимались постоянные усилия по интерпретации наблюдений кинематики межзвездного газа, основанные на предположении, что облака H I, H II и H₂ галактического диска движутся по замкнутым орбитам, которые обычно считаются круговыми. Эти облака считаются индикаторами газового тонкого диска. Изучение УФ-излучения и оптических изображений галактик, расположенных с ребра, показывает, что холодные, вероятно, эволюционировавшие объекты распределены иначе, чем плотное межзвездное вещество и OB-звезды, локализованные в тонких галактических дисках. Однако случай с облаками H I, как показывает спектральная особенность 21 см, не столь однозначен. Очевидно, что галактики образовались из нейтрального водорода, но внутри галактик образовалось множество других элементов.

Молекулярные облака и облака ионизированного водорода, скорее всего, пространственно коррелируют с тонким диском, поскольку OB-звезды, которые возбуждают облака H II и используются для измерения расстояний до этих облаков, недавно сформировались из плотных молекулярных межзвездных облаков. Однако спектральные особенности межзвездных молекул, наблюдаемые в спектрах OB-звезд, могут формироваться не в остатках родительских облаков области H II, а «где-то» на луче зрения между звездой и наблюдателем. На существование темной материи внутри и вокруг спиральных галактик (таких как наш Млечный

Путь) косвенно указывают почти плоские кривые вращения, наблюдаемые во внешних частях этих галактик и построенные в предположении кругового вращения изучаемых галактических объектов — см., например, Sofue & Rubin (2001), Sofue (2020). Эта примерно постоянная скорость вращения галактик, не зависящая от расстояния от центров галактик, обычно считается строгим доказательством присутствия DM вокруг нашей и других галактик. Анализ движения звезд, проведенный Kuijken & Gilmore (1989) и Holmberg & Flynn (2000), не дает убедительных доказательств существования темной материи, но и не исключает ее существования.

Основным источником информации, используемой для построения кривой вращения галактического диска, являются скорости облаков CO, которые, как полагают, пространственно коррелируют с областями H II, но были попытки применить и другие индикаторы. С 1970-х годов используются расстояния, основанные на расстояниях до очень ярких объектов, таких как OB-звезды и их скопления. Лучевые скорости измеряются либо с использованием линий $H\alpha$, формирующихся в областях H II (Georgelin & Georgelin, 1976), либо с использованием (обычно) линий CO в молекулярных облаках (Clemens, 1985). Moffat et al. (1979) попытались улучшить измерения расстояний, используя метод аппроксимации главной последовательности нулевого возраста (ZAMS) для областей H II, но расстояния до объектов, которые обычно используются, основаны на спектральном параллаксе. При этом предполагается, что области H II и молекулярные облака находятся на тех же расстояниях, что и наблюдаемые звезды. Вероятно, это справедливо и в случае областей H II, но эти области представляют собой расширяющиеся оболочки ионизованного газа, поэтому следует ожидать большого разброса скоростей. Межзвездные молекулярные линии, наблюдаемые в спектрах OB-звезд, могут формироваться в облаках по лучу зрения на больших расстояниях от наблюдаемых звезд.

Maciel & Lago (2005) сравнили кривую вращения Галактики, основанную на большой выборке планетарных туманностей, с кривой Brand & Blitz (1993), основанной на областях H II. Скорости вращения, полученные из планетарных туманностей, систематически ниже, чем для регионов H II. Это может быть связано либо с неточностями измерения расстояний, либо с различной кинематикой областей H II и планетарных туманностей.

В нескольких статьях представлены кривые вращения Галактики на основе звездной спектrophотометрии. Liu & Zhu (2010) использовали 194 углеродные звезды на расстояниях до $R = 15$ кпк от центра Галактики и сообщили о плоской кривой вращения со значительным разбросом. Подобный результат был получен López-Corredoira (2014), который получил кривую вращения Галактики в диапазоне галактоцентрических радиусов $R = 4\text{--}16$ кпк, используя собственные движения гигантов красного сгущения и данные ближней инфракрасной фотометрии из обзора 2MASS. Плоская кривая вращения внешней Галактики, основанная на

лучевых скоростях красных гигантов и звезд горизонтальной ветви, также была получена Хуе et al. (2008) и Vovv et al. (2012).

Расхождения между кривой вращения Галактики и кеплеровской обычно интерпретируются либо в терминах темной материи (dark matter – DM), либо в терминах MOND (модифицированная ньютоновская динамика), см., например, Milgrom (1983). Определения кривой вращения M31 на основе наблюдений ее газового диска показывают даже повышение скорости вращения в ее внешних частях, что невозможно объяснить с точки зрения стандартных моделей DM или возмущений диска M31 ее спутниками (Chemin et al. 2009; Corbelli et al. 2010).

Подтверждение плоской внешней кривой вращения Галактики было предоставлено точными астрометрическими измерениями тригонометрических параллаксов и собственных движений нескольких областей звездообразования, расположенных далеко за пределами солнечной орбиты, выполненными в рамках программы VERA (Omodaka. 2009; Reid et al. 2009; Oh et al. 2010). Эти результаты подтверждают почти плоскую или даже слегка возрастающую скорость вращения Галактики на расстоянии до 13 кпк от центра Галактики и указывают на то, что эта кривая подобна кривой галактики Андромеды.

Sofue et al. (2020) объединили существующие данные о кривой вращения Галактики, представив единую кривую вращения (рисунок 2.15) путем пересчета расстояний и скоростей, приняв в качестве галактоцентрического расстояния и орбитальной скорости Солнца значения $(R_{\odot}; V_{\odot}) = (8.0 \text{ кпк}, 238 \text{ км/с})$. Полученная кривая почти плоская, но заметны два локальных минимума или провала: на радиусах ~ 3 и ~ 9 кпк. Провал на ~ 3 кпк согласуется с наблюдаемым баром (или, альтернативно, объясняется массивным кольцом с максимумом плотности на радиусе ~ 4 кпк). Провал ~ 9 кпк четко выявляется различными индикаторами как своеобразная особенность кривой вращения Галактики. Авторы объясняют это массивным кольцом с пиком плотности на радиусе ~ 11 кпк. Это большое кольцо может быть связано с рукавом Персея. Очевидно, что выборка индикаторов, расположенных на внешних, относительно солнечной, орбитах (и считающихся неразрывно связанными с Галактикой), значительно меньше, чем выборка внутренних индикаторов. При этом разброс индивидуальных определений расстояний и лучевых скоростей скачкообразно растет за пределами солнечной орбиты (см. рисунок 2.15). Эти неопределенности в измеренных лучевых скоростях выглядят странно; весьма вероятно, что они получены в результате измерений очень широких линий H_{α} , происходящих в областях H II, что не позволяет определить лучевую скорость более точно.

Резкое увеличение разброса точек, расположенных на внешних орбитах, наблюдаемый на рисунке 2.15, является следствием использования различных методов определения расстояний и орбитальных скоростей внутри и за пределами солнечной орбиты. Для внутренних орбит обычно используется метод точек касания. Орбитальная скорость точки (точки касания) однозначно

определяется максимальной лучевой скоростью в данном направлении. В этой точке радиус-вектор наблюдаемого объекта перпендикулярен лучу зрения. Это дает прямоугольный треугольник, т. е. определены все стороны и углы треугольника, включая галактоцентрическое расстояние объекта, наблюдаемого в точке касания. Результат масштабируется до предполагаемого радиуса солнечной орбиты. Метод точек касания не может быть применен вне солнечной орбиты. Таким образом, кривая вращения для внешних орбит Галактики критически зависит от точности измерения индивидуальных расстояний и лучевых скоростей. Такие методы называются «чистыми», если они используют прямые измерения расстояний и лучевых скоростей; в противном случае применяются модели, основанные на определенных предположениях для больших выборок объектов.

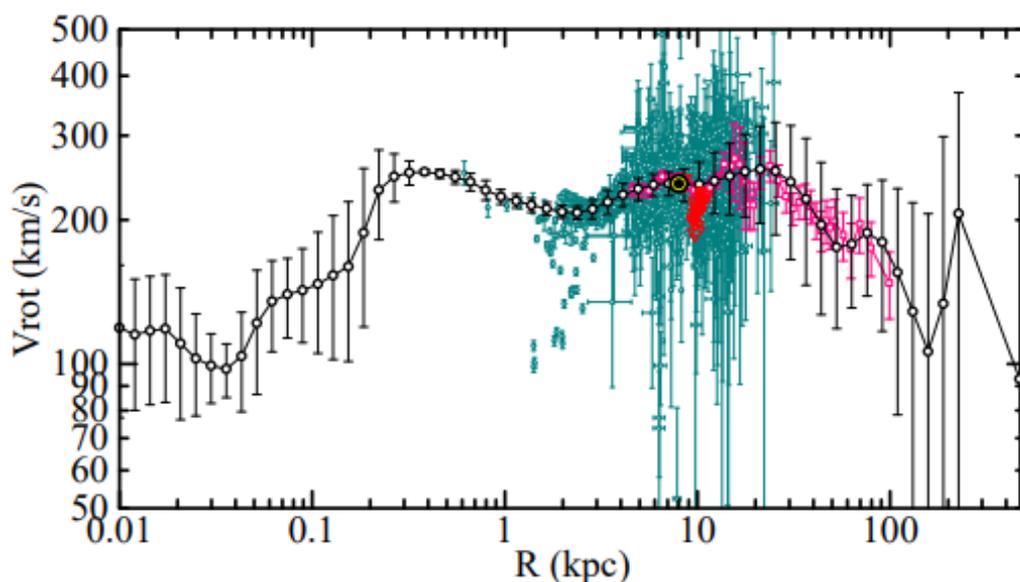


Рисунок 2.15. Логарифмическая кривая вращения Млечного Пути из компиляции Sofue, 2020 (кружки) в сравнении с данными других авторов: зеленые кружки с полосами ошибок взяты из компиляции (Pato & Iocco, 2017a, 2017b). Красные треугольники — данные из Krelowski et al. (2018a) по данным GAIA. Данные масштабированы для положения Солнца $(R_0, V_0) = (8,0 \text{ кпк}, 238 \text{ км/с})$. Розовые прямоугольники — кривая вращения по данным Huang et al. (2016)].

Полученная Sofue (2020) средняя кривая вращения является почти плоской (рисунок 2.15). Аналогичная форма наблюдается у кривых вращения других галактик. Расстояния до индикаторов, особенно для внешней части Галактики, основаны либо на угловых размерах облаков HI в галактическом диске (Merrifield, 1992), либо на спектроскопических параллаксах OB-звезд (плюс аппроксимация ZAMS). В первом случае требуется предположение о линейных размерах облаков и поэтому расстояния остаются весьма неопределенными. Во втором случае неопределенности возникают из-за нехватки OB-звезд в диапазоне измеряемых тригонометрических параллаксов, что делает калибровку M_0-V неточной. Кроме этого,

массивные OB-звезды часто являются спектрально-двойными и/или переменными. Видимая и абсолютная звездные величины, используемые в фотометрических уравнениях, должны измеряться и калиброваться в одной и той же фазе (переменности). Для ярких OB-звезд такая калибровка, т.е. для разных фаз переменности, не производилась.

Дополнительная неопределенность возникает при наличии на луче зрения т.н. «серой» экстинкции (Skórzyński et al. 2003; Krełowski et al. 2016). Таким образом, оценки расстояний, основанные как на линейных размерах облаков HI, так и на основе аппроксимации ZAMS, имеют большие ошибки, которые сами по себе трудно оценить. Наглядный пример будет показан ниже. Отметим, что бары ошибок средней кривой вращения на рисунке 2.15, в т.ч. за пределами солнечной орбиты, показаны только для орбитальных скоростей, для расстояний их нет! И так, ошибки расстояния не оценивались. Наблюдаемый разброс должен указывать не только на существенные ошибки в определении расстояний и лучевых скоростей используемых индикаторов, но и на более сложную кинематику внешнего диска. Представляется необходимым получить кривую вращения Галактики по более надежным индикаторам.

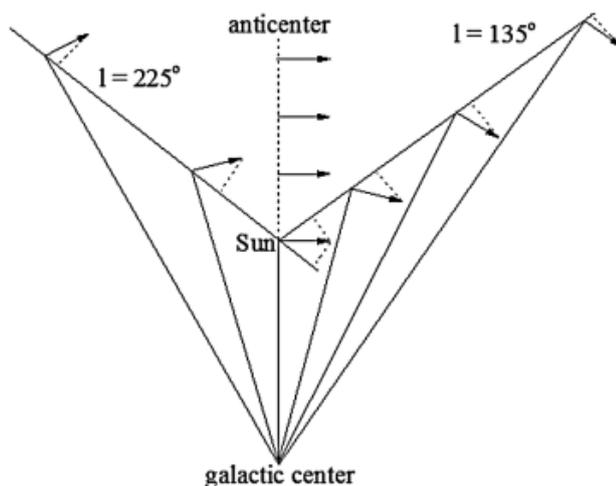


Рисунок 2.16. Схема (масштаб условный) с объяснением, почему лучевые скорости по направлению к наблюдателю должны увеличиваться с расстоянием при $l = 225^\circ$ или уменьшаться с расстоянием при $l = 135^\circ$. Также, видно, что лучевые скорости в направлении антицентра Галактики, должны быть близки к нулю, если кривая вращения плоская, а орбиты круговые.

В работе (Galazutdinov et al., 2015) мы представили новый метод оценки кривой вращения Галактики, основанный на измерениях интенсивностей и лучевых скоростей межзвездных линий Ca II в оптическом диапазоне длин волн, с использованием единственного предположения: о круговом орбитальном движении межзвездных оптически тонких облаков.

Присутствие DM внутри и/или вокруг нашей Галактики было подвергнуто сомнению, например, еще в работе Moni Bidin et al. (2012). Оценив динамическую поверхностную плотность

массы в моделях с положением Солнца между $Z = 1.5$ и 4 кпк от плоскости Галактики, авторы пришли к выводу, что локальная плотность DM , по крайней мере, на порядок ниже стандартных ожиданий. Однако *Bovy & Tremaine (2012)* использовали модель с другими предположениями (хотя и упрощенными) и пришли к выводу о соответствии наблюдений стандартной парадигме DM . Этот факт позволяет сделать важный вывод; одни и те же данные, интерпретированные с использованием разных моделей, приводят к противоречивым выводам. Нужен независимый способ построения кривой вращения Галактики.

Наши работы (*Megier et al. 2005, 2009*) продемонстрировали два важных факта. Во-первых, межзвездное пространство в тонком диске Галактики довольно равномерно заполнено оптически тонкими облаками, обнаруживаемыми линиями $Sa\ II\ H$ и K . Видимые в их профилях доплеровские компоненты, которые показывают наличие множества облаков вдоль линии обзора, можно найти также в сильных межзвездных линиях $Na\ I$ и $K\ I$. Во-вторых, лучевая концентрация $Sa\ II$ и, как показали измерения, эквивалентные ширины (EW) этих линий могут быть использованы для определения расстояний до наблюдаемых звезд. Кроме этого, по мере удаления от центра Галактики (по внешним, относительно Солнца орбитам) наблюдаемые доплеровские компоненты должны все больше и больше смещаться по длине волны вследствие эффекта Доплера. Исключением является направление на анти-центр Галактики (рисунок 2.16).

Особенно привлекательным выглядит направление галактической долготы $l = 135^\circ$ (северное небо). Как показано на рисунке 2.16, в этом направлении синее смещение доплеровских компонент растет с расстоянием. Следует ожидать, что доплеровские смещения растут с расстоянием, и поэтому доплеровские компоненты, наиболее смещенные в голубую часть спектра (в направлении $l = 135^\circ$) формируются в наиболее удаленных облаках (при условии, что луч зрения пересекает множество облаков на разных расстояниях). Важно отметить, что «размазывание» спектральной линии по доплеровским компонентам уменьшает влияние эффекта насыщения, т.е. даже при относительно больших эквивалентных ширинах такой многокомпонентной линии, глубина ее компонент не достигает критических значений.

На рисунке 2.17 видно, что в любом из межзвездных профилей можно увидеть один и тот же набор доплеровских компонент, формирующихся независимо в отдельных облаках. Вероятно, доплеровские сдвиги растут с расстоянием до облака, что позволяет оценить расстояние до отдельных облаков. Можно отметить два важных факта: отношения интенсивностей совпадающих по скорости компонент профилей, вероятно, возникающих в одной и той же среде, различны, а лучевые скорости наблюдаемых звезд могут не быть связаны ни с одним из межзвездных компонентов (облаков). Интересующие нас звезды зачастую являются членами скоплений или OB -ассоциаций; многие из них принадлежат к двойным или даже кратным системам. Такие звезды обращаются вокруг локальных центров масс, в то время как межзвездные

облака, расположенные вдали от таких центров, демонстрируют только орбитальное движение (вокруг центра Галактики), и по лучу зрения наблюдаются только радиальные компоненты орбитального движения. Видимый. Таким образом, межзвездные облака являются гораздо лучшими индикаторами компонентов лучевой скорости орбитального движения, чем звезды. В направлении $l = 135^\circ$ чем дальше находится облако, тем больше соответствующая ему компонента профиля смещена в голубую часть спектра (рисунок 2.16).

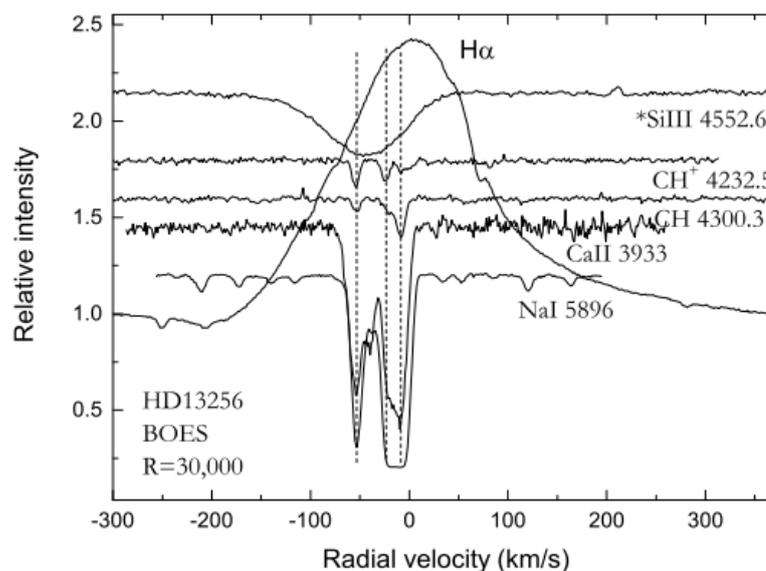


Рисунок 2.17. Компоненты профиля межзвездных линий в шкале лучевых скоростей в направлении HD13256 и профили линий водорода и дважды ионизованного кремния этой звезды.

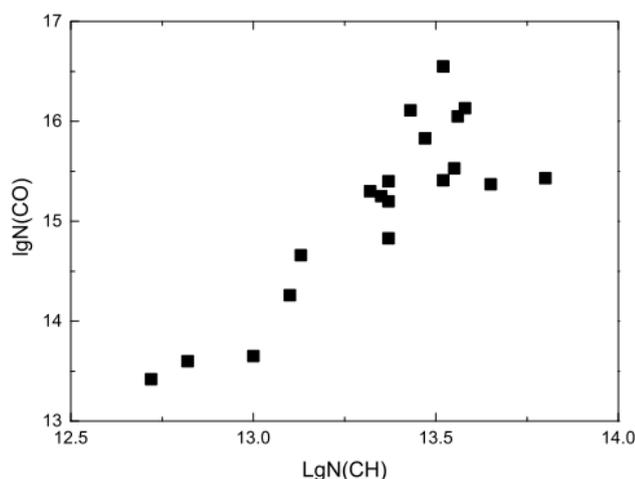


Рисунок 2.18. Позитивная корреляция между лучевыми концентрациями межзвездных молекул CH и CO.

Опубликованные кривые вращения Галактики во многих случаях основываются на лучевых скоростях радиолний молекулы CO (Clemens, 1985). Расстояния до облаков оцениваются по звездам, предположительно связанным с изучаемыми облаками.

Предполагается, что молекулярные линии возникают в реликтовых облаках, из которых недавно образовались ОВ-звезды. С другой стороны, представляется естественным, что, как минимум, некоторые межзвездные молекулы пространственно коррелированы. В таком случае можно ожидать наличие корреляции между лучевыми концентрациями таких молекул. Мы сравнили опубликованные лучевые концентрации CO с нашими оценками лучевой концентрации радикала CN для тех же объектов (см. таблицу 4 и рисунок 2.18). Рисунок 2.18 показывает позитивную корреляцию между этими молекулами. Таким образом, можно предположить, что эти молекулы пространственно коррелируют, и, соответственно, их лучевые скорости должны совпадать.

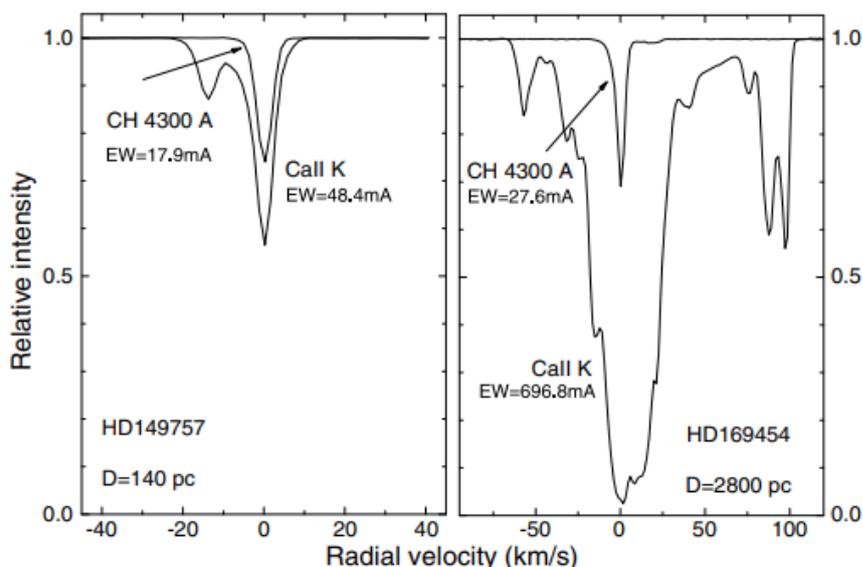


Рисунок 2.19. Пример того, интегральная интенсивность линии Ca II растет с расстоянием. Радикал CN, очевидно, присутствует в относительно небольшом количестве облаков на луче зрения, что не позволяет использовать его в качестве индикатора вращения Галактики.

На рисунке 2.17 видно, что лучевая скорость основной доплеровской компоненты линии CN 4300 Å отличается от лучевой скорости звездной линии Si III. Однако более слабые компоненты CN все еще видны в более голубой части спектра, как и линии Ca II. Эти наиболее «голубые» компоненты Ca II и CN имеют одинаковую лучевую скорость и являются радиальными компонентами орбитального движения самого удаленного облака. С другой стороны, звездная линия смещена относительно межзвездных линий. Возможно разница скоростей вызвана движением звезды вокруг центра местного скопления или ассоциации. Также очевидно, что расстояние до самого сильного компонента CN меньше, чем до звезды или самого далекого облака (самая левая компонента на рисунке 2.17). Таким образом, полупрозрачные межзвездные облака, поступательно движущиеся по своим орбитам вокруг центра Галактики, являются хорошими инструментами для изучения структуры и кинематики тонкого диска Галактики.

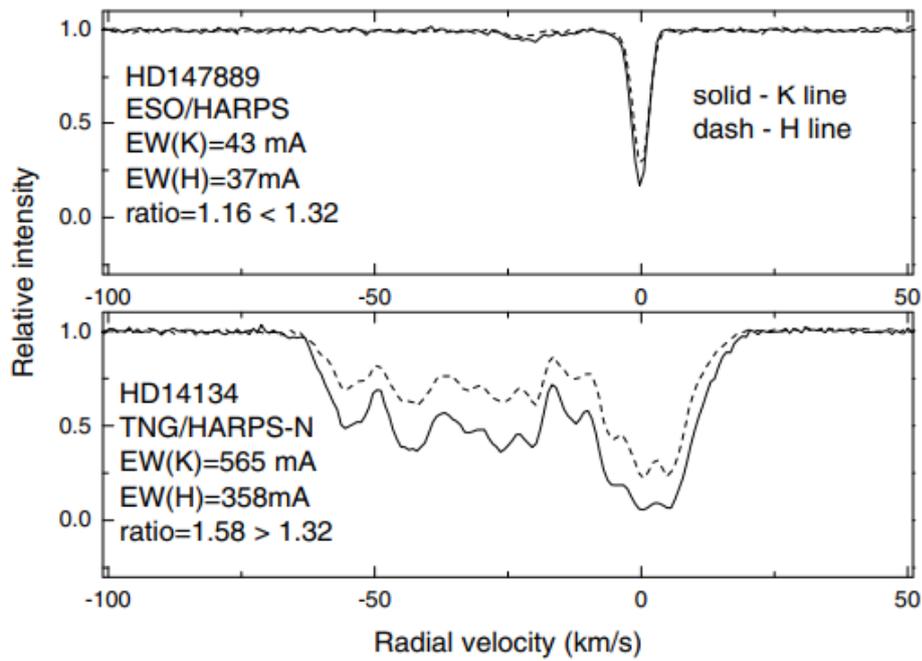


Рисунок 2.20. Пример того, что облака, видимые в компонентах профилей дублета Ca II и, наблюдаемые в направлении $l = 135^\circ$, равномерно заполняют диск Галактики: количество компонентов растет с расстоянием, каждый последующий все больше смещается в голубую сторону (нижний рисунок). Благодаря этому многие компоненты профилей *H* и *K* остаются свободными от сильного насыщения, в то время как насыщение может быть очевидным даже для близлежащих объектов (верхний рисунок.)

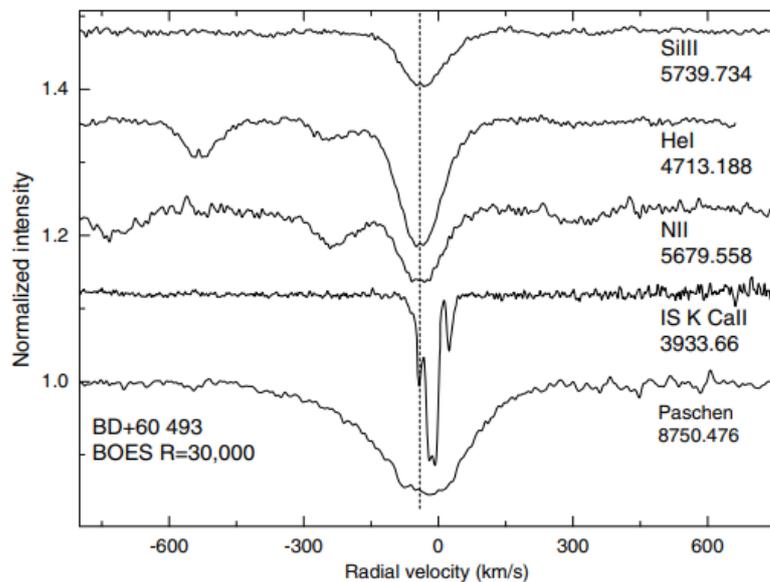


Рисунок 2.21. Профили линий звезды в направлении $l = 135^\circ$ и профиль межзвездной линии Ca II в спектре BD +60 493. Компоненты межзвездных профилей образованы облаками, расположенными между наблюдателем и звездой, т. е. звезда является самым удаленным объектом. Лучевая скорость самого дальнего облака (ближайшего к звезде), отмеченная вертикальной пунктирной линией, примерно совпадает со скоростями фотосферных линий.

Полупрозрачные межзвездные облака достаточно равномерно распределены в межзвездном пространстве, причем это касается, в первую очередь, ионизированного кальция. Линии дублета натрия D обычно полностью насыщены, что делает их бесполезными, а линии К I или Ti II во многих случаях слишком слабы, чтобы выявить все компоненты; это касается и молекулярных линий (рисунок 2.19). Как видно на рисунках 2.17 и 2.19, хотя молекулярные линии с большой вероятностью образуются во всех полупрозрачных облаках, но многие их компоненты очень слабы и поэтому находятся ниже предела обнаружения. Принято считать, что OB-звезды пространственно связаны с молекулярными облаками, из которых они недавно образовались; однако такие реликтовые облака не обязательно расположены на луче зрения. Если лучевая скорость реликтового облака сильно отличается от лучевой скорости звезды, то, вероятно, их разделяет значительное расстояние (рисунок 2.17). В отличие от молекул, компоненты Ca II возникают во многих (всех?) отдельных облаках, обеспечивая хорошую корреляцию между расстоянием и интегральной интенсивностью.

Основная цель настоящего исследования — определить и проанализировать кривую вращения внешней части газового диска Галактики на расстоянии нескольких (до 3–4) килопарсеков за пределами солнечной орбиты, где плоский или кеплеровский характер кривой вращения должен быть четко различим. Как было указано выше, эта часть опубликованных кривых вращения Галактики имеет большие неопределенности из-за недостаточной статистики наблюдаемых индикаторов и большого разброса, наблюдаемого в отдельных измерениях расстояний и лучевых скоростей.

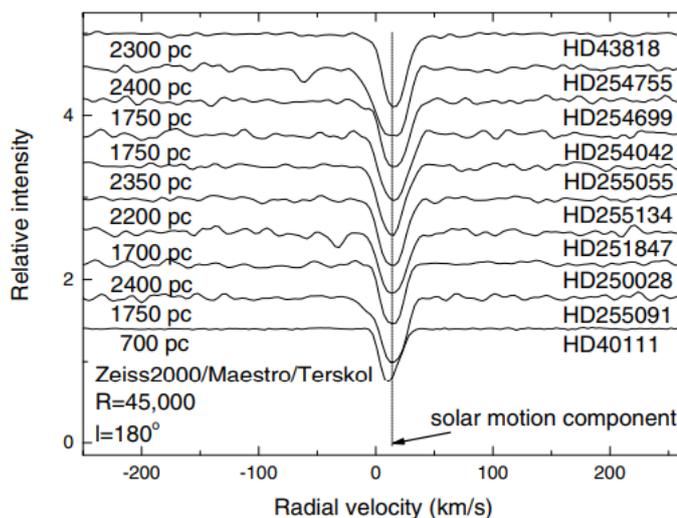


Рисунок 2.22. Линии Ca II в направлении антицентра Галактики. Очевидного доплеровского расщепления нет. Пунктирная вертикальная линия представляет радиальную составляющую движения Солнца относительно LSR. Таким образом, орбиты облаков Ca II являются близкими к круговым!

Отметим, что все опубликованные кривые вращения Галактики показывают отчетливый провал в этой области, причем пространственная локализация этого провала составляет примерно 1–2 кпк за пределами радиуса, где наблюдаемая плотность видимого диска начинает уменьшаться (падать) наружу, что может свидетельствовать о том, что он указывает на границу галактического диска.

Для построения кривой вращения в указанной области мы предлагаем использовать облака межзвездного газа, выявленные по спектральным линиям Ca II. Этот выбор обусловлен как минимум двумя причинами:

1. Нами показано (Megier et al. 2005, 2009), что эквивалентные ширины межзвездных линий Ca II, наблюдаемые в тонком галактическом диске, хорошо коррелируют с расстоянием.

2. Относительно низкий эффект насыщения даже очень сильных (в смысле эквивалентной ширины) линий Ca II, видимых в ближнем УФ, указывает на то, что пространство в диске Галактики относительно равномерно заполнено оптически тонкими облаками, которые все больше и больше смещаются по длине волны вследствие эффекта Доплера — вероятно, из-за дифференциального вращения Галактики (см. рисунок 2.20).

Эти две причины делают облака Ca II лучшими индикаторами структуры тонкого диска. Эти облака участвуют в дифференциальном вращении Галактики. В зависимости от выбранного направления, если они движутся по круговым орбитам, лучевые скорости все более удаленных облаков должны быть все более смещены в синюю или красную сторону (рисунки 2.16 и 2.20).

Таким образом, наиболее смещенные доплеровские компоненты H и K должны измерять лучевую скорость самого далекого облака. Эта скорость должна быть близка к скорости звезды «подсветки», самого дальнего объекта на луче зрения (рисунки 2.21). Суммарная лучевая концентрация должна соответствовать расстоянию до наблюдаемой звезды, точнее, до самого дальнего облака Ca II на луче зрения (рисунок 2.21). Формула 2.1, полученная Megier et al. (2009) позволяет использовать эквивалентные ширины вместо лучевой концентрации (что упрощает измерения) при условии, что отношение эквивалентных ширин линий K и H больше, чем 1.32 ($EW(K)/EW(H) > 1.32$), это гарантирует отсутствие сильных эффектов насыщения. Каждую пару измерений: расстояние (по эквивалентной ширине Ca II) и лучевую скорость (по профилям линий Ca II) можно выполнить на основе одного и того же спектра. Это сильно сокращает количество наблюдений, необходимых для построения кривой вращения, и устраняет неоднозначность, возникающую из-за неизвестных компонент скорости в звездных спектрах.

Подчеркнем, что звездные линии, наблюдаемые в спектрах горячих OB-звезд, имеют значительную ширину, что затрудняет разрешение отдельных доплеровских компонент. С другой стороны, наш метод позволяет четко выбирать определенные доплеровские компоненты

линий Ca II для измерения лучевой скорости наиболее удаленных облаков на луче зрения. Как было показано Megier et al. (2009), Ca II-метод демонстрирует хорошее согласие с расстояниями ОВ-ассоциаций, т.е. уравнение 2.1 дает разумные оценки расстояний в плоскости Галактики на удалении до ~ 3 кпк от Солнца. В данном исследовании мы немного превышаем это значение, хотя большинство наших звезд находятся ближе 3 кпк. Хорошее соответствие расстояний Ca II и расстояний, основанных на ОВ-ассоциациях (Megier et al. 2009), не является единственным доказательством правильности расстояний Ca II.

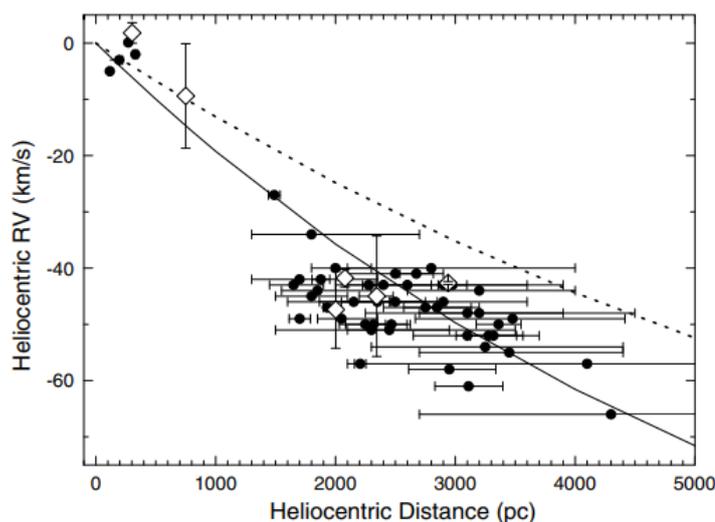


Рисунок 2.23. Кривая лучевых скоростей для направления $l = 135^\circ$. Показаны модельные кривые «плоского» вращения (пунктирная линия) и Кеплеровского (сплошная линия). Черные кружки это наблюдаемые нами объекты (облака Ca II), а светлые ромбы — это рассеянные скопления по литературным данным.

Рисунок 2.20 показывает, что облака Ca II распределены достаточно равномерно, по крайней мере, в направлении $l = 135^\circ$. Расстояние до HD 14134 составляет ~ 2.2 кпк по данным Ca II, так и согласно спектральному параллаксу и, ~ 2.3 кпк по данным GAIA.

Насколько обосновано наше предположение о том, что облака Ca II вращаются по круговым орбитам? Поперечное сечение облаков на много порядков выше поперечного сечения звезд, следовательно, орбиты облаков быстро термализуются и приобретают круговую форму. Наблюдательные данные подтверждают это предположение. Звезды, наблюдаемые в направлении анти-центра Галактики, перечислены в таблице 5. На рисунке 2.22 показаны профили и лучевые скорости линии K ионизованного кальция, видимые в спектрах этих звезд. Как видно на рисунке, предположение о круговых орбитах облаков Ca II подтверждается наблюдениями – лучевые скорости линии Ca II K относительно Локального стандарта покоя близки к значению 30 км/с – скорость орбитального движения Земли.

Скорость движения Солнечной системы относительно Локального стандарта покоя (LSR), определена по молодым звездам O–B5 и сверхгигантам B8–A0 в диапазоне расстояний 0,2–3,0 кпк с использованием шкалы расстояний Каталога Skymap (Zhu, 2006), равна $V_s = 20.1 \pm 0.4 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Движение происходит в направлении галактических координат $l_{\odot} = 51.2 \pm 1.2^\circ$ и $b_{\odot} = +22.9 \pm 1.1^\circ$. При использовании шкалы расстояний Hipparcos получаются следующие данные: $V_s = 16.9 \pm 0.4 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ $l_{\odot} = 47.2 \pm 1.3^\circ$ и $b_{\odot} = +22.9 \pm 1.2^\circ$ (Zhu, 2006). Ранее Miyamoto & Zhu (1998) получили немного отличающиеся данные: $V_s = 19.1 \pm 0.5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ $l_{\odot} = 49.2 \pm 1.6^\circ$ и $b_{\odot} = +21.9 \pm 1.2^\circ$. Для нашего исследования мы использовали среднее значение $V_s = 18.5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ $l_{\odot} = 49.2^\circ$ и $b_{\odot} = +22.9^\circ$. Движение Солнца относительно LSR почти перпендикулярно направлению $l = 135^\circ$, т. е. собственное движение Солнца почти не влияет на измеренные нами лучевые скорости (в направлении $l = 135^\circ$). Поэтому лучевая скорость для близких объектов при $l = 135^\circ$ (см. рисунок 2.23) близка к нулю.

Отметим, что наша оценка скорости движения Солнца, полученная по лучевым скоростям облаков Са II в направлении $l = 180^\circ$, близка к 12 км/с (рисунок 2.22), что согласуется с данными Vovv et al. (2012) и согласуется с нашим предположением о круговой форме орбит межзвездных облаков.

Предполагая круговые орбиты облаков в газовом диске Галактики (см. рисунок 2.16); лучевые скорости V_{rad} по направлению к наблюдателю объектов, расположенных вблизи плоскости Галактики, могут быть преобразованы в скорость кругового вращения путем инверсии следующего уравнения:

$$V_{\text{rad}} = (\omega_{\odot} - \omega)R_{\odot} \sin l \cos b \quad (2.2)$$

где ω_{\odot} – угловая скорость на орбите Солнца, т.е. (V_{\odot}/R_{\odot}) , ω – угловая скорость объекта на произвольной орбите, т.е. (V_{rot}/R^*) , V_{\odot} и V_{rot} линейная скорость Солнца и объекта на орбите, l и b – галактическая долгота и широта соответственно. Галактоцентрическое расстояние объекта R^* определяется из уравнения:

$$R^* = \sqrt{R_{\odot}^2 + (d \cos b)^2 - 2 R_{\odot} d \cos b \cos l} \quad (2.3)$$

где d – расстояние между объектом и Солнцем оцениваемое по интенсивности линий H и K ионизованного кальция (уравнение 2.1). Уравнения 2.2 и 2.3 позволяют построить кривую вращения в форме ω от R или V_{rot} от R^* . В нашем случае удобнее моделировать форму кривой вращения непосредственно в виде V_{rad} от d . Это позволяет сравнивать модель и измерения напрямую. Для получения кривых, показанных на рисунке 2.23, необходимо преобразовать лучевые скорости в орбитальные, используя приведенные выше формулы и приняв определенные значения для R_{\odot} и V_{\odot} которые известны с точностью не выше 25%. Наиболее перспективным для объектов северного неба является направление $l = 135^\circ$, где изменения

орбитальной скорости в зависимости от расстояния от центра Галактики должны быть видны наиболее контрастно. Приняв $R_{\odot} = 8.0$ кпк и $V_{\odot} = 210$ км/с, мы использовали приведенные выше уравнения, чтобы построить зависимости V_r от d для «плоских» и Кеплеровских кривых вращения для галактической долготы $l = 135^{\circ}$.

Мы измерили как расстояния, так и лучевые скорости по линиям Ca II H и K для выборки объектов на $l \sim 135^{\circ}$ (таблица 6). В каждом случае для построения кривой вращения Галактики мы использовали лучевую скорость доплеровского компонента, наиболее смещенного в голубую часть спектра (рисунок 2.20). Точность определения лучевой скорости в среднем не хуже 1.3 км/с (для спектров с $R = 30000$). Точность определения расстояний, очевидно, ниже; однако, они более надежны, чем полученные с использованием спектроскопического параллакса. Последний подвержен многочисленным неопределенностям, связанным с: неточным определением спектрального класса; возможной переменностью блеска звезды (в таком случае, необходимо знать фазу переменности, что требует длинного ряда наблюдений); ошибкой в определении степени межзвездного покраснения.

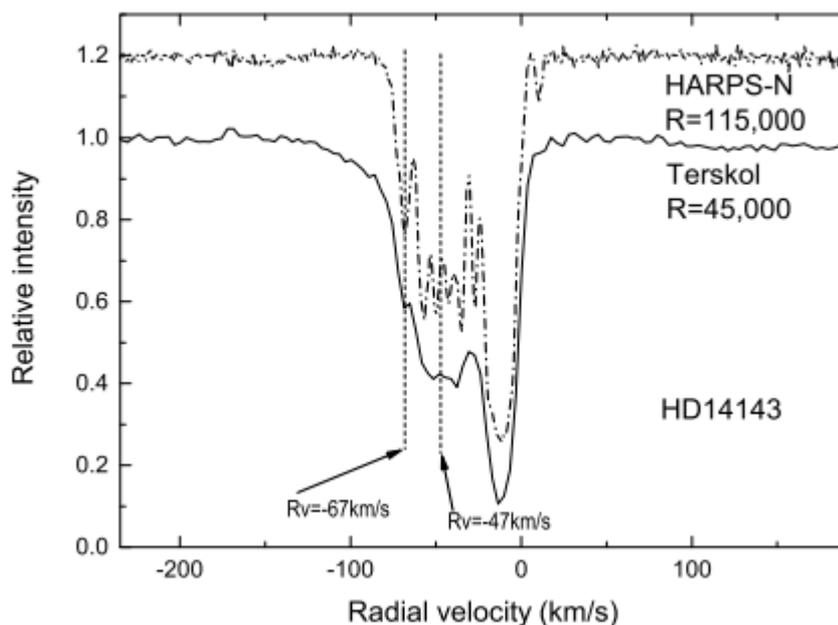


Рисунок 2.24. Увеличение спектрального разрешения позволяет выявить компоненту с наибольшим синим смещением — это приводит к увеличению расхождения между наблюдениями и «плоской» кривой вращения (см. рисунок 2.23). Показаны спектры одного из объектов в направлении $l=135^{\circ}$.

Для сравнения «нашей» кривой вращения тонкого диска Галактики, полученной описанным выше способом, с кривыми вращениями, основанными на других методах, мы ограничили выбор индикаторов рассеянными скоплениями, которые являются достаточно массивными и, следовательно, менее подверженными сильным гравитационным возмущениям.

Более того, открытые скопления звезд слишком молоды, чтобы испытывать возмущения от недавних слияний. Подчеркнем, что наши наблюдения и анализ ограничены тонким диском Галактики.

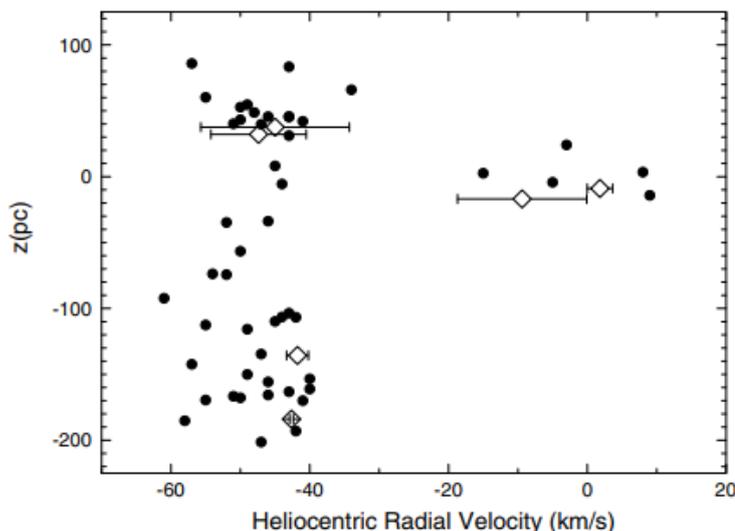


Рисунок 2.25. Распределение лучевых скоростей объектов в направлении $l = 135^\circ$. Показано отсутствие систематического эффекта, связанного с влиянием расстоянием от плоскости Галактики.

Результаты наших измерений собраны в таблицах 5 и 7. Наблюдаемые нами объекты показаны на рисунке 2.23 черными кружками. На этом рисунке также показаны две модельные кривые вращения Галактики: плоская и кеплеровская. Достаточно большой разброс, показанный на рисунке, отчасти является следствием недостаточно высокого спектрального разрешения — недостаточного, чтобы выявить все доплеровские компоненты. И спектральное разрешение, и отношение сигнал/шум ограничивают точность оценок расстояния. На рисунке 2.23 также показаны семь (белые ромбы) рассеянных скоплений (данные из литературы, см. таблицу 6), наблюдаемых в направлении $l = 135^\circ$. Мы выбрали только те скопления, лучевые скорости которых были определены не менее чем по четырем объектам. К сожалению, для подавляющего большинства известных скоплений лучевые скорости измерены лишь для 3 и менее звезд.

Как видно на рисунке 2.23, положения далеких скоплений совпадают с положениями облаков Са II в пределах ошибок измерений. Однако, во многих случаях расстояния до рассеянных скоплений определены неточно. Согласно Subramaniam & Bhatt (2007), расстояния, например, до NGC 7245 варьируются от 1925 до 2800 пк, а до IC166 - от 3300 до 4800 пк. Столь высокий разброс значений вносит высокую неопределенность в кривую вращения. Отметим, что подобные скопления в нашем анализе не использовались. Подчеркнем, что наш метод определения расстояний с использованием межзвездных линий Са II более точен и дает более однородные результаты. Главный источник ошибок оценки лучевой скорости межзвездных

облаков связан с относительно низким разрешением некоторых спектров нашей выборки. Например, первичная оценка лучевой скорости наиболее сине-смещенного облака в направлении HD2905 составила 15 км/с. Профили сверхвысокого разрешения Ca II, опубликованные Welty, Hobbs & Morton (2003) наглядно демонстрируют наличие доплеровской компоненты на 27 км/с, которое и было окончательно принято в нашей работе. Пример того, что более высокая разрешающая способность выявляет больше синего компонента в направлении $l = 135^\circ$, показан на рисунке 2.24. Очевидно, что увеличение спектрального разрешения повлияет на наши результаты, показанные на рисунке 2.23, таким образом, что все пункты сместятся еще больше вниз, удаляясь от кривой «плоской» модели.

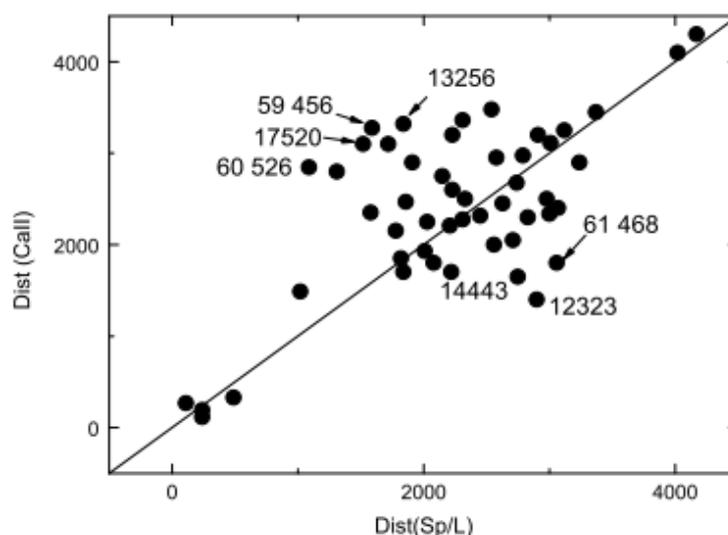


Рисунок 2.26. Сравнение расстояний, полученных методом спектрального параллакса и Ca II-методом.

Наша выборка объектов в направлении $l = 180^\circ$ (рисунок 2.22) невелика. Тем не менее, хорошо видно, что разброс лучевых скоростей в этом направлении очень мал. Все наблюдаемые лучевые скорости почти совпадают со скоростью движения Солнца относительно LSR (local standard of rest – Bovy et al. 2012), что является доказательством нашего предположения о круговых галактических орбитах.

Важно отметить отсутствие систематического тренда лучевых скоростей при изменении галактической широты облака (рисунок 2.25), т.е. тонкий диск вращается без наблюдаемого градиента скоростей по широте. Интересно сравнить наши оценки расстояний с спектроскопическими. Используя данные таблиц 7 и 8, мы сравнили расстояния, полученные Ca II – методом и методом спектрального параллакса (рисунок 2.26). На рисунке видно, что корреляция есть, но есть объекты, у которых расстояния сильно отличаются. Как правило, причиной таких различий является ошибка спектральной классификации. Например, HD13256 классифицируется как B1a. Мы сравнили спектр звезды со спектром стандарта B1a —

HD148688 (Walborn & Fitzpatrick, 1990). На рисунке 2.27 видно, что HD13256 относится к более позднему спектральному классу (нет линии He II) и, возможно, имеет более высокую светимость т.к. линия H I более узкая. В таком случае, если классифицировать звезду HD13256 как Ia-0, то расстояние по спектральному параллаксу увеличивается и согласуется с расстоянием, полученным Ca II - методом. Очевидно, разброс, наблюдаемый на рисунке 2.26, может быть существенно уменьшен путем коррекции Sp/L – опубликованные значения Sp/L, во многих случаях нуждаются в уточнении. Для этого необходимы дополнительные спектральные наблюдения, часто с учетом возможной переменности.

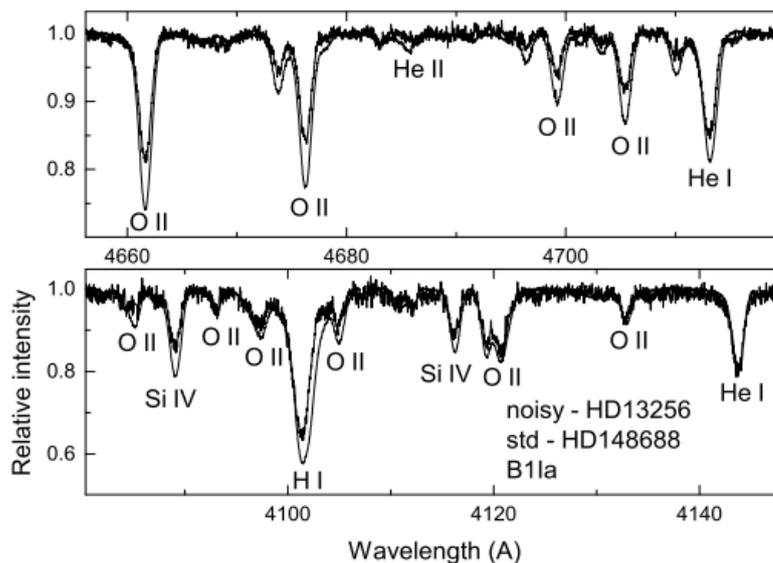


Рисунок 2.27. — Сравнение спектров HD13256 (спектр с более низким S/N) и HD148688 (стандарт B1Ia).

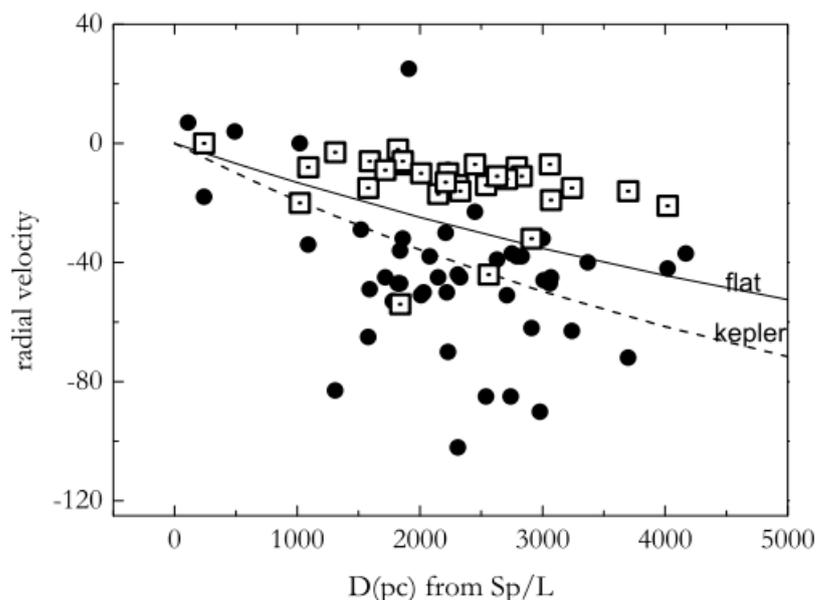


Рисунок 2.28. — Кривые вращения по лучевым скоростям звездных линий (закрашенные кружки) и по линиям межзвездной молекулы CH (квадраты).

На рисунке 2.28 мы сравнили кривые вращения, полученные на основе измерений расстояния по спектроскопическому параллаксу и измерениях лучевых скоростей, как для звездных линий, так и для линий межзвездной молекулы CN, хорошо коррелирующей с молекулой CO. Результат получился ожидаемый: разброс намного выше, чем на рисунке 2.23. Причиной этого являются уже обсуждавшиеся факты: многие OB-звезды являются членами кратных систем или скоплений, и, следовательно, их лучевые скорости представляют собой сумму орбитальной (вокруг центра Галактики) и локальной (вокруг центра масс скопления) компонент. Тем не менее, облако значений лучевых скоростей звездных линий все же концентрируется ближе к Кеплеровской модели, чем к плоской (рисунок 2.28) хотя с гораздо более высоким разбросом, чем на рисунке 2.23. Это еще раз показывает, что линии Ca II более точный инструмент для построения кривой вращения.

Квадраты на рисунке 2.28 соответствуют лучевой скорости межзвездной линии CN 4300.3 Å. Как показано на рисунке 2.19, наблюдаемые компоненты профиля CN обычно формируются в межзвездных облаках, расположенных гораздо ближе, чем наблюдаемые звезды. Связывать их лучевые скорости со звездными расстояниями явно неправильно. Лучевые скорости CN должны представлять собой наиболее сине-смещенные компоненты профиля; однако для обнаружения таких слабых структур требуется чрезвычайно высокое отношение S/N — в большинстве случаев они оказываются ниже уровня обнаружения. Т.е. на рисунках 2.19 и 2.28 объясняется одна из возможных причин наблюдения т.н. плоских кривых вращения.

Кеплеровский характер орбит межзвездных облаков Галактики подтверждается в т.ч. независимыми исследованиями других авторов. В частности, Gnaciński & Młynik (2017) проверили влияние эллиптической формы орбит (вместо круговых) и пришли к следующим выводам:

1. Кривая вращения, полученная по наблюдениям старых рассеянных скоплений подтверждает кеплеровую кривую вращения нашей Галактики.
2. Моделирование с предположением об эллиптических орбитах звезд дает такой широкий разброс наблюдаемых лучевых скоростей, что в это облако точек можно «вписать» как плоскую, так и кеплеровскую кривую вращения (см рисунок 2b в Gnaciński & Młynik (2017)).

Позже Krelowski et al. (2018a) выполнили исследование, аналогичное представленному в данной главе, но с использованием более новых тригонометрических параллаксов GAIA. Результат не изменился – орбиты межзвездных облаков Ca II ближе к кеплеровским, чем к «плоским».

2.3. Метастабильный гелий в межзвездной среде

Время жизни метастабильного гелия в состоянии 2^3S с электронной конфигурацией ($1s2s$) (на 19.75 эВ выше основного состояния гелия 1^1S_0) составляет около двух часов (Drake 1971; Hodgman et al. 2009). Такое экстремально долгое время жизни возникает из-за того, что переход в основное состояние с излучением двух фотонов запрещен квантовомеханическими правилами отбора. Переход нейтрального гелия в метастабильное состояние происходит в условиях низкой плотности (облаках HI межзвездной среды) вследствие возбуждения атомов гелия ударами энергичных частиц. Возможность обнаружения линий поглощения межзвездного гелия, возникающих в метастабильном состоянии 2^3S , обсуждалась более полувека назад, см., например, Struve et al. (1936). Тогда же было получено подтверждение существования линии 3889 Å в спектрах звезд туманности Ориона, но без оценок интенсивности (Wilson, 1937). Первую количественную оценку обилия метастабильного гелия сделал Scherb (1968). Согласно его оценкам, эквивалентная ширина самой сильной линии 2^3S на 10830 Å на единицу длины межзвездного расстояния должна составлять около 1.6×10^{-4} Å/пк если принять значение плотности нейтрального гелия $n(2^3S)$ как 10^{-9} см⁻³. Rees et al. (1968), используя уточненные данные о скорости релаксации с испусканием двух фотонов, согласно которым время жизни метастабильного уровня выросло в 25 раз относительно оценки Scherb (1968), пришли к выводу, что линии метастабильного гелия должны быть сильнее. Однако, в своем исследовании межзвездного спектра в направлении ζ Змееносца Herbig (1968) не сумел обнаружить метастабильный гелий, что означает, что эквивалентная ширина линии He I* 3889 Å в этом направлении не превышает 5 мÅ.

Расчеты Scherb (1968) и Rees et al. (1968) исходили из предположения, что доминирующим процессом опустошения метастабильного уровня является двухфотонная эмиссия. Однако в более поздних исследованиях (например, Nata & Grant, 1981) сообщалось о гораздо более быстром процессе (т.е. однофотонной эмиссии), который сокращает время жизни метастабильного уровня до $A^{-1} = 2.5$ часа. В таком случае, и Scherb (1968) и, тем более Rees et al. (1968) сильно переоценили содержание метастабильного гелия. После этого поиски метастабильных абсорбционных линий межзвездного гелия прекратились на некоторое время. Indriolo et al. (2009) вернулись к этой проблеме с целью использовать метастабильный гелий в качестве индикатора скорости ионизации космических лучей. Однако недостаточно высокое соотношение сигнал/шум спектральных данных и, возможно, неудачный выбор объектов не позволили им обнаружить даже самую сильную линию метастабильного гелия на 10830 Å.

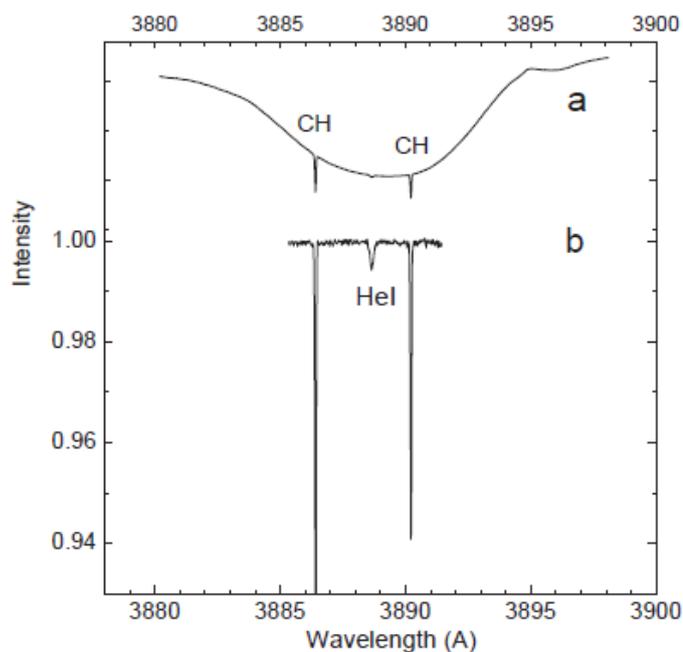


Рисунок 2.29. Широкий профиль звездной линии водорода в спектре ζ Oph и узкие межзвездные линии «до» (a) и «после» (b) нормализации на профиль звездной линии.

В 2012 году нам удалось обнаружить и с хорошей точностью измерить эквивалентную ширину метастабильной линии He I* 3889 Å спектре ζ Oph (Galazutdinov & Krelowski, 2012). Межзвездная среда в направлении ζ Oph изучена достаточно детально. Благодаря высокой яркости ($V=2.6$ зв. вел.) и очень высокой скорости вращения звезды ($v \times \sin i = \sim 400$ км/с¹), ее спектр очень удобен для изучения межзвездных линий даже несмотря на небольшое покраснение $E(B-V)=0.32$ (т.е. количество поглощающего вещества невелико). По данным Savage et al. (1977), лучевая концентрация нейтрального водорода в направлении звезды составляет $N(\text{H I})=5.2 \times 10^{20}$ см⁻² и молекулярного $N(\text{H}_2)=4.5 \times 10^{20}$ см⁻², что дает общую лучевую концентрацию водорода $N(\text{H})=1.42 \times 10^{21}$ см⁻². Содержание гелия в атмосфере ζ Oph почти вдвое превышает солнечное: $(\epsilon(\text{He}) = N(\text{He})/(N(\text{He})+N(\text{H})) = 0.16$, Herrero et al. (1992). Неясно, влияет ли повышенное содержание гелия на близлежащее межзвездное облако: согласно Frisch (1981), Frisch & York (1984) облако находится всего в 20 пк от звезды. Поэтому рассмотрим оба варианта.

Солнечное относительное содержание гелия по отношению к водороду, $N(\text{He})/N(\text{H})$, составляет 0.097 (Anders & Grevesse 1989), тогда если данные Savage et al. (1977) верны, лучевая концентрация гелия может составлять 1.378×10^{20} см⁻² или 2.756×10^{20} см⁻² (если содержание гелия повышено). Если принять размер облака 10 пк, это соответствует 4 или 8 атомов гелия в кубическом сантиметре облака.

Спектр высокого разрешения ($R=75000$) был получен на спектрографе UVES. Для достижения очень высокого соотношения сигнал/шум ($S/N \sim 3500$) мы усреднили 150 спектров

звезды. Учет неоднородности чувствительности пикселей ПЗС матрицы был выполнен посредством деления спектральных изображений звезды на среднее из 270 спектральных изображений плоского поля. На рисунке 2.29 хорошо видна запрещенная линия He I* 3889 Å. Эквивалентная ширина линии составляет всего 1.0 ± 0.07 мÅ что соответствует лучевой концентрации $1.158(\pm 0.081) \times 10^{11}$ см⁻² при силе осциллятора $f=0.0645$ в предположении отсутствия эффектов насыщения. Таким образом, относительная заселенность метастабильного гелия и скорость ионизации в сотни раз выше (~500 или ~250 раз в зависимости от содержания нейтрального гелия), чем ожидали Indriolo et al. (2009) – см. таблицу 1.

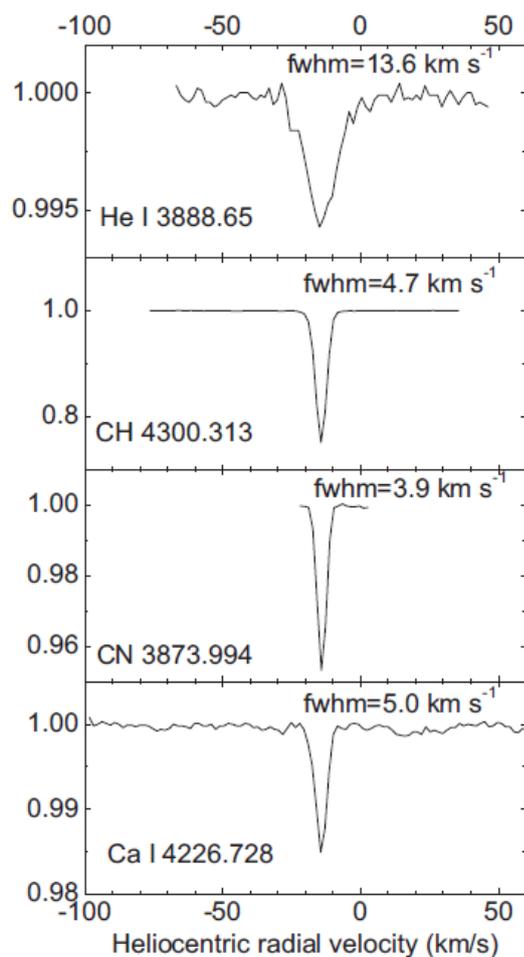


Рисунок 2.30. Сравнение профилей межзвездных линий в спектре ζ Ori: видно, что линия He I* 3889 наиболее широкая.

Линия метастабильного гелия, показанная на рисунке 2.30, в ~3 раза шире других межзвездных линий. По одному примеру трудно сказать, что является источником этого уширения. Отметим, что линия He I* 3889 представляет собой триплет сверхтонкой структуры. Лабораторные длины волн двух более сильных линий мультиплета ($J = 1-1$, $J = 1-2$) почти идентичны, а значительно более слабый третий член мультиплета ($J = 1-0$) находится всего на 3.1

км/с левее. Спектральное разрешение $R = 75000$ недостаточно для разделения столь близко расположенных компонент (рисунок 2.30).

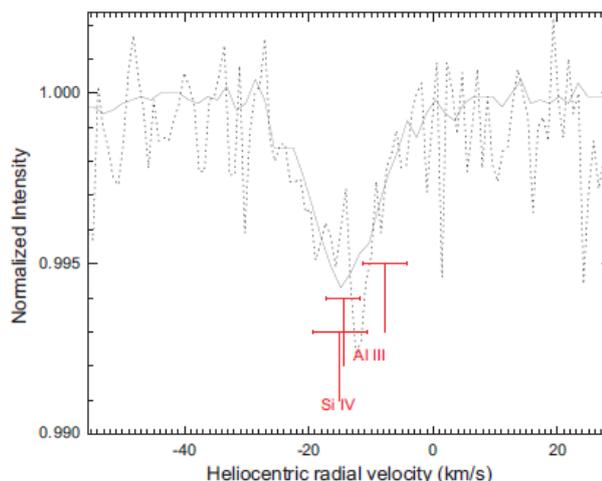


Рисунок 2.31. Сравнение профилей линии $\text{He I}^* 3889 \text{ \AA}$ полученных на спектрографах UVES (серая линия) и HARSP (прерывистая серая линия) с соотношением сигнал/шум ~ 3800 и ~ 600 соответственно. Красными линиями показаны положение и FWHM ультрафиолетовых линий Al III и Si IV , принадлежащих расширяющейся области H II , окружающей звезду (Sembach, Savage & Jenkins, 1994).

Спектр ζOrh с существенно более низким отношением сигнал/шум ($S/N \sim 600$), но с более высоким разрешением ($R=120000$), был получен в марте 2006 г. с помощью спектрографа HARPS на 3.6-м телескопе обсерватории La Silla.

В спектре более высокого разрешения линия $\text{He I}^* 3889 \text{ \AA}$ показывает аналогичную ширину ($\sim 14 \text{ км/с}$), т.е. инструментальное уширение в спектре UVES незначительное. Таким образом, уширение линии $\text{He I}^* 3889$ относительно других межзвездных линий, вероятно, вызвано более высокой дисперсией скоростей атомов гелия, т.е. гелий занимает больший объем, чем носители других межзвездных линий. Остается вероятность того, что совпадение лучевых скоростей метастабильного He I^* и другими межзвездными линиями (рисунок 2.30) случайно, т.е. линия формируется в объеме, не имеющем ничего общего с нейтральным облаком H II .

Сообщений об открытии узкой линии поглощения метастабильного $\text{He I}^* 3889 \text{ \AA}$ в спектрах очень горячих звезд немного: например, о таком обнаружении в спектрах звезд в туманности Ориона сообщил Wilson (1937). Он обнаружил, что лучевая скорость линий гелия не совпадает как с лучевой скоростью звездных, межзвездных линий, так и со средней лучевой скоростью туманности Ориона. Evans et al. (2005) обнаружили He I^* в спектрах некоторых молодых звезд рассеянного скопления NGC6611. В отличие от ζOrh , во всех этих объектах линия He I^* довольно сильна (эквивалентная ширина достигает десятков m\AA) и всегда смещена в синюю часть спектра относительно «настоящих» межзвездных линий, таких как $\text{CH } 4300$. Эти факты

подтверждают гипотезу о том, линий He I* скорее всего, формируются на краю зоны He II, в области ударной волны. Еще одним, но косвенным свидетельством этого является обнаруженная нами высокая скорость ионизации He I* в направлении ζ Orh.

Как показано в таблице 9, лучевые скорости области He II вокруг облака ζ Orh и III (с носителями изученных линий) практически одинаковы. Действительно, Sembach et al. (1994) обнаружили в ультрафиолетовых внеатмосферных спектрах узкие межзвездные линии Al III и Si IV, образующиеся в расширяющейся газовой оболочке III вокруг звезды ζ Orh (рисунок 2.31). Ширина и положение этих линий практически идентичны линиям, образующимся в облаке III. Таким образом, в случае ζ Orh трудно сделать какой-либо однозначный вывод о локализации He I*.

2.4. Расстояние до скопления Плеяды и его структура.

Девять самых ярких звезд Плеяд названы в честь «Семи сестер» греческой мифологии: Астеропа, Меропа, Электра, Майя, Тайгета, Келено и Альциона, а также их родители Атлас и Плейона. По общепринятому астрономическому мнению, эта компактная группа ярких звезд в северном полушарии образует «образцовое» рассеянное скопление. Это одно из ближайших к Земле скоплений, которое считается молодым и богатым звездами. Таким образом, это краеугольный камень для понимания физических свойств и эволюции молодых звезд. Более того, легкость, с которой можно определить спектральные классы и фотометрические величины членов этого скопления, делает его важным спектрофотометрическим стандартом для построения шкал космических расстояний.

Роль этого скопления в столь многих астрономических задачах стимулировала множество попыток определить расстояние до этой группы. В среднем расстояние до скопления оценивается чуть больше 100 пк что слишком много для наземных параллаксов. Первые достаточно точные оценки расстояний были получены путем аппроксимации главной последовательности, то есть сравнение главной последовательности Плеяд с последовательностью, построенной из близлежащих звезд с известными тригонометрическими параллаксами (после поправки на разницу в эволюции и металличности сравниваемых групп). Полученный модуль расстояния аппроксимации главной последовательности составил 5.60 ± 0.04 звездных величин (Pinsonneault et al. 1998).

Миссия Hipparcos, запущенная в 1994 году, измерила точные положения, собственные движения и параллаксы почти всех звезд ярче девятой звездной величины ($V > 9$). Однако результат, полученный Hipparcos для Плеяд, оказался неожиданным: звезды в Плеядах примерно на 0.25 звездной величины тусклее, чем такие же звезды в окрестностях Солнца. Это большое

расхождение побудило тщательно пересмотреть исходные параметры звездных моделей, а также изучить потенциальные ошибки данных Hipparcos. В результате измерения Hipparcos были признаны спорными несмотря на то, параллаксы Hipparcos в отличие от физических звездных моделей свободны от исходных параметров и, объединяют измерения расстояний для более чем 50 членов скопления, что дает среднее расстояние с ошибкой всего около 1%.

Разногласия, возникшие после получения данных Hipparcos, стали причиной множества попыток определить параллакс или модуль расстояния до Плеяд. Результаты определения модуля расстояния, выполненные через 20 лет после миссии Hipparcos, приведены в таблице 3 статьи van Leeuwen (2009). Если взять только результаты, опубликованные после публикации данных Hipparcos в 1997 году, средневзвешенное значение и стандартное отклонение приводят к значениям 5.63 и 0.58 соответственно, что существенно превышает модуль расстояния, основанный на данных Hipparcos. Это послужило основной причиной более детального анализа измерений Hipparcos. Новый анализ данных Hipparcos было выполнено van Leeuwen (2007) где был оценен параллакс для ~27000 звезд с точностью более 10 процентов, и более 10000 звезд с точностью более 5 процентов. Van Leeuwen (2009) использовал эти новые данные для получения оценок среднего параллакса и собственного движения для 20 рассеянных скоплений, включая Плеяды. Модули расстояний этих скоплений были получены путем наложения диаграмм HR скоплений на диаграмму HR близлежащих звезд с использованием модулей расстояний, полученных на основе параллакса, а не подбора изохрон. Новый модуль расстояния, полученный van Leeuwen (2009) для Плеяд, равен 5.40 ± 0.03 , а расстояние 120.2 пк, что, однако, мало отличается от более ранних оценок. Параллакс скопления и проблема расстояния до Плеяд остались спорными. Хотя большая часть попыток определить расстояние до Плеяд была основана на аппроксимации главной последовательности, были также попытки определить его астрометрически.

Soderblom et al. (2005) повторно наблюдали несколько звезд Плеяд, используя традиционный метод параллакса – точные измерения положения звезд относительно близлежащих опорных звезд с помощью датчика точного наведения на борту космического телескопа Хаббл. Авторы получили среднее расстояние 134.6 ± 3.1 пк, что «в сочетании с другими недавними независимыми измерениями расстояния до Плеяд ясно и недвусмысленно показывает, что параллаксы Hipparcos неверны и, что традиционная аппроксимация главной последовательности приводит к надежным оценкам» (цитата из статьи). Их результаты также были подтверждены двумя другими недавними определениями орбит двойных звезд Плеяд. Rap et al. (2004), определили точные относительные положения двух звезд тройной системы Атлас. Они пришли к выводу, что расстояние до Плеяд не может быть меньше 127 пк и что наиболее вероятное расстояние лежит между 133 и 137 пк. Однако без измерений орбитальных лучевых

скоростей авторы не смогли достоверно определить все параметры орбиты, поэтому полученный результат нельзя считать очень достоверным. Munari et al. (2004) проанализировали кривые блеска и кривые лучевых скоростей HD 23642, затменно-двойной системы в Плеядах, и определили расстояние до этой звезды как 132 ± 2 пк. Аналогичные результаты были получены ранее способом аппроксимации главной последовательности: 132 ± 4 пк (Stello & Nissen 2001) и 132 ± 2 пк (Pinsonnault et al. 1998). Gatewood et al. (2000) определили, что расстояние до Плеяд составляет 131 ± 7 пк. Melis et al. (2014) использовали интерферометрию со сверхдлинной базой (VLBI), в течение 1.5 лет наблюдали четыре звезды скопления и получили следующие результаты: 134.8 ± 0.5 пк для Н II 174, 138.4 ± 1.1 пк для Н II 625, 135.5 ± 0.6 пк для Н II 1136 и 136.6 ± 0.6 пк для Н II 2147. Авторы использовали подход Soderblom et al. (2005) – использование угловой дисперсии скопления в качестве систематической неопределенности глубины скопления. Для предполагаемого расстояния до Плеяд 130 пк и прогнозируемого размера скопления 1 градус они оценили неопределенность глубины скопления в 2.3 пк. Итоговое расстояние, рассчитанное для скопления Плеяды по VLBI-измерениям, составило 136.2 ± 1.2 пк. Затем это значение было объединено со всеми параллаксами, доступными в литературе для 17 отдельных звездных систем Плеяд с окончательным результатом 136.1 ± 1.0 пк.

Расстояние до Плеяд, равное 136 пк, было получено Abramson (2018) по данным GAIA DR2, что опять же в полном согласии с наиболее точными последними астрометрическими измерениями и в существенном противоречии с данными Hipparcos (120.2 пк, van Leeuwen 2009). Различие существенное и требует объяснения. Астрометрия (включая параллаксы Hipparcos и GAIA), является частью астрономии, в которой точное знание и учет ошибок измерения чрезвычайно важен. Таким образом, различие в оценках расстояния до Плеяд является важной проблемой, требующей объяснения.

Stello & Nissen (2001) предположили, что «расстояние Hipparcos'a можно согласовать с традиционными измерениями (подбором главной последовательности), если яркие звезды скопления (Семь сестер), которые доминируют в усредненном значении Hipparcos'a, окажутся на ближайшем [к наблюдателю] конце вытянутого скопления». Такое объяснение действительно кажется возможным. Метод аппроксимации главной последовательности и точные астрометрические параллаксы в основном основаны на более слабых звездах (спектральных классов от А до G), которые могут находиться расстояниях, отличных от расстояний до самых ярких звезд скопления «Семь сестер» ранних спектральных классов. Авторы рассмотрели возможную несферическую (вытянутую) форму скопления.

По данным Narayanan & Gould (1999) угловой размер скопления Плеяд на небе составляет 6° . С другой стороны, Stello & Nissen (2001) предположили, что «возможно, скопление имеет продолговатую форму, вытянутую вдоль луча зрения, скажем, его длина в два раза превышает

проецируемый диаметр». Такая форма могла быть результатом процесса звездообразования в сценарии, при котором первые родившиеся яркие звезды (классов O и B) формируются в одной части газового облака и начинают сдувать газовое облако в противоположном от «своего» края направлении. Т.е., горячие звезды находятся на одном конце вытянутого скопления, а более слабые звезды (типа F и G) формируют «хвост»: самые яркие горячие звезды находятся ближе к нам, а более поздние классы — дальше.

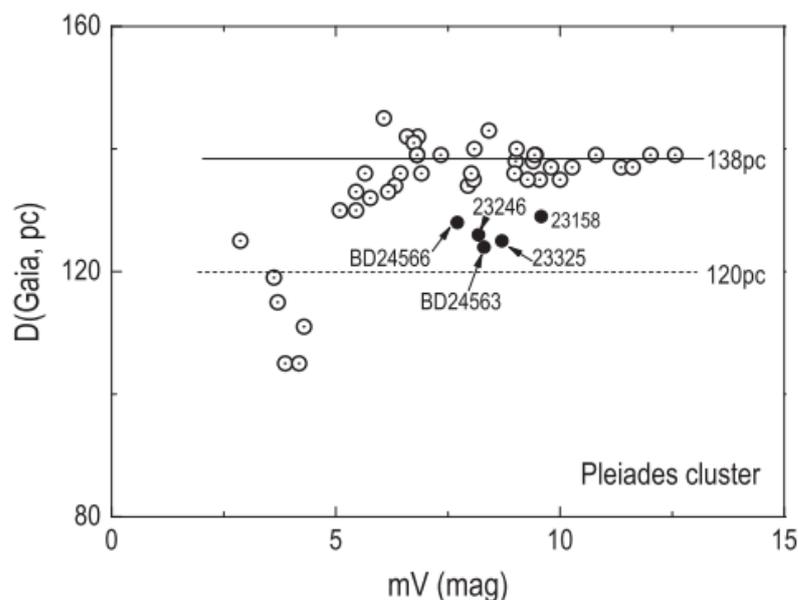


Рисунок 2.32. Параллаксы членов Плеяд относительно видимого блеска. Две параллельные горизонтальные линии показывают: (вверху) – параллакс GAIA DR2 всех показанных звезд и (внизу) – средний параллакс, полученный на основе измерений Hipparcos (van Leeuwen, 2009). Обратите внимание на совпадение результата Hipparcos с положением самых ярких звезд на рисунке.

При расчете среднего параллакса Hipparcos’a наибольший вес придается более ярким звездам, в результате расстояние до скопления меньше, чем среднее расстояние по всему скоплению. Идея вытянутого скопления Плеяд представляется возможным ответом на проблему расстояния до Плеяд. Мы решили еще раз оценить возможное расстояние между более яркими членами Плеяд и более слабыми используя разные способы, в т.ч. не применявшиеся раньше (Krelowski et al. 2019).

Для этой цели мы рассмотрели все звезды, предполагаемые члены Плеяд для которых есть измерения параллакса, включая измерения GAIA (см. таблицу 10). Помимо астрометрических оценок, мы также использовали спектральные параллаксы и расстояния, полученные Са II-методом (Megier et al. 2009) – см. Таблицу 11.

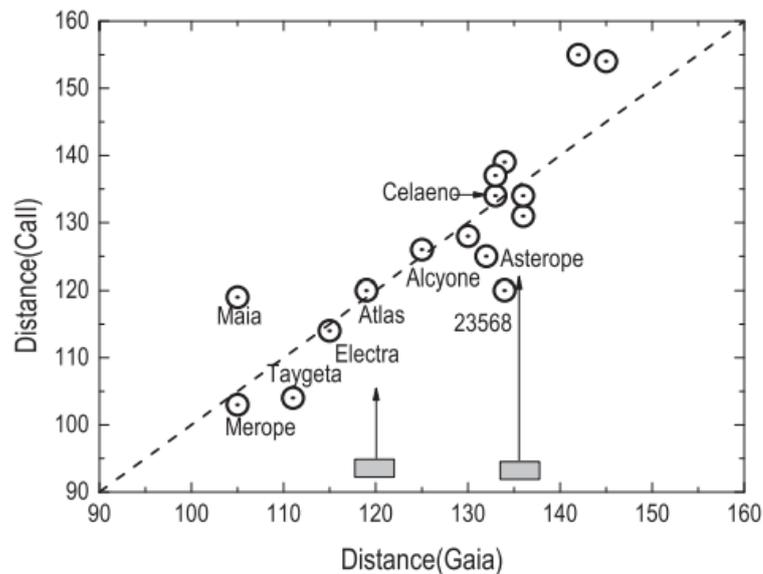


Рисунок 2.33. Сравнение расстояний, полученных Ca II-методом и GAIA DR2 для самых ярких звезд Плеяд. В число самых ярких звезд не входит Плейона из-за ее необычного спектра. Как видно, согласие между двумя методами измерения расстояния превосходное. Спектрофотометрическое расстояние для Майи (см. таблицу 11) хорошо согласуется с расстоянием GAIA. Вероятно, звезда экранирована дополнительным облаком Ca II. На рисунке видно, что «Семь сестер» и Атлас локализируются перед основным объемом скопления, находясь на среднем расстоянии 120 пк, что соответствует данным Hipparcos; в настоящее время принято считать, что среднее расстояние до скопления составляет 137 пк.

На рисунке 2.32 показана зависимость параллакс GAIA DR2 от видимой яркости звезд Плеяд. Распределение точек на рисунке показывает некоторую зависимость параллакс от яркости звезд, в т.ч. указывает на более близкие расстояния для самых ярких звезд. Чтобы проверить этот эффект, на рисунке 2.33 мы сравнили расстояния до самых ярких звезд, полученные GAIA DR2 с расстояниями, полученные нашим Ca II-методом.

Как можно видеть: (i) два метода определения расстояния находятся в хорошем согласии (см. также Таблицу 11), (ii) самые яркие звезды Плеяд расположены ближе, чем основной объем скопления. Этот факт может быть результатом специфического процесса формирования звездных скоплений, как, например, предполагают Stello & Nissen (2001) или может указывать на более сложную пространственную структуру региона – например, наличие отдельных групп звезд в скоплении. Мы проверили, не формируют ли самые яркие звезды Плеяд отдельную кинематическую или пространственную группу: ни на координатной плоскости, ни на карте собственных движений яркие и более слабые звезды распределены относительно равномерно (см. рисунки. 3 и 4 в Krelowski et al. 2019).

Представленный выше анализ показывает, что наиболее надежные измерения расстояний помещают «Семь сестер» в ближнюю к нам часть рассеянного скопления Плеяды. Этот факт, если он верен, должен быть также подтвержден спектральными параллаксами.

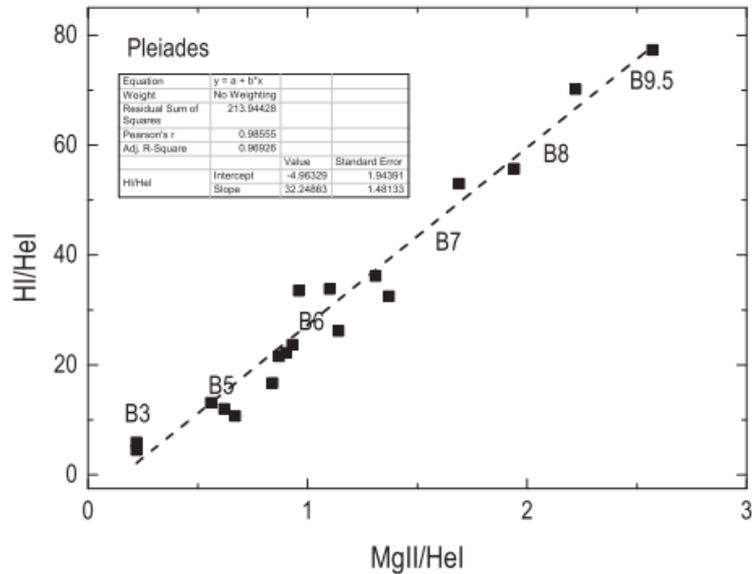


Рисунок 2.34. Отношение интенсивности линий Mg II/He I и He I/H I, служащие для определения спектрального класса по методу Walborn & Fitzpatrick (1990).

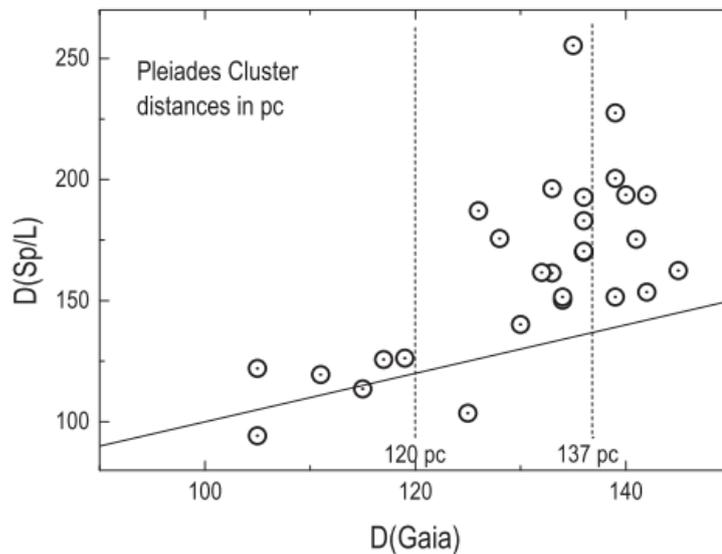


Рисунок 2.35. Сравнение расстояний до ярких членов Плеяд полученных двумя методами. Обратите внимание на значительное отклонение спектрофотометрических расстояний от линии совпадения (прямая на графике) для звезд, близких к основной части скопления (137 пк). Также указано среднее расстояние до скопления по Hipparcos (120 пк).

Использование спектрофотометрических расстояний для звезд Плеяд особенно оправдано, поскольку это скопление является потенциальным спектрофотометрическим

стандартом и для его членов спектрофотометрический метод должен работать особенно хорошо. Спектральный тип и класс светимости, необходимые для спектрофотометрического определения расстояния, устанавливались согласно принятым спектральным критериям – отношениям линий Mg II, He I и H I. Связь между двумя использованными критериями представлена на рисунке 2.34 вместе с идентификацией спектральных классов согласно Walborn & Fitzpatrick (1990).

На рисунке 2.35 показано сравнение расстояний GAIA с расстояниями, определенными спектрофотометрически, с использованием собственных цветов Paraj et al. (1993) и калибровки абсолютной величины Schmidt-Kaler (1982) для ярких звезд Плеяд. Как видно, в отличие от хорошо согласованных расстояний GAIA и Ca II, спектрофотометрические расстояния в целом не согласуются ни с одной из этих двух оценок.

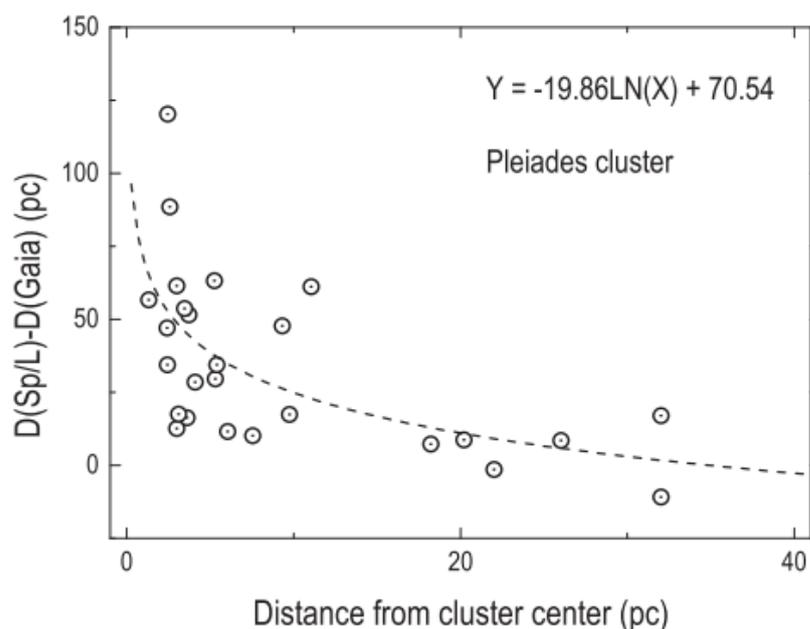


Рисунок 2.36. Зависимость эффекта «серого» межзвездного поглощения от расстояния до центра скопления.

Некоторые звезды на рисунке 2.35 существенно отклоняются от единичной линии в сторону больших спектрофотометрических расстояний. Интересно, что этот эффект сосредоточен в более удаленной (основной) области скопления, а не на ярких объектах. Тщательное изучение спектральных классов и классов светимости отклонившихся от единичной линии звезд, на основе имеющихся у нас спектров высокого качества, практически исключает какую-либо существенную коррекцию оценок Sp/L. Также нет никаких реальных признаков необычного избирательного межзвездного поглощения в направлении «отклоняющихся» звезд. В этой ситуации единственным логическим объяснением бóльших, чем ожидалось, спектрофотометрических расстояний для некоторых звезд кажется возможное наличие «серого» межзвездного поглощения (Skórzyński et al. 2003). Такой эффект, если он присутствует, увеличил

бы спектрофотометрическое расстояние без каких-либо признаков избирательного ослабления яркости.

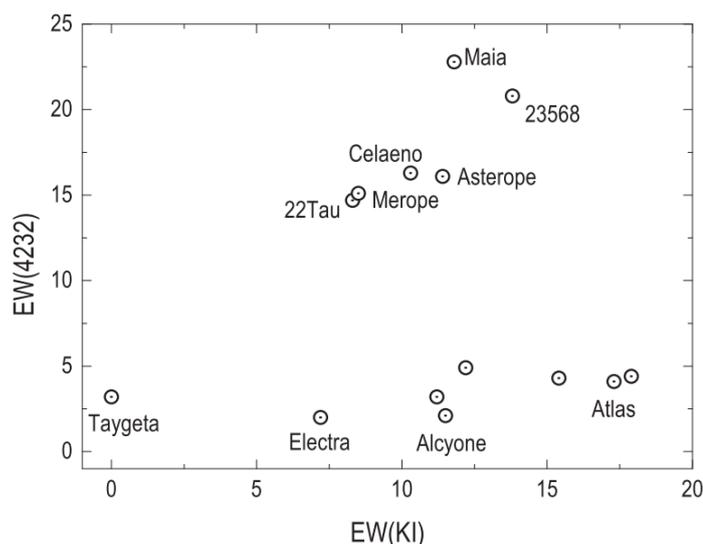


Рисунок 2.37. Самые яркие звезды ($B > 7$ звездной величины) Плеяд (из таблицы 10) на графике зависимости интенсивности межзвездных линий CH^+ 4300 от интенсивности межзвездной линии KI 7699. Обратите внимание на четкое разделение звезд по интенсивности CH^+ на две отдельные группы. Плеиона и HD23753 не показаны, поскольку EW CH^+ в их спектрах ниже уровня обнаружения. Звезда 33 Тау, вероятно, не является членом скопления, также не показана.

На рисунке 2.36 эффект «увеличенных» спектрофотометрических расстояний (предположительно эффект «серого» поглощения, открытый нами: Skorzynski et al. 2003; Krelowski et al. 2016) представлен как функция расстояния от центра скопления. Эффект увеличенного расстояния измеряется как разница между спектрофотометрическим расстоянием и расстоянием GAIA. Расстояние звезд от центра скопления рассчитано как разница между расстоянием до звезды и расстоянием до скопления по шкале GAIA (136 пк; Abramson, 2018) и положения центра скопления на небе: $\alpha = 56.00^\circ$ и $\delta = +23.96^\circ$, взятых из базы данных Simbad). Рисунок 2.36 показывает, что эффект «увеличенного расстояния» систематически уменьшается по мере удаления от центра скопления. Интересно выяснить, связан ли этот предполагаемый эффект «серого поглощения», представленный на рисунках 2.35 и 2.36, с какими-либо компонентами межзвездной среды в скоплении.

Распределение и свойства диффузного вещества в Плеядах изучались White (2003 и ряд его предыдущих статей) и Ritchey et al. (2006). White (2003) обнаружил, что газ, наблюдаемый в линиях поглощения, находится недалеко от Плеяд и указал на несколько аномалий интенсивности абсорбций межзвездного происхождения: исключительно сильные линии CH^+ в

направлении на некоторые звезды скопления, исключительно высокое вращательное возбуждение молекулы H_2 и слабость линий поглощений Na I , K I и CN по сравнению с C I и H_2 . По мнению автора, сочетание ударных волн и наличия сильного радиационного потока от звезд высокой светимости объясняют необычно высокое возбуждение молекулы H_2 . Автор интерпретировал наличие мощных линий CN^+ в направлении звезд высокой светимости Плеяд как результат набегающего на эти звезды потока молекулярного газа. Относительная слабость линий поглощения Na I , K I и CN по сравнению с C I и H_2 , по-видимому, является прямым следствием того, что облако находится в непосредственной близости от Плеяд, поэтому оно подвержено влиянию ионизирующего и диссоциирующего излучения звезд скопления. По мнению White (2003), звезды Плеяд образовались не из окружающего вещества, видимого как отражательная туманность. Скорее, пространственная связь звезд и межзвездного газа является результатом случайной встречи скопления с одним или несколькими приближающимися облаками. В статье также представлены карты, показывающие общую картину распределения и свойств межзвездной материи вокруг Ritchey et al. (2006) пришли к аналогичным выводам. Они использовали спектры очень высокого разрешения ($R = 175000$) и высокого соотношения сигнал-шум, полученные для 20 звезд Плеяд. Спектры, которые они использовали, включали диапазон длин волн, позволяющий обнаружить межзвездные линии $\text{CN} \sim 3874 \text{ \AA}$, $\text{Ca II K} \sim 3933 \text{ \AA}$, $\text{Ca I} \sim 4226 \text{ \AA}$, $\text{CN}^+ \sim 4232 \text{ \AA}$ и $\text{CN} \sim 4300 \text{ \AA}$. Однако, удалось обнаружить только линии Ca II и CN^+ . Мы выполнили независимое исследование спектров звезд, перечисленных в таблице 11 и пришли к следующим выводам (Krelowski et al. 2019):

- (i) скопление Плеяды, представляет собой вытянутую структуру, самые яркие члены которой расположены ближе всего к Солнцу;
- (ii) центральные части скопления, вероятно, заполнены диффузным веществом, содержащем относительно крупные частицы пыли; эти пылинки вызывают «серую экстинкцию», которая является причиной фотометрического «парадокса» Плеяд;
- (iii) Расстояния GAIA DR2 и Ca II до Плеяд хорошо согласуются;
- (iv) спектры некоторых членов Плеяд демонстрируют чрезвычайно сильные линии CN^+ , в то время как другие молекулярные особенности и атомные линии либо очень слабы, либо находятся ниже уровня обнаружения;
- (v) интенсивность линий $\text{CN}^+ 4232$ позволяет разделить объекты Плеяд на две отдельные группы (рисунок 2.37). Лучевые скорости молекулярных линий этих двух групп также явно различны (см. рисунок 11 в Krelowski et al. 2019);
- (vi) лучевые скорости линий CN^+ и компонент профиля Ca II немного различаются, как сообщает Hobbs (1973); этот эффект также можно найти у Ritchey et al. (2006) и мы его подтверждаем;

(vii) в объектах Плеяд наблюдаются диффузные межзвездные полосы, но они очень слабы и, поэтому, видны только в спектрах с высоким отношением сигнал/шум (>500).

2.5. Облака типа CaFe

В статье Bondar et al. (2007) мы сообщили об обнаружении необычных межзвездных облаков. Это редкие объекты (всего несколько облаков среди изученных ~ 300 звезд: см. таблицу 12) с необычно сильными линиями Ca I 4227 Å, Fe I 3720 Å и 3860 Å, причем, иногда более сильными, чем K I ~ 7699 Å и Na I ~ 3302 Å. Мы предложили назвать эти облака «CaFe». По-видимому, они находятся отдельно от обычных H I облаков, в которых линии Ca I 4227 Å и УФ линии Fe I слабы или отсутствуют вовсе. В облаках CaFe мы не обнаружили ни заметных молекулярных линий (CH, CN), ни диффузных межзвездных полос – см. пример на рисунке 2.38.

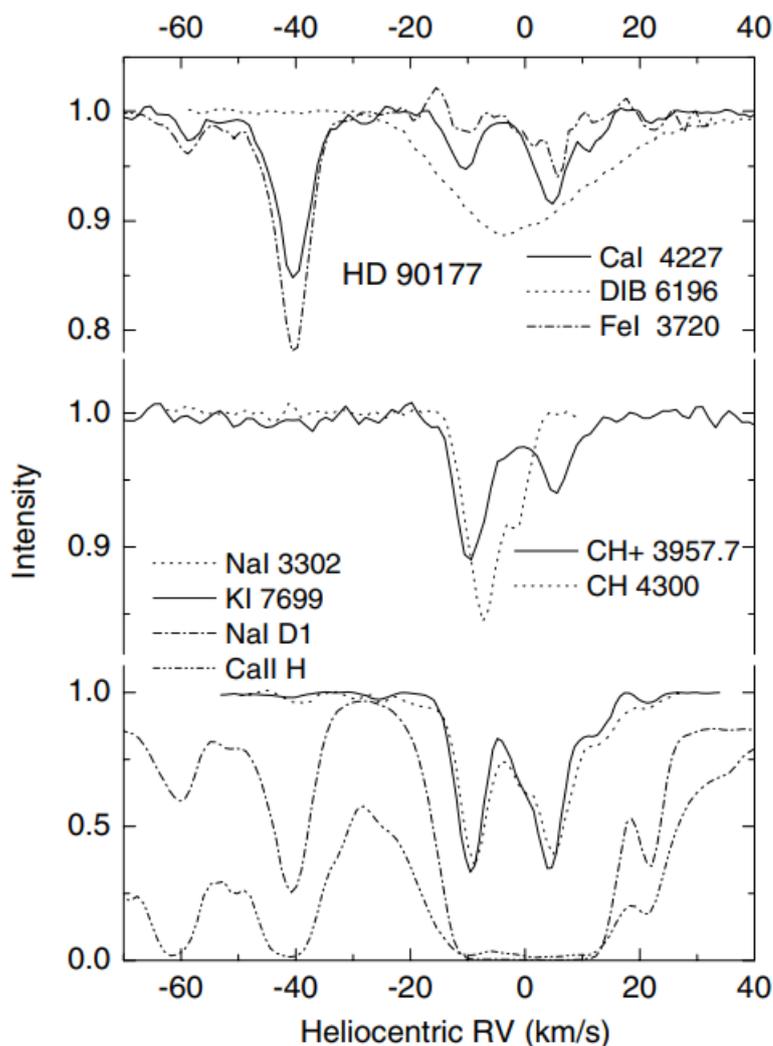


Рисунок 2.38. Сравнение профилей межзвездных линий в спектре HD 90177. CaFe-облако находится на скорости -40 км/с.

Известно, что лучевая концентрация CN прямо пропорциональна лучевой концентрации молекулы H₂, причем последняя образуется на поверхности пылинок (например, Federman 1982; Danks et al. 1984; Gnaciński et al. 2007; Krelowski et al. 2011). Тогда можно предположить, что отсутствие простых молекул вызвано полным отсутствием пылевых частиц в облаках CaFe. Отметим, что CaFe-облака обнаружены в направлении на далекие горячие звезды высокой светимости, очевидно, с высоким темпом потери массы.

Gnaciński & Krogulec (2008) использовали уравнения ионизационного равновесия для моделирования лучевой концентрации межзвездных Ca II, Ca I, K I, Na I, Fe I и Ti II в облаках CaFe. Авторы обнаружили, что химический состав облаков CaFe является солнечным, т.е. отсутствует эффект обеднения как железа, так и кальция, типичный для межзвездного газа (от -0.2 до -1.5 dex, согласно Gnaciński & Krogulec, 2006). Это означает, что облака CaFe свободны от межзвездной пыли. Также, обнаружено, что облака CaFe имеют высокую плотность электронов $n_e \approx 1 \text{ см}^{-3}$. По данным Gnaciński et al. (2007) плотность электронов в облаках H I находится в диапазоне 0.01–2.5 см^{-3} . Максимальное значение электронной плотности в облаках CN, полученное Black & van Dishoeck (1991) составляет 0.25 см^{-3} .

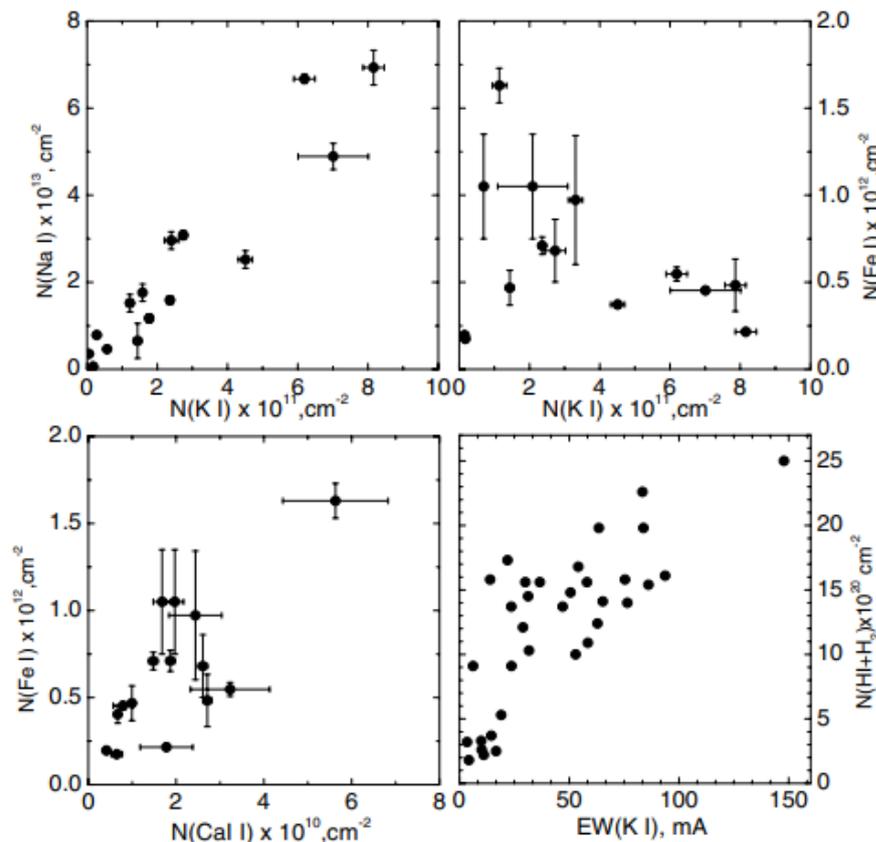


Рисунок 2.39. Корреляции между лучевыми концентрациями разных компонент МЗС в объектах исследования.

Линии нейтрального межзвездного кальция и железа, наблюдаемые в «обычных» облаках H I, имеют незначительную интенсивность что является следствием серьезного обеднения (depletion) этих элементов: бóльшая часть атомов кальция и железа входят в частицы межзвездной пыли. В CaFe-облаках, состоящем из атомарного газа солнечного состава, линия Ca I 4227 Å почти так же сильна, как и любой из членов желтого дублета натрия (D₁ и D₂).

Содержание как нейтрального натрия, так и нейтрального калия пропорционально общему содержанию водорода (H I + H₂) – см. рисунок 2.39, поскольку эффект обеднения для этих элементов выражен не так сильно, как, например, для железа. Мы измерили интенсивности линий K I в спектрах всех звезд, для которых известна лучевая концентрация водорода (Savage et al. 1977; Rachford et al. 2002). Видимый разброс, вероятно, является результатом ионизации калия – элемента с низким потенциалом ионизации (4.3 эВ). Нейтральный калий практически идеально коррелирует с нейтральным натрием (рисунок 2.39). Согласно опубликованным результатам Savage & Sembach (1996) и Welty et al. (1999), и натрий, и калий имеют одинаковое содержание в межзвездном газе (примерно в 10 раз меньше, чем солнечное), а обеднение железа как минимум на порядок больше; у кальция обеднение еще выше. Таким образом, солнечное содержание железа и нейтрального кальция означает отсутствие пыли в облаках CaFe – они являются оптически тонкими.

Как простые молекулы, так и сложные (носители диффузных полос), как правило, располагаются в «обычных» облаках, характеризующихся сильным обеднением тяжелыми элементами. По-видимому, облака CaFe практически не содержат молекул CN и носителей ДМП. Корреляция между Ca и Fe также не очень высока. Любопытно, можно ли рассматривать облака CaFe как строительные блоки для более массивных облаков. Итак, совокупность наблюдательных фактов о CaFe-облаках следующая:

1. Наблюдается солнечное содержание железа и кальция, т.е. в этих облаках нет эффекта обеднения и пылевых частиц;
2. В облаках CaFe высокая плотность электронов $n_e \approx 1 \text{ см}^{-3}$.
3. Облака CaFe оптически тонкие, полностью проницаемые для УФ-излучения.

Резюме

1. Предложен метод измерения расстояний в Галактическом диске, основанный на измерениях эквивалентных ширин линий *H* и *K* межзвездного ионизованного кальция (уравнение 2.1). Ограничением метода является возможное влияние эффекта насыщения, поэтому возможно использование объектов, в которых отношение эквивалентных ширин линий *H* и *K* подчиняется правилу $EW(K)/EW(H) > 1.3$;

2. Предложен метод измерения расстояний в Галактическом диске, основанный на измерениях эквивалентных ширин линии 3383.759 \AA межзвездного ионизованного титана (уравнение 2.2);

3. Предложен метод исследования кинематики тонкого диска Галактики, основанный на наблюдениях межзвездных линий Ca II *H* и *K*. Метод позволяет измерить как лучевые скорости, так и расстояния до межзвездных облаков. Метод применен для звезд тонкого диска на галактических долготах 135° и 180° . В результате получена кеплеровская (не плоская) кривая вращения тонкого диска Галактики, построенная по межзвездным облакам.

4. В спектре звезды $\zeta \text{ Ori}$ с очень высоким отношением сигнал/шум ($S/N \sim 3500$) впервые обнаружена и измерена абсорбционная линия межзвездного метастабильного гелия. Предположительно, линия образуется в области ударной волны, в относительной близости от звезды.

5. Изучена структура скопления Плеяды. Сделан вывод о вытянутой по лучу зрения структуре скопления. Часть объектов Плеяд показывает наличие эффекта серой экстинкции. Возможно Плеяды являются результатом слияния двух разных скоплений.

6. Обнаружены уникальные компактные облака типа CaFe. Это оптически тонкие объекты без эффекта обеднения, свободные от пыли и каких-либо других компонент МЗС, кроме кальция и железа в газовой фазе, с относительно высокой плотностью электронов $n_e \approx 1 \text{ cm}^{-3}$.

Глава 3 Результаты исследований межзвездных молекул в оптическом диапазоне спектра

Первые межзвездные молекулы (CH, CN, CH⁺) были обнаружены в оптических спектрах близких звезд (McKellar 1940; Adams 1941; Douglas & Herzberg 1941). Потребовалось почти 30 лет, прежде чем были обнаружены более сложные межзвездные молекулы (например, NH₃ – Cheung et al. 1968). По состоянию на середину 2024 года обнаружено более 310 молекул в межзвездном и околозвездном пространстве Галактики. Вне Галактики обнаружено 74 молекулы (включая 3 не подтвержденных кандидата). В основном, обнаружение молекул происходит в радио и субмиллиметровой областях спектра со скоростью несколько «новых» молекул в год. Лишь около десяти простых молекул наблюдаются в видимой части электромагнитного спектра в виде линий поглощения, возникающие в полупрозрачных облаках. Среди них есть гомоядерные молекулы, такие как H₂, C₂, C₃, недоступные радиотелескопам. В простых углеродных цепочках (без радикалов) нет чисто вращательных переходов из-за отсутствия постоянного дипольного момента. Электронно-колебательные переходы таких молекул наблюдаются в диапазоне длин волн от ультрафиолета, доступного только для внеатмосферных наблюдений, до дальнего инфракрасного диапазона, т.е. они доступны для наблюдений в оптическом диапазоне спектра.

Определение содержания простых углеродных молекул в межзвездных облаках особенно важно, поскольку они считаются строительными блоками для многих уже известных межзвездных молекул с углеродной основой. Douglas (1977) обосновал предположение, что углеродные цепочки могут быть ответственными за образование диффузных межзвездных полос. К сожалению, интенсивность молекулярных линий, наблюдаемых в оптической области спектра, как правило, незначительна, что предполагает использование спектров высокого спектрального разрешения с высоким отношением сигнал/шум. Такие спектры послужили основой для наших исследований.

3.1 Обнаружение колебательных полос C₃ в полупрозрачном облаке в направлении на HD 169454.

В XIX веке Huggins (1881) обнаружил в спектре кометы Tebbutt не известную ранее полосу 4052 Å. Лишь через 70 лет полоса была идентифицирована как принадлежащая линейной молекуле C₃ (Douglas 1951). Позднее молекула была обнаружена в околозвездной оболочке IRC+10216 (Hinkle et al, 1988), и наконец, хотя и предварительно, в «настоящей» межзвездной среде (Haffner & Meyer, 1995). Cernicharo et al. (2000) обнаружили 9 линий моды v₂ молекулы C₃ в направлении на Sgr B2 и IRC+10216 в далеком ИК диапазоне. В 2001 Giesen et al. наблюдали линии этой моды в лаборатории. Наблюдения с высоким разрешением с использованием

инструмента Herschel/HIFI обнаружили переходы C_3 , возникающие в теплых оболочках массивных областей звездообразования (Mookerjea et al. 2010, 2012). В этих средах преобладают высокие плотности 10^5 – 10^6 cm^{-3} , тогда как в диффузных облаках плотности не превышают 10^3 cm^{-3} .

Присутствие C_3 в диффузной межзвездной среде было впервые подтверждено Maier et al. (2001) – авторы сообщили об обнаружении полосы $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ 000–000 на длине волны ~ 4052 Å в спектрах трёх покрасневших звезд. В 2002 году Galazutdinov et al. сообщили об исследовании C_3 в спектрах нескольких покрасневших объектов с самым высоким, до настоящего времени, разрешением $R=220000$. Было показано, что содержание C_3 в межзвездных облаках примерно в 10 раз ниже, чем C_2 . Другие оценки лучевой концентрации C_3 в полупрозрачных облаках (Roueff et al. 2002; Ádámkóvics et al. 2003; Oka et al. 2003) не очень точны из-за недостаточно высокого отношения сигнал/шум в исследованных спектрах. Наконец, Fan et al. (2024) выполнили большой обзор объектов с обнаруженными линиями C_3 . Авторам удалось оценить лучевую концентрацию молекул C_2 и C_3 для 40 и 27 объектов соответственно. Согласно их выводам, отношение концентрации этих молекул $N(C_2)/N(C_3)$ составляет 15.5 ± 1.4 . Однако, отметим что работа основана на спектрах существенно более низкого качества, чем в Galazutdinov et al. (2002).

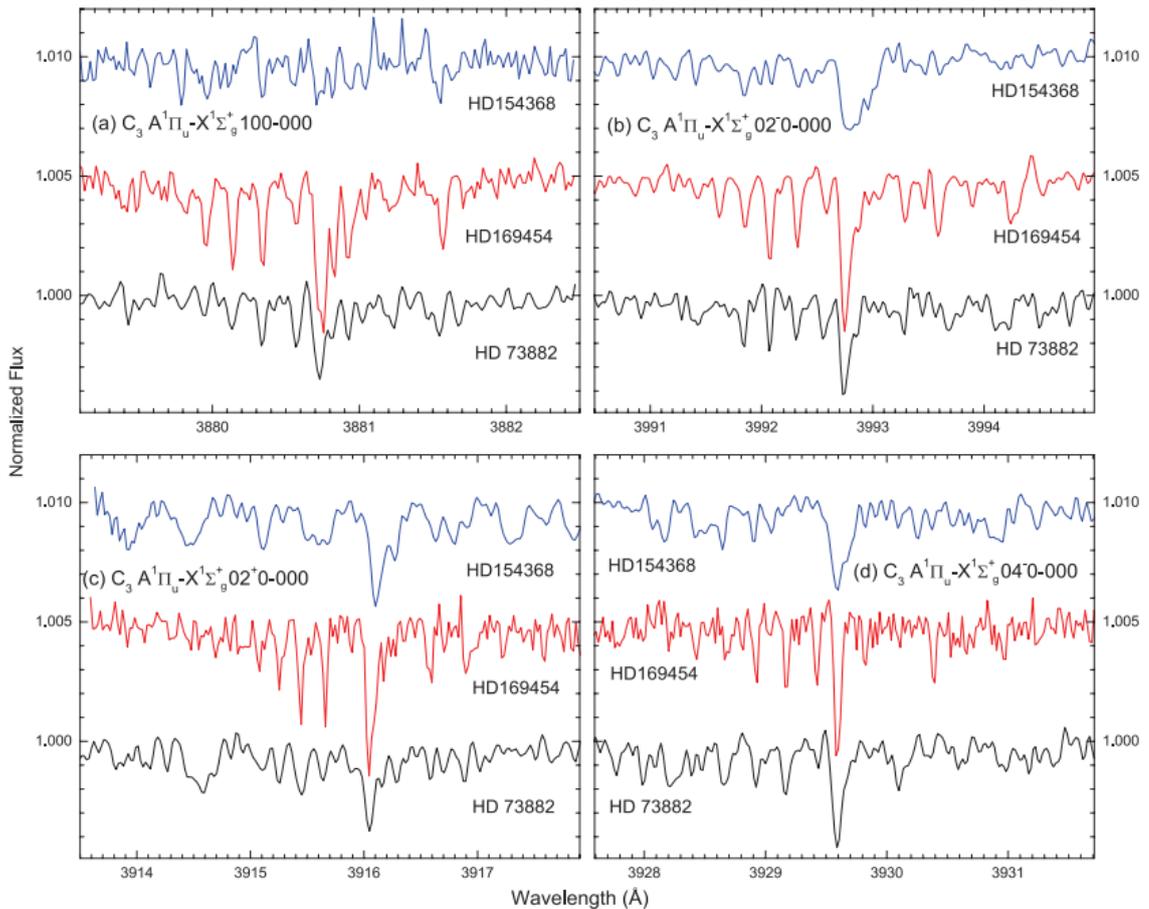


Рисунок 3.1. Четыре колебательные полосы системы $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ межзвездной молекулы C_3 в спектрах звезд HD 154368, HD 169454 и HD 73882.

Попытки обнаружения линейных молекул чистого углерода длиннее C_3 , таких как C_4 (Linnartz, 2000) или C_5 (Motylewski et al. 1999) пока безуспешны. Убедительных доказательств их обнаружения в межзвездной среде на данный момент не получено (Galazutdinov et al. 2002; Maier, Walker & Bohlender 2002, 2004).

Kaźmierczak et al. (2010) сообщили о связи между шириной профиля диффузных межзвездных полос и вращательной температурой линейных молекул углерода. Таким образом, исследование простых углеродных молекул позволяет исследовать зависимость диффузных межзвездных полос от физических свойств среды. Как C_2 , так и C_3 демонстрируют переменность вращательной температуры от объекта к объекту (Ádámkóvics et al. 2003). Это означает, что точное определение температур вращательного возбуждения коротких углеродных цепочек может помочь пролить свет на происхождение загадочных носителей диффузных полос (Kazmierczak et al. 2010a). Например, Gnacinski et al. (2016) показали, что температура T_{01} молекулы H_2 коррелирует с интенсивностью широкой диффузной полосы 6284 \AA (Galazutdinov et al. 2020), однако, температура T_{02} этой же молекулы анти-коррелирует с интенсивностью диффузных полос 4964 , 5797 и 6614 \AA т.е., носители этих полос разрушаются под воздействием сильного УФ-потока.

Спектральные линии как C_2 , так и C_3 (в большей степени), как правило, очень слабы и поэтому для установления точных значений температуры возбуждения требуются высокое соотношение сигнал/шум и высокое спектральное разрешение. В исследовании Schmidt et al. (2014) нам удалось получить спектры UVES с высоким разрешением ($R=80000$) и соотношением сигнал шум превышающим 2000 для нескольких покрасневших звезд (см. таблицу 13).

Все исследования молекулы C_3 основаны исключительно на самой сильной полосе $000-000$ электронного перехода $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ на $\sim 4052 \text{ \AA}$ за исключением нашей работы Schmidt et al. (2014), где для трех объектов (HD 169454, HD 73882 и HD 154368) удалось идентифицировать дополнительные колебательные полосы. Ниже представлен детальный анализ восьми колебательных полос, обнаруженных в направлении на объект HD 169454. Также, астрономические наблюдения сравниваются с высококачественными лабораторными спектрами, полученными методами лазерной спектроскопии, с полностью разрешенным по вращению спектром колебательных полос в системе $\tilde{A} - \tilde{X}$ молекулы C_3 .

Очень высокое соотношение сигнал/шум данных, полученных с помощью спектрографа UVES, позволило обнаружить в спектре сильно покрасневшей звезды HD 169454 семь колебательных полос $\tilde{A} - \tilde{X}$ молекулы C_3 дополнительно к известной полосе $\tilde{A} - \tilde{X}$ ($000-000$) – см. рисунок 3.3-3.4. Четыре колебательные полосы также были обнаружены в спектрах HD 73882 и HD 154368. Спектры этих четырех полос во всех трех объектах показаны на рисунке 3.1 в т.ч. для демонстрации качества наблюдательных данных.

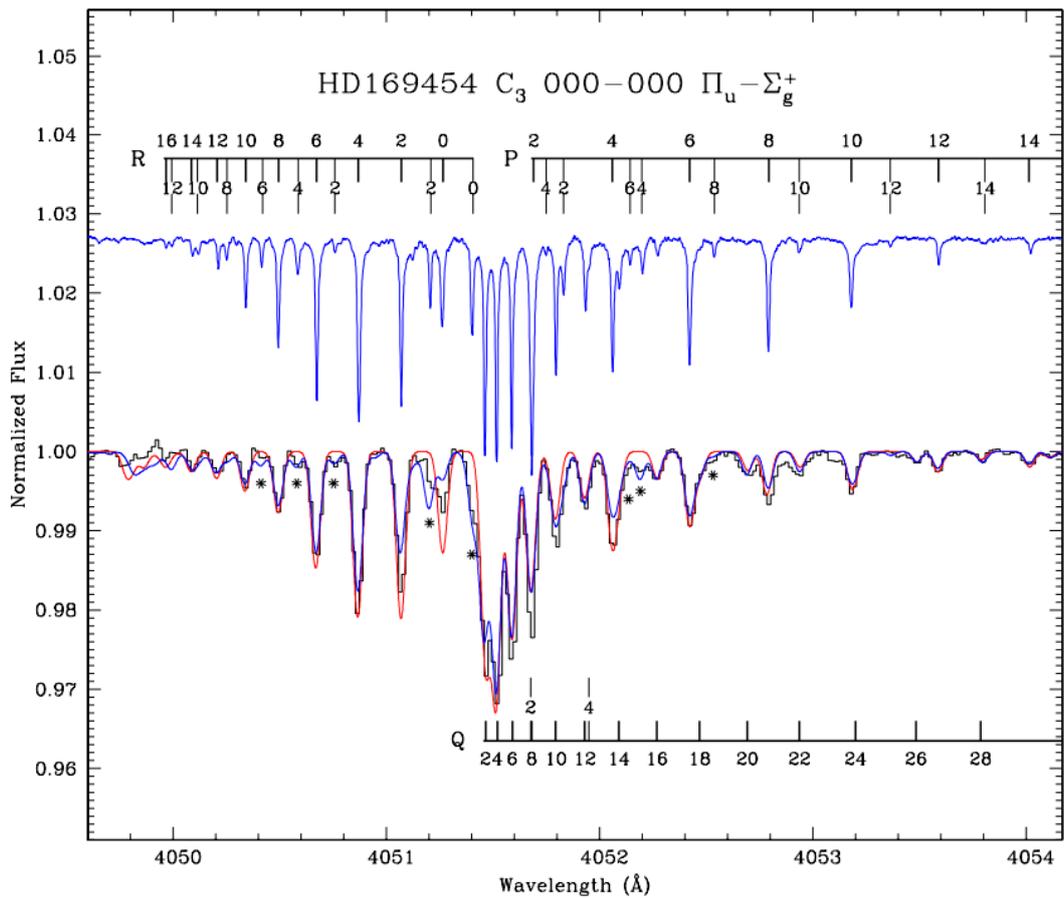


Рисунок 3.2. Спектр полосы $C_3 \tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+ 000-000$. Верхний спектр: лабораторный спектр, полученный методом лазерной спектроскопии внутрирезонаторного затухания (cavity ring-down spectroscopy) в плоской плазменной струе. Нижний спектр: астрономический спектр HD 169454 (черный). Положения линий вращения отмечены толстыми линиями. Тонкие линии отмечают вращательные переходы, возникающие из-за возмущающих состояний на основе анализа Zhang et al. (2005). На астрономический спектр наложены аппроксимирующие кривые: красная кривая представляет собой синтетический спектр с использованием только невозмущенных линий; синяя кривая - линии возмущенных переходов включены в аппроксимацию. Обратите внимание на расхождение наблюдений и синтетических спектров в случае линии R(0) (см. текст).

Одна из полос, обнаруженная в спектре HD 169454 представлена на рисунке 3.2 вместе с лабораторными спектрами. Лабораторные спектры показаны синим цветом, астрономические спектры показаны в виде черных гистограмм, с наложенной тонкой линией, представляющей синтетический спектр, основанный на детальном анализе данных. Спектральные линии вращения обозначены вертикальными линиями. В полосе $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+ 000-000$ (см. рисунок 3.2) наблюдается серия возмущенных линий, что подтверждает результаты лабораторного

исследования Zhang et al. (2005). Эти линии отдельно отмечены на рисунке 3.2 тонкими вертикальными линиями.

Для анализа линий C_3 шкала длин волн астрономических спектров была скорректирована в «межзвездное» положение с помощью линий CN .

Лабораторные спектры C_3 регистрировались в прямом поглощении с использованием метода лазерной спектроскопии внутрирезонаторного затухания (cavity ring down spectroscopy). Подробности об экспериментальной установке и описание эксперимента можно найти в работах (Motylewski & Linnartz, 1999; Zhao et al. 2011). Краткое описание эксперимента: молекулы C_3 производятся в плоском расширении распространяющейся со сверхзвуковой скоростью плазме, генерируемой импульсным (10 Гц) разрядом 0.5% C_2H_2 в газовой смеси гелий/аргон 1:1. Щелевое разрядное сопло размером 3 см \times 300 мкм используется для создания плоского расширения плазмы и обеспечивает относительно большую эффективную длину пути поглощения. Вращательная температура C_3 в плазменной струе оценивается в 30 К. Перестраиваемый фиолетовый пучок фотонов (375–410 нм) генерируется посредством удвоения частоты выходного сигнала ближнего инфракрасного диапазона (750–820 нм) от импульсного лазера на красителе Nd:YAG (длительность импульса \sim 6 нс). Полоса пропускания фиолетовых лазерных импульсов составляет 0.06 см^{-1} . Поскольку эта величина превышает доплеровскую ширину ($<0.03 \text{ см}^{-1}$) переходов C_3 в плазменной струе, абсолютные интенсивности линий в регистрируемом спектре могут быть снижены из-за специфики метода лазерной спектроскопии внутрирезонаторного затухания. Этот эффект невелик в случае слабого поглощения, но может стать выраженным в случае сильного поглощения (Jongma et al. 1995). Поэтому в настоящем эксперименте плотность образования C_3 в плазме контролировалась так, чтобы она не была слишком высокой, что обеспечивает корректные интенсивности линий для каждой отдельной полосы и позволяет получить их точные параметры (Haddad et al. 2014).

Одновременно со спектром C_3 регистрировался сигнал двух эталонов со свободными спектральными диапазонами ~ 20.1 и 7.57 ГГц соответственно на основной длине волны инфракрасного лазера, обеспечивая частотные маркеры для коррекции возможного нелинейного сканирования длины волны лазера на красителе. Абсолютная частота лазера калибровалась по видимым в плазме линиям поглощения He I и Ar I. Таким образом, в конечном лабораторном спектре достигается точность длины волны лучше 0.01 \AA , за исключением полосы 02^+0-000 на длине волны $\sim 3916 \text{ \AA}$, где нет сильных линий He I или Ar I. Лабораторный спектр этой полосы калибровался по линии самого сильного перехода молекулы C_3 в астрономическом спектре HD 169454, то есть линии Q(4) с длиной волны 3916.05 \AA . Поэтому абсолютная точность длин волн для полосы 02^+0-000 снизилась до $\sim 0.05 \text{ \AA}$, но точность относительного положения линий внутри этой полосы осталась лучше 0.01 \AA .

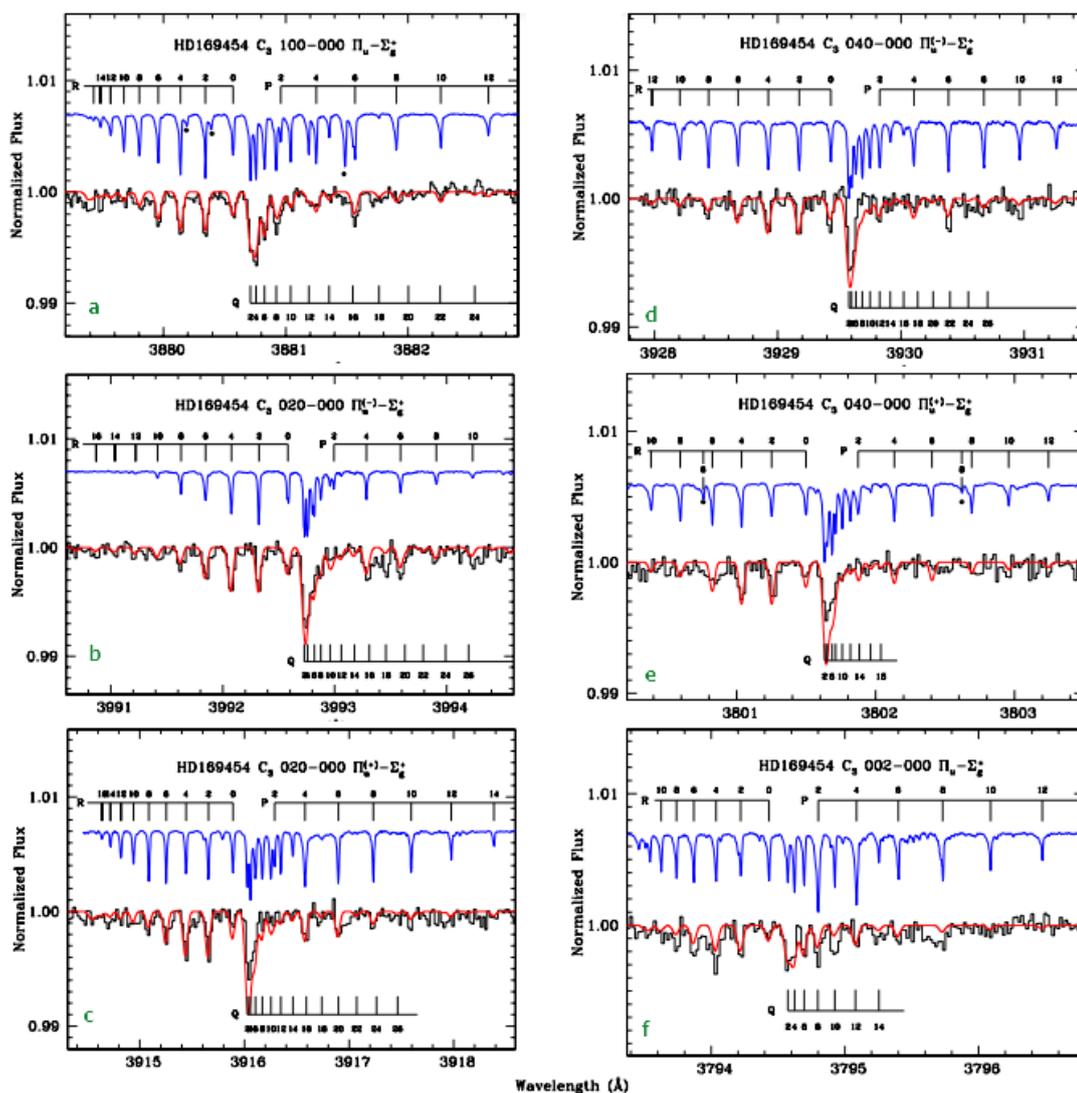


Рисунок 3.3. а) Лабораторный спектр (синяя линия) и астрономический спектр HD 169454 (черный) для полосы $C_3 \tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+ 100-000$. Синтетический спектр показан красным цветом. Возмущенные линии отмечены звездочкой; б) Тоже самое для полосы 02^0-000 ; в) Тоже самое для полосы 02^+0-000 ; д) Тоже самое для полосы 04^0-000 ; е) Тоже самое для полосы 04^+0-000 ; ф) Тоже самое для полосы $002-000$.

Колебательные переходы в электронной системе $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ C_3 ранее исследовались в лаборатории у Gausset et al. (1965); Balfour et al. (1994); Tokaryk & Chomiak (1997); McCall et al. (2003); Tanabashi et al. (2005); Zhang et al. (2005); Chen et al. (2010). Большинство исследований проводились при более низком спектральном разрешении и, следовательно, меньшей точности длины волны, чем данные, представленные нами. Точный список длин волн спектра C_3 в сочетании с ранее опубликованными данными приведен в таблицах 14 - 16. Семь впервые обнаруженных полос системы $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ молекулы C_3 в спектре HD169454 показаны на

рисунках 3.3 и 3.4. До настоящего времени (2024) это единственный известный объект со столь богатым спектром молекулы C₃.

Эквивалентные ширины и положение вращательно-разрешенных линий C₃ измерялись с помощью программ пакета DECH (Galazutdinov, 2022) и независимо с помощью утилиты DEBLEND пакета IRAF (Tody, 1986). Было обнаружено, что положения линий C₃ систематически смещено в красную сторону на величину, сравнимую или меньшую, чем точность лабораторных измерений, 0.01 Å, что соответствует максимальному красному смещению 0,8 км/с.

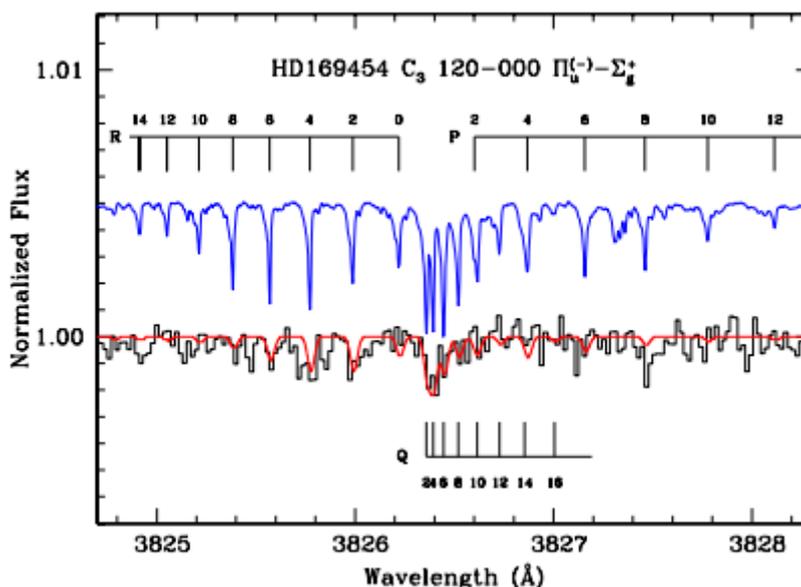


Рисунок 3.4. То же самое что рисунку 3.3. для полосы 120–000.

Линии молекулы C₂ в спектре звезды HD 169454 сверхвысокого разрешения (R = 910000) полученном Crawford (1997), показали существование, по крайней мере, двух доплеровских компонентов. Компоненты разделяет всего ~1.2 км/с, что невозможно обнаружить в наших спектрах с R~80000. Кроме того, как видно в профилях C₂ в исследовании Crawford (1997), одна из видимых компонент существенно слабее другой. Поэтому возможное расщепление линий C₃ в нашем анализе не учитывалось.

Линии C₃ очень слабые даже в случае HD169454 – эквивалентная ширина не превышает 2 мÅ. В таком случае лучевую концентрацию C₃ можно вычислить в оптически тонком приближении. Общая лучевая концентрация молекулы равна сумме лучевых концентраций отдельных компонент спектральных полос.

Результаты измерений и расчетов приведены в таблице 17 для каждой полосы отдельно. Последний столбец содержит средневзвешенное значение всех анализируемых полос. В предпоследней строке таблицы 17 показаны лучевые концентрации, суммированные по наблюдаемым переходам в каждой отдельной полосе. Полученные значения лучевой концентрации, приведенные в таблице 17, представлены в виде графиков Больцмана для

отдельных полос на рисунке 3.5 до $J = 18$. Расширенный график Больцмана, включающий переходы $J > 18$ показан на рисунке 3.6. Для каждой полосы показана полученная линейная аппроксимация для нижних вращательных уровней $J = 0, 2, 4, 6$ и соответствующее значение температуры возбуждения.

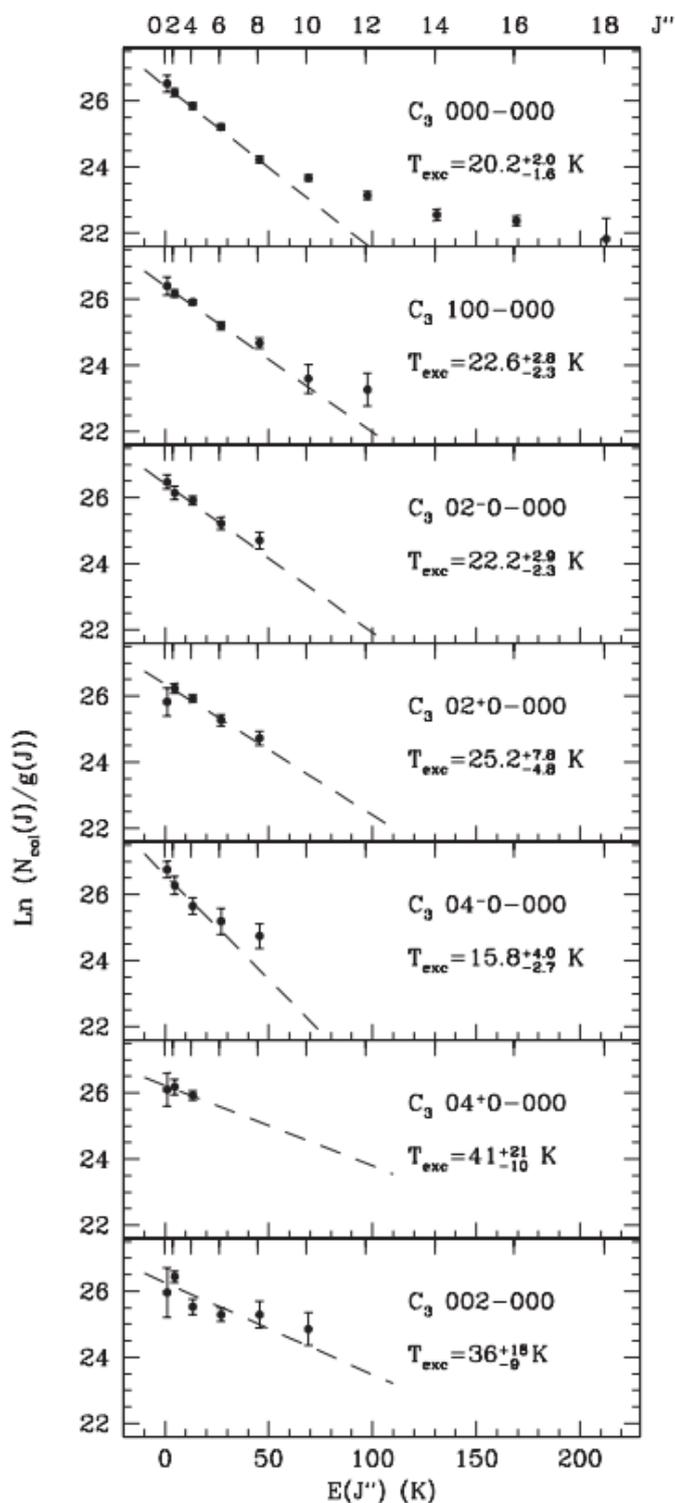


Рисунок 3.5. Лучевая концентрация в системе $\tilde{A}-\tilde{X}$ C_3 для семи колебательных полос в спектре HD 169454, представленная в виде графиков Больцмана. Для наглядности на графике не показаны переходы $J > 18$.

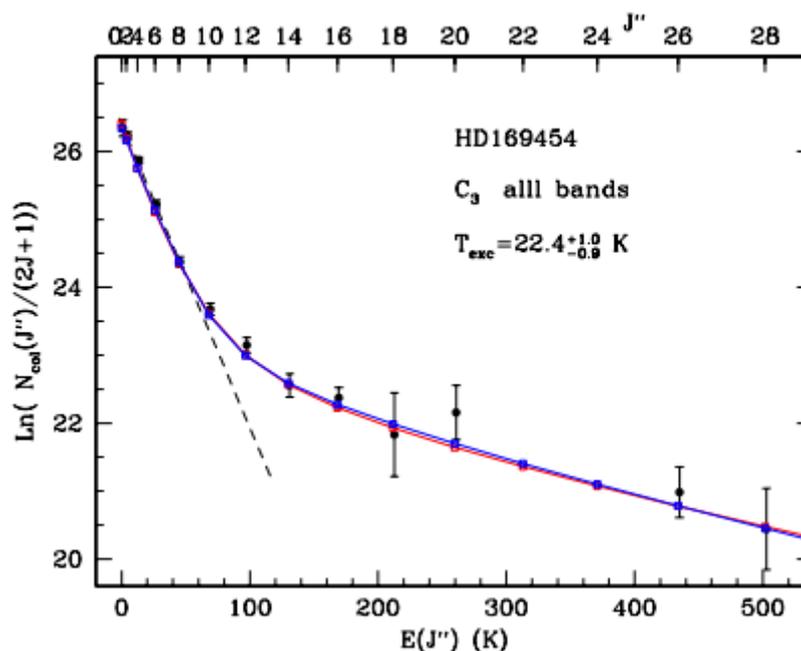


Рисунок 3.6. Лучевая концентрация в системе $\tilde{A}-\tilde{X}$ C_3 в спектре HD 169454. Прерывистая линия получена взвешенной аппроксимацией данных и соответствует заселенности уровней $J=0, 2, 4, 5$ при температуре возбуждения 22.4 К. Красная и синяя линия соответствуют расчетным моделям.

Распределение лучевой концентрации по J демонстрирует характерное «двухтемпературное» поведение, как уже было обнаружено в предыдущих исследованиях (например, Maier et al. 2001, см. их рисунок 5). Для оценки качества анализа и точности данных для отдельных переходов мы выполнили моделирование всех наблюдаемых полос на основе оценок лучевой концентрации и температуры возбуждения. Синтетические спектры рассчитаны с учетом полной ширины на полувысоте $FWHM=0.051 \text{ \AA}$ и показаны на рисунках 3.3. и 3.4 в виде тонкой красной линии. Исследование восьми колебательных полос, наблюдаемых в направлении на HD 169454 (см. рисунки 3.3, 3.4), показывает, что интенсивность линий Q-ветви в синтетических спектрах несколько завышена. При использовании списков линий, составленных по литературным данным, это вызывало серьезную проблему, особенно в случае полосы 04^+0-000 , где наилучшая аппроксимация параметров для линий ветви R приводило к завышению интенсивности полосы Q как минимум в два раза. При составлении новых списков линий (таблицы 14 и 16) эти несоответствия исчезли, что позволяет предположить, что причина несоответствий между наблюдениями и моделью заключалась в ошибках в литературных списках линий.

Температура возбуждения самых нижних уровней C_3 близка к кинетической температуре по аналогии с моделью возбуждения молекулы C_2 (van Dishoeck & Black 1982). Взвешенные

средние значения лучевой концентрации отдельных полос использовались для точной оценки температуры возбуждения. Температура возбуждения нижних уровней $J = 0, 2, 4$, и 6 была вычислена путем линейной аппроксимации: $22.4^{+1.0}_{-0.9}$ К. Температура возбуждения «хвоста» переходов с высокими J равна 187^{+25}_{-19} К (рисунок 3.6). Для определения общей лучевой концентрации необходима оценка лучевой концентрации в т.ч. и переходов, не видимых в спектре. Это выполняется путем аппроксимации наблюдаемых средних лучевых концентраций аналитической формулой:

$$\ln \frac{N_{col}(J)}{2J+1} = a \exp(-E(J)/b) + c + d E(J) \quad (3.1)$$

где E – энергия возбуждения уровня J ; a, b, c, d – свободные параметры. Используя это приближение, мы вычислили общую лучевую концентрацию C_3 $N_{col} = (6.61 \pm 0.19) \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$ для взвешенной средней лучевой концентрации всех полос (см. последнюю строку в таблице 17).

Наши наблюдения также позволяют получить лучевую концентрацию молекулы CN по низшим переходам полос Q и R фиолетовой полосы $B - X$ с длинами волн 3886.409 и 3890.217 \AA в оптически тонком приближении. Лучевая концентрация молекулы CN^+ оценивалась по линии 3597 \AA полосы $A-X (1,0)$. Результаты расчетов лучевой концентрации CN и CN^+ приведены в таблице 18.

Roueff et al. (2002; см. также Welty et al. 2013) представили модель возбуждения C_3 в облаке в направлении на HD 210121. Интересным аспектом их подхода было включение процессов разрушения и образования молекулы C_3 с учетом короткого времени жизни молекулы в типичных диффузных облаках. Как следствие, начальная заселенность высших вращательных уровней в процессе образования может незначительно измениться в результате столкновений до того, как молекула будет разрушена в результате фотодиссоциации. Для количественной оценки распределения населенности по уровням были сделаны два грубых приближения. Во-первых, предполагалось, что скорость разрушения C_3 одинакова в каждом энергетическом состоянии. Во-вторых, предполагается, что C_3 образуется во вращательных состояниях, соответствующих распределению Больцмана, характеризуемому температурой образования T_f .

Для анализа наших данных мы выполнили расчеты по методу Roueff et al. (2002) с некоторыми изменениями параметров, как это показано ниже. Расчеты выполнялись с использованием кода RADEX (Van der Tak 2007) с незначительными изменениями для учета дополнительных условия образования/разрушения молекул в уравнении статистического равновесия.

Для достижения хорошего согласия с наблюдениями мы построили семейство простых однопараметрических моделей с вариацией плотности газа, принятый как состоящий из молекулярного водорода. Плотность $n(\text{H}_2)$ варьировалась в диапазоне $400\text{--}5000 \text{ см}^{-3}$. Верхняя

граница в 5000 cm^{-3} выбрана по физическим соображениям как величина, значительно превышающая плотность газа в направлении на звезду HD 169454. Действительно, как следует из моделей, описывающих возбуждение C_2 (Kazmierczak et al. 2010a; Casu & Cecchi-Pestellini 2012) концентрация в этом направлении оценивается как $n(\text{H}_2) = 350\text{--}500 \text{ cm}^{-3}$.

Модели также характеризуются следующими параметрами: кинетическая температура газа T_k , температура образования молекул T_f , темп диссоциации молекул C_3 D (частиц в секунду). Лучшая аппроксимация для фиксированных значений плотности $n(\text{H}_2)$ описывается следующим набором величин ($n(\text{H}_2)$, T_k , D): (400 cm^{-3} , 12 К, $0.5 \times 10^{-9} \text{ s}^{-1}$), (500 cm^{-3} , 13 К, $0.6 \times 10^{-9} \text{ s}^{-1}$), (1000 cm^{-3} , 16 К, $1 \times 10^{-9} \text{ s}^{-1}$), и (5000 cm^{-3} , 18 К, $5 \times 10^{-9} \text{ s}^{-1}$). Температура образования молекул T_f не определяется однозначным образом и может меняться в диапазоне от 150 до 750 К, с наиболее вероятным значением 300 К. Мы оценили величину неопределенности кинетической температуры в 2 К и неопределенность темпа диссоциации в 30 %. Для высоких плотностей газа $n(\text{H}_2) > 1000 \text{ cm}^{-3}$ обнаружена зависимость распределения населенности от отношения темпа столкновений к темпу диссоциации, $n(\text{H}_2)q_{ul}/D$, где q_{ul} коэффициент отношения. Пример модели для $n(\text{H}_2) = 1000 \text{ cm}^{-3}$ показан красной линией на рисунке 3.6.

Ben Abdallah et al. (2008) вычислили темп ударного взаимодействия молекул C_3 с гелием для нижних вращательных уровней $J = 0\text{--}10$ при температуре газа от 5 до 15 К. В нашей модели, на втором этапе вычислений, для учета столкновений с молекулой H_2 вместо гелия, коэффициент отношения q_{ul} был установлен в 1.38. Де-возбуждение с более высоких уровней учитывалось, начиная с вращательного уровня $J = 10$. Темп ударного де-возбуждения вращательных уровней основного колебательного состояния на порядок превышает значение $q_{ul} = 2 \times 10^{-11} \text{ cm}^3 \text{ s}^{-1}$, принятое Roueff et al. (2002). В результате модели с «новым» значением темпа столкновений требуют гораздо более высокой скорости диссоциации для соответствия наблюдаемым лучевым концентрациям. Это показано на двух примерах моделей, характеризующихся набором параметров ($n(\text{H}_2)$, T_k , D): (500 cm^{-3} , 18 К, $12 \times 10^{-9} \text{ s}^{-1}$) и (1000 cm^{-3} , 18 К, $24 \times 10^{-9} \text{ s}^{-1}$). Также в этом наборе моделей возможен широкий диапазон температур образования молекул T_f от 150 до 750 К с наибольшей вероятностью ~ 250 К. В большом диапазоне плотностей температура газа практически постоянна и составляет 18 К с неопределенностью 3 К. Пример модели с $n(\text{H}_2) = 500 \text{ cm}^{-3}$, показан на рисунке 3.6 синей линией. Даже если наш коэффициент 1.38, использованный для учета молекул H_2 вместо гелия не точен, модель с учетом столкновений только с гелием (20 процентов от количества молекулярного водорода) требует увеличения скорости разрушения D более чем в 2 раза по сравнению с таковой в исходной модели Roueff et al. (2002). Представленные модели не могут однозначно определить ни плотность газа, ни темп разрушения молекул C_3 , ни температуру образования молекул без принятия дополнительных допущений для этих параметров. Первый набор моделей возбуждения требует, чтобы $n(\text{H}_2)$ было выше 2000 cm^{-3}

³, чтобы обеспечить кинетическую температуру газа T_k , соответствующую температуре возбуждения T_{exc} , которая в нашем случае равна 22 К (см. линию, аппроксимирующую нижние вращательные уровни на графике Больцмана – рисунок 3.6).

Второй набор моделей не позволяет накладывать подобные ограничения на плотность. Если разрушение C_3 происходит преимущественно за счет фотодиссоциации, то темп фотодиссоциации в радиационном поле, определенный Draine (1978), составляет $5 \times 10^{-9} \text{ c}^{-1}$ (van Dishoeck 1988). Если предположить, что центр облака при полном поглощении $A_V = 2.8 - 3.4$ (см. ниже) пронизан соответствующим полем излучения и, что в УФ-диапазоне поглощение вдвое выше, чем в видимом диапазоне, темп разрушения получается лишь 0.5×10^{-9} . Следовательно, поле излучения должно быть существенно сильнее, чтобы объяснить результаты моделей с темпом столкновений согласно Ben Abdallah et al. (2008). Другая возможность, которую мы не исследовали, заключается в том, что решающее значение имеют другие процессы диссоциации C_3 . Очевидно, что необходимы более детальные исследования темпа столкновений, прежде чем можно будет уверенно определить физические условия образования молекулярного газа C_3 в количестве, соответствующем наблюдениям.

С момента первого обнаружения C_3 в диффузных облаках Maier et al. (2001) точность оценки содержания молекулы невысока из-за недостаточного отношения сигнал/шум астрономических данных. Оценки лучевой концентрации C_3 в HD 169454 суммированы в таблице 18. Ádámkóvics et al. (2003) смогли оценить населенность только пяти вращательных уровней до $J = 8$. Oka et al. (2003) оценили лучевую концентрацию по профилю неразрешенной бленды нескольких линий полосы Q. В нашей работе представлен анализ разрешенных отдельных переходов в полосе $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ 000–000 и впервые получены данные для дополнительных колебательных полос, что в совокупности позволило получить точные значения лучевой концентрации C_3 . Образование C_3 в диффузных облаках тесно связано с двумя другими молекулами, обычно наблюдаемыми в оптическом диапазоне, C_2 и CN (см., например, Oka et al. 2003). Отметим, что кинетическая температура молекулы C_2 аналогична таковой для молекулы C_3 .

Лучевая концентрация C_2 в направлении на HD 169454 анализировалась ранее: Kaźmierczak et al. (2010) получили $N_{col}(C_2) = 10^{13} \text{ cm}^{-2}$ и температуру газа 19 К. Casu & Cecchi-Pestellini (2012) модифицировали модель возбуждения C_2 , предложенную van Dishoeck & Black (1982), и на основе данных о темпе столкновений Najjar et al. (2008) предположили, что это диффузное облако состоит из двух компонентов. На основе данных наблюдений C_2 Kaźmierczak et al. (2010) Casu & Cecchi-Pestellini (2012) идентифицировали плотный компонент с $n(H_2) = 500 \text{ cm}^{-3}$ с кинетической температурой 20 К и более диффузный компонент 50 cm^{-3} с температурой 100 К, приняв интенсивность фонового галактического излучения из van Dishoeck & Black (1982).

Эти параметры более плотного компонента почти не отличаются от результатов Kaźmierczak et al. (2010), $n_{\text{tot}} = 330 \text{ см}^{-3}$ и $T_k = 19 \text{ К}$, которые использовали модель van Dishoeck & Black (1982).

Лучевая концентрация молекулы CN по сильной линии 4300 \AA в направлении на HD 169454 оценивалась, например, Jannuzi et al. (1988) – см. таблицу 18. Мы определили лучевую концентрацию CN по более слабой системе В-Х, где эффектом насыщения можно пренебречь. Наш результат согласуется с результатом Januzzi (1988), но за счет высокого качества спектра уровень неопределенности оценки намного ниже – см. таблицу 18.

Лучевая концентрация молекулярного водорода в направлении на HD 169454 никогда не определялась напрямую. Мы оценили $N(\text{H}_2)$ как $8 \times 10^{20} \text{ см}^{-2}$ косвенно, из корреляции H_2 с CN, используя соотношение, найденное нами в Weselak et al. (2004). Лучевая концентрация $N(\text{C}_3) = 6.6 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$, тогда относительное содержание C_3 к молекулярному водороду составляет $\text{C}_3/\text{H}_2 = 8.2 \times 10^{-9}$.

Вычисленная нами кинетическая температура C_3 , равная $22 \pm 1 \text{ К}$ для HD 169454, хорошо согласуется со значением $19 \pm 2 \text{ К}$, полученным для C_2 в этом же объекте (Kaźmierczak et al. 2010a). Модели возбуждения для C_3 (Roueff et al. 2002) и для C_2 (van Dishoeck & Black, 1982) предполагают, что самые низкие вращательные уровни, по которым определяется температура возбуждения, близки к тепловым. Это говорит о том, что температура газа обеих молекул должна быть примерно одинаковой, т.е. $21 \pm 2 \text{ К}$. Это значение температуры близко к полученному в детальных моделях диффузных молекулярных облаков, включающих процессы на пылинках (Hollenbach et al. 2009). При $A_V = 1.7$ кинетическая температура газа при $n = 10^3 \text{ см}^{-3}$ и поле излучения $G_0 = 1$ (G_0 — интенсивность поля, окружающего УФ-излучения, нормированная на значение Draine (1978) для Млечного Пути) находится в диапазоне от 15 до 20 К (см. рисунок 11 в Hollenbach et al. 2009) и аналогично для $n = 10^4 \text{ см}^{-3}$ и $G_0=10$ (см. рисунок 7 в Hollenbach et al. 2009). Как уже было отмечено выше, Crawford (1997) исследовал линии C_2 и CN (а также CN) со сверхвысоким разрешением в направлении HD 169454 и, обнаружил в линиях C_2 две разделенные на $0.7 \pm 0.1 \text{ км/с}$ компоненты. Возможное наличие нескольких облаков на луче зрения не ухудшает полученные результаты, поскольку линии оптически тонкие, а условия возбуждения и плотности газа, полученные Crawford (1997), почти не отличаются.

Данные наблюдений дают возможность проанализировать химическое содержание коротких углеродных цепочек в облаке на луче зрения в направлении звезды HD 169454. Такая модель была представлена в обширном анализе Jannuzi et al. (1988). Мы использовали код Meudon PDR (Le Petit et al. 2006) для расчета химического состава плоскопараллельного облака, облученного средним галактическим фоновым радиационным полем.

HD 169454 — звезда B1 Ia (Mendoza, 1958) с $B - V$, определенным как 0.90 (Ferne, 1983). Это соответствует $E(B - V) = 1.09$ согласно Paraj et al. (1993). Принимая типичное отношение межзвездного поглощения к показателю цвета $R = A_{V,tot}/E(B-V) = 3.1$, мы находим, что $A_{V,tot} = 3.4$.

В модели используется стандартная средняя кривая экстинкции Галактики (Fitzpatrick & Massa, 1990), которая мало отличается от кривой экстинкции в направлении на HD 169454 (Wegner, 2002). Далее предполагаем, что полупрозрачное облако облучается с обеих сторон полем далекого ультрафиолета. Результирующее поле в центральной части облака общей толщиной $A_{V,tot}$ уменьшается в два раза. В случае асимметричного освещения или особого расположения облака на луче зрения A_V оно может быть еще меньше.

Мы провели расчет для одиночного облака общей плотностью 500 cm^{-3} и температурой газа 20 К, освещенного полем излучения, усиленным в 4 раза по сравнению со стандартным значением Draine (1978), т.е. $G_0=4$. Результаты показаны на рисунке 3.7. С этими параметрами мы воспроизводим наблюдаемое соотношение численности $C_2/C_3 \sim 10$ для $A_V = 2.36$. Прогноз содержания C_4 при этом значении A_V на два порядка ниже, чем содержание C_3 , что позволяет предположить, что необходимы дополнительные наблюдательные усилия для обнаружения C_4 в полупрозрачных облаках.

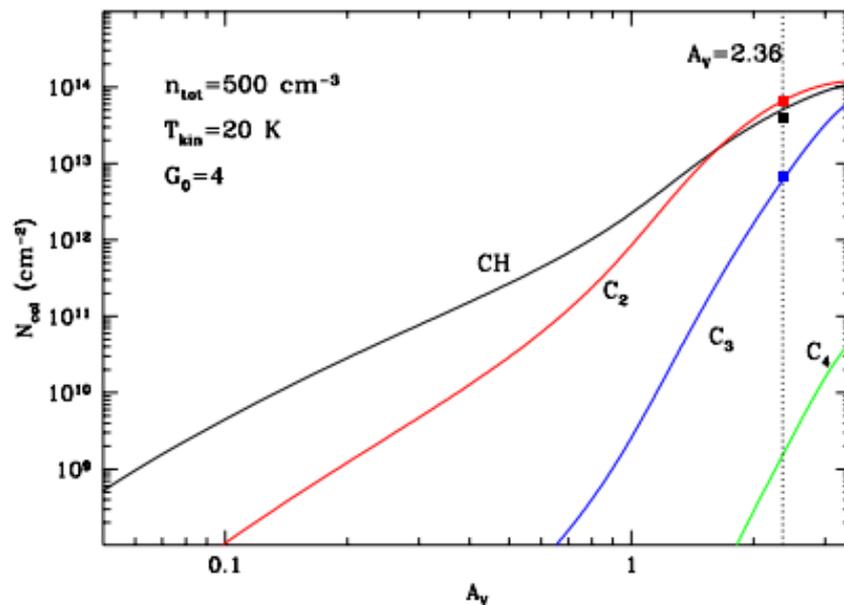


Рисунок 3.7. Содержание молекул CH , C_2 , C_3 и C_4 в зависимости от общего поглощения A_V согласно модельным расчетам.

Расчитанное содержание CH несколько превышает наблюдаемое. Полагая, что оптическое поглощение A_V может быть ниже значения, оцененного из $E(B - V)$, хорошее согласие с наблюдениями может быть достигнуто и для других комбинаций A_V и G_0 : например $A_V = 1.86$ и $G_0 = 2$, $A_V = 2.66$ и $G_0 = 6$. Сделать разумные предположения о внутренней структуре

любого межзвездного облака — сложная задача. Облака, вероятно, неоднородны и асимметрично облучены соседними звездами. Другая проблема – содержание пыли. Как показали Krelowski & Strobel (2012), соотношение содержания простых радикалов CH и CN зависит от формы кривой экстинкции. Как иллюстрация сильной связи между содержанием молекул и поглощением в дальнем УФ-диапазоне, на рисунке 3.8 показаны спектры двух звезд, имеющих практически одинаковое покраснение, но совершенно разные спектры молекулы C₂. Видно, что содержание C₂ в диффузном облаке в направлении на HD 147165 ничтожно. В этом направлении кривая экстинкции показывает очень слабое поглощение в дальнем УФ-диапазоне, тогда как в облаке в направлении на HD 210121 это поглощение очень велико – см. кривые экстинкции на рисунках 4.20 и 4.31 обзора Fitzpatrick & Massa (2007).

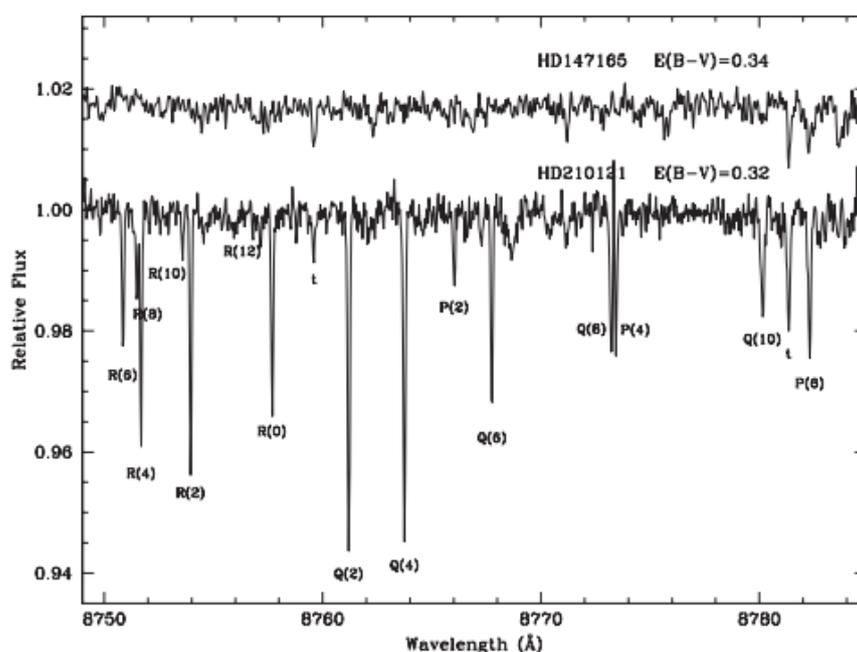


Рисунок 3.8. Полоса Филлипса (2,0) молекулы C₂ в спектрах HD 210121 и HD 147165 с одинаковыми избытками цвета E(B – V) и разным содержанием C₂.

3.2 Молекула OH⁺ в полупрозрачных межзвездных облаках: обнаружение «новых» электронных переходов

Катион гидроксила OH⁺ играет важную роль в химических процессах в газовой фазе межзвездной среды (МЗС), в частности, в схеме образования молекул воды. Астрохимические модели (см., например, обзоры van Dishoeck et al. (2013) и Tielens (2013) и ссылки в них) позволяют предположить, что образование воды в газовой фазе в диффузной МЗС происходит посредством ионно-нейтральных реакций, начиная с образования OH⁺. Этот ион также был предложен в качестве важного диагностического инструмента для определения параметра

ионизации космических лучей в диффузных/полупрозрачных облаках (Gerin et al. 2010; Neufeld et al. 2010; Hollenbach et al. 2012). Обнаружение этого иона в космосе было реализовано в рамках эксперимента Atacama Pathfinder Experiment (Wyrowski et al. 2010), с помощью прибора NIFI на борту космической обсерватории Гершель (Gerin et al. 2010; Neufeld et al. 2010) в субмиллиметровом диапазоне. Нам, в свою очередь, удалось обнаружить OH^+ в оптике, в ближнем ультрафиолете, с помощью спектрографа UVES (Krełowski et al. 2010).

OH^+ также был обнаружен в эмиссии с помощью прибора NIFI/Herschel (см., например, Barlow et al. 2013; van der Tak et al. 2013). Эти наблюдения были использованы для определения параметра ионизации и для оценки содержания кислорода в МЗС (Hollenbach et al. 2012; Indriolo et al. 2012, 2015; van der Tak et al. 2013; Porras et al. 2014).

До публикации нашего исследования (Zhao et al. 2014) OH^+ наблюдалась в ближней УФ-области как единственная слабая линия поглощения на 3583.76 \AA с центральной глубиной менее двух процентов (Krełowski et al. 2010; Gredel et al. 2011; Porras et al. 2014).

В работе Zhao et al. (2014) мы сообщили об обнаружении семи линий поглощения OH^+ полос $\text{A}^3\Pi - \text{X}^3\Sigma^- (0, 0)$ и $(1, 0)$ в спектрах четырех сильно покрасневших звезд CD -32 4348, HD 63804, HD 78344 и HD 80077. Во всех четырех спектрах дублет Na I на $\sim 3302 \text{ \AA}$ и дублет K I на 4044.142 и 4047.213 \AA не показывают доплеровского расщепления. Шкала длин волн каждого спектра корректировалась в межзвездную с использованием дублета Na I на $\sim 3302 \text{ \AA}$.

Merer et al. (1975) изучили ближние УФ-спектры электронной переходной системы $\text{A}^3\Pi - \text{X}^3\Sigma^- \text{OH}^+$ с высоким разрешением в лаборатории и определили точные молекулярные константы. В таблице 19 мы собрали информацию о длине волны электронных переходов с нижнего основного состояния уровня $N = 0$ в полосах $(0, 0)$ и $(1, 0)$, измеренные Merer et al. (1975). Абсолютная точность длин волн оценивается лучше, чем 0.01 \AA .

Porras et al. (2014) показали, что силы осцилляторов перехода $\text{A}^3\Pi - \text{X}^3\Sigma^-$, рассчитанные de Almeida & Singh (1981), завышены, и рекомендовали значение $f = 0.00114$ для линии ${}^1R_{11}(0)$ на 3583.76 \AA , что почти в три раза меньше, чем у de Almeida & Singh (1981). Учитывая такой разброс данных, мы вычислили силы осцилляторов линий поглощения OH^+ (указаны в таблице 19) с помощью программы Pgopher (<https://pgopher.chm.bris.ac.uk/>). Как видно из таблицы 19, наше значение для линии ${}^1R_{11}(0)$ на 3583.76 \AA ($f = 0,00102$) хорошо согласуется с результатом Porras et al. (2014).

На рисунке 3.9 показаны спектры четырех сильно покрасневших звезд (таблица 20) в двух диапазонах длин волн, соответствующих полосам $\text{OH}^+ \text{A}^3\Pi - \text{X}^3\Sigma^- (0, 0)$ и $(1, 0)$ соответственно. Также, видно, что в дополнение к ранее известной линии 3583.76 \AA (Krełowski et al. 2010) видна линия $\text{OH}^+ 3572.65 \text{ \AA}$ которая может быть измерена во всех четырех спектрах. Еще пять линий OH^+ на 3566.45 , 3565.34 , 3559.81 , 3346.96 и 3337.36 \AA видны в спектрах CD-32 4348 и HD 63804.

Для уверенного выделения слабых линий поглощения четыре спектра усреднены для получения более высокого соотношения сигнал/шум (см. рисунок 3.9). Эквивалентные ширины линий в отдельных спектрах приведены в таблице 20. В таблице 20 также указаны линии, которые находятся на уровне предела обнаружения в спектрах HD 78344 и HD 80077.

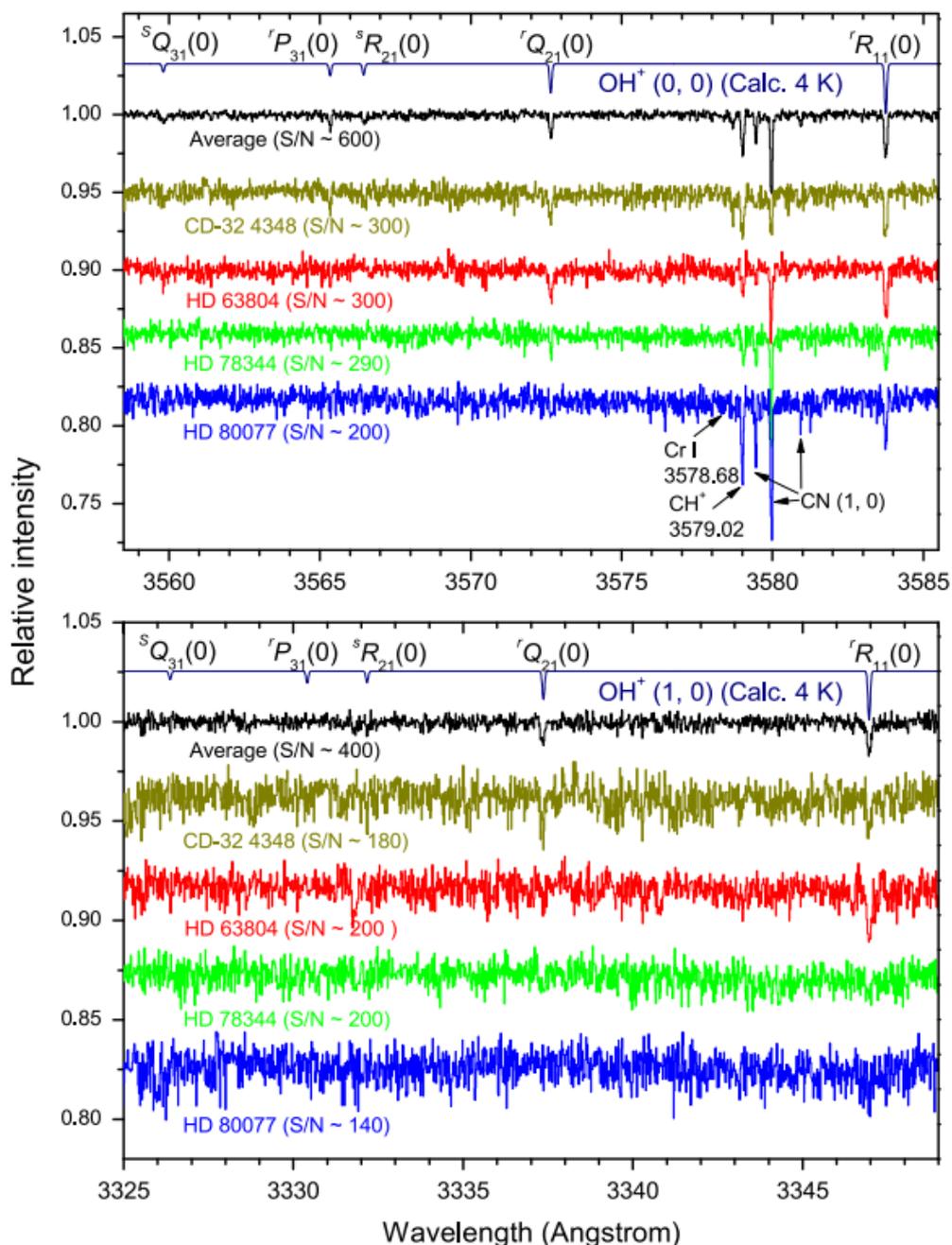


Рисунок 3.9. Спектры полос $\text{OH}^+ \text{A}^3\Pi - \text{X}^3\Sigma^- (0, 0)$ и $(1, 0)$. На каждом графике сверху вниз: расчетный спектр для 4 К, усредненный спектр, затем спектры покрасневших звезд по отдельности. Спектры звезд нормированы на псевдоконтинуум, т. е. исключены все широкие детали, включая звездные линии. На верхнем графике отмечены узкие межзвездные линии CH^+ , Cr I и CN .

Следует отметить, что линии 3572.65 Å и 3346.96 Å, идентифицированные нами как линии поглощения OH⁺, уже были обнаружены (но не идентифицированы!) в работе Bhatt & Cami (2015). Авторы использовали усредненный спектр большого количества архивных данных UVES 8-м телескопа VLT.

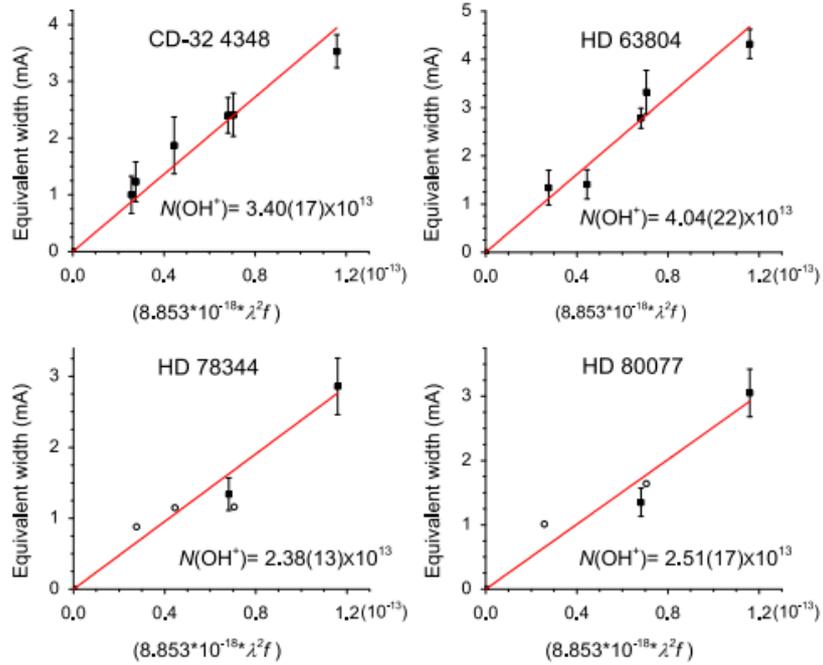


Рисунок 3.10. Взвешенная линейная аппроксимация эквивалентных ширин для определения лучевой концентрации OH⁺. Незакрашенные кружки означают неуверенное измерение (верхний предел), не включенное в аппроксимацию.

Поскольку все наблюдаемые переходы (таблица 20) начинаются с одного и того же уровня основного состояния $N = 0$, мы определили лучевую концентрацию $N(\text{OH}^+)$ путем линейной аппроксимации эквивалентных ширин EW_λ как функции от $\lambda^2 f$, используя уравнение:

$$EW_\lambda = 8.853 \times 10^{-18} * N(\text{OH}^+) * (\lambda^2 f) \quad (3.1)$$

где $N(\text{OH}^+)$ в cm^{-2} , EW_λ в $\text{m}\text{\AA}$, и λ в Å. На рисунке 3.10 показан результат аппроксимации для всех 4 объектов. Такой подход позволил нам определить лучевую концентрацию OH⁺ более точно, чем оценка только по одной линии 3583.76 Å. Результаты вычислений лучевой концентрации приведены в таблице 20. С помощью этих данных можно вычислить параметр ионизации космическими лучами ζ_p с использованием приблизительной оценки согласно уравнению (Porrás et al. 2014):

$$\zeta_p \approx 1.33 \times 10^{-8} * N(\text{OH}^+) / N(\text{H}) \quad (3.2)$$

для типичных физических условий в облаках, со средним уровнем УФ-излучения где $\chi = 1$ и $n(\text{H}) = 100 \text{ cm}^{-3}$ -- точно, как в Hollenbach et al. (2012), где $\chi = 1$ соответствует $G_0 = 1.7$ в единицах Tielens & Hollenbach (1985), основанных на локальном межзвездном поле согласно

Habing (1968). Как и в Porras et al. (2014), полная лучевая концентрация $N(H) = N(H\ I) + 2 \cdot N(H_2)$ в уравнении (3.2) оценивается для каждого объекта по лучевой концентрации калия $N(K\ I)$ с использованием соотношения, описанного Welty & Hobbs (2001). Мы измерили лучевую концентрацию $N(K\ I)$, используя линии дублета калия 4044.142 и 4047.213 Å, измеренные в наших спектрах. Полученные значения $N(K\ I)$ приведены в таблице 20. Важно отметить, что эта процедура может в два раза увеличить неопределенность в расчетных значениях $N(H)$ (см. рисунок 17 в Welty & Hobbs, 2001). Тем не менее, с помощью этой процедуры получаются очень близкие для разных объектов значения $\zeta_p \approx 1.0 \pm 0.2 \times 10^{-16} \text{ c}^{-1}$ (см. таблицу 20).

Эти значения ζ_p хорошо согласуются с более детальной моделью Hollenbach et al. (2012) где было показано, что $N(OH^+)$ приближается к насыщению, когда полное оптическое поглощение в облаке $A_{v,t} \geq 1.0$ и, в этом случае значение $N(OH^+)$ в основном зависит от ζ_p/n_2 (безразмерный параметр $n_2 = n(H)/100 \text{ cm}^{-3}$). Если использовать $E(B - V)$ наших объектов (таблица 20) и среднее для Галактики значение $R = 3.1$, мы обнаруживаем, что во всех случаях $A_{v,t} > 3.0$. Затем, используя графики 10 и 11 из работы Hollenbach et al. (2012) и полученные нами значения $N(OH^+)$, получаем типичное значение $\zeta_p \approx 1.1 \pm 0.3 \times 10^{-16} \text{ c}^{-1}$, что хорошо согласуется со значениями, приведенными в таблице 20. Наша оценка значения ζ_p основана на предположении о наличии лишь одного облака на луче зрения. Однако ширина линии поглощения OH^+ во всех четырех спектрах $\sim 10 \text{ km/s}$ (это значительно превышает разрешение анализируемых спектров UVES) позволяет предположить, что наличие нескольких облаков вдоль луча зрения не может быть исключено. Поэтому, а также из-за возможного изменения предполагаемых параметров χ и $n(H)$ ошибка оценки значения ζ_p на самом деле может быть больше. Тем не менее, наши результаты находятся в согласии с вычислениями ζ_p , полученными для других межзвездных облаков другими авторами. Например, Neufeld et al. (2010); Indriolo et al. (2012, 2015) получили ζ_p в диапазоне $\sim 0.6 - 3.5 \times 10^{-16} \text{ c}^{-1}$ по данным наблюдений OH^+ с помощью прибора NIFI (The Heterodyne Instrument for the Far-Infrared). Le Petit et al. (2004); Indriolo et al. (2007); Indriolo & McCall (2012) исследовали H_3^+ в различных MC облаках и получили параметр ионизации в диапазоне $\sim 0.3 - 4.4 \times 10^{-16} \text{ c}^{-1}$.

3.3. Связь межзвездной молекулы OH с некоторыми другими простыми молекулами

Межзвездная молекула OH была впервые обнаружена в радиодиапазоне, на длине волны 18 см (Weinreb et al. 1963); позже ее электронные переходы были идентифицированы в ультрафиолетовых спектрах шести ярких OB-звезд HD: 149757, 23180, 24398, 27778, 154368 и 34078 (Chaffee & Lutz 1977; Felenbok & Roueff 1996; Spaans et al. 1998; Boissé et al. 2005). Две линии полосы $A_2\Sigma^+ - X_2\Pi_i$ на длинах волн ~ 3078 и $\sim 3082 \text{ Å}$ доступны наземным обсерваториям,

тогда как линии $D_2\Sigma$ — $X_2\Pi_i$ на ~ 1222 Å доступны только космическим приборам и были зарегистрированы спутником Copernicus OAO-3 (Snow 1976). Эти результаты позволили определить лучевую концентрацию OH в направлении на вышеуказанные объекты. Повторный анализ, с уточненными силами осцилляторов был выполнен Rouef (1996).

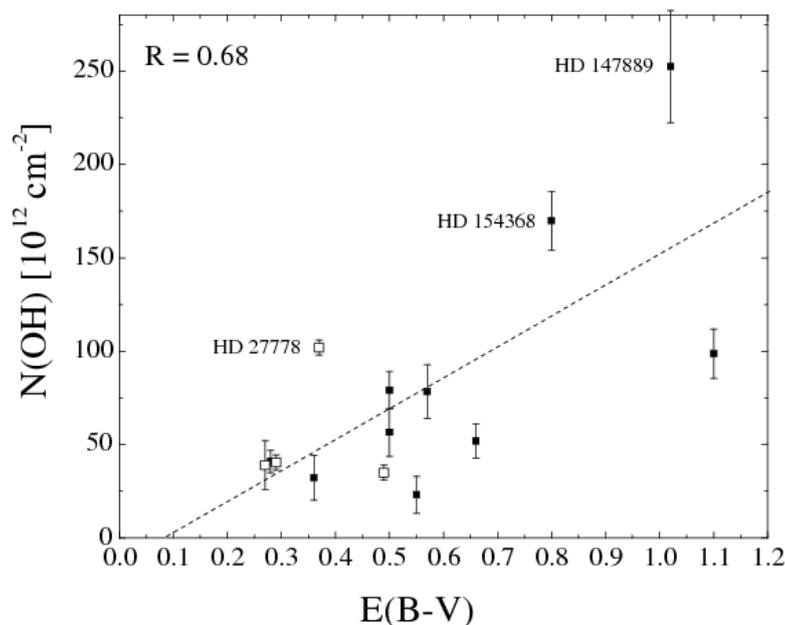


Рисунок 3.11. Связь между лучевой концентрацией молекулы OH и межзвездным покраснением $E(B-V)$. Молекула OH, вероятно, не наблюдается при $E(B-V)$ ниже 0.08. Светлыми квадратами отмечены объекты с $N(OH)$ из литературы.

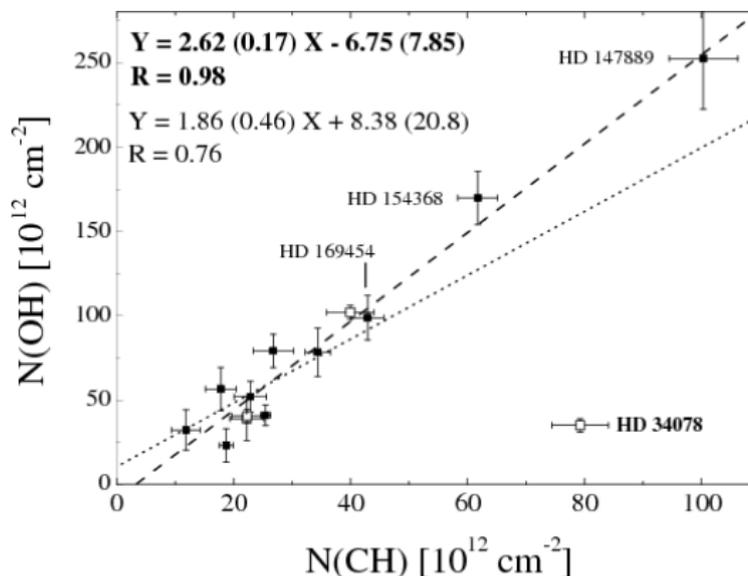


Рисунок 3.12. Сравнение лучевой концентрации молекул OH и CH. Закрашенные точки – наши определения содержания OH, светлые точки – литературные данные. Пунктирной линией представлена зависимость с исключением одной точки данных - HD 34078 (уравнение выделено жирным шрифтом). В этом случае коэффициент корреляции очень высокий и достигает 0.98. В скобках указана ошибка коэффициентов уравнения.

Нам удалось увеличить список объектов с измерениями линий OH ~ 3078 и ~ 3082 Å, доступных для наблюдений в оптическом диапазоне (Weselak et al. 2009). Для этого использовались спектры, полученные с помощью спектрографа UVES, установленного на 8-м телескопе UT2 обсерватории ESO Paranal. Также мы оценили уровень корреляции между эквивалентными ширинами линий молекулы OH и линиями молекул CH, CH⁺, CN. Результаты измерений показаны в Таблице 21.

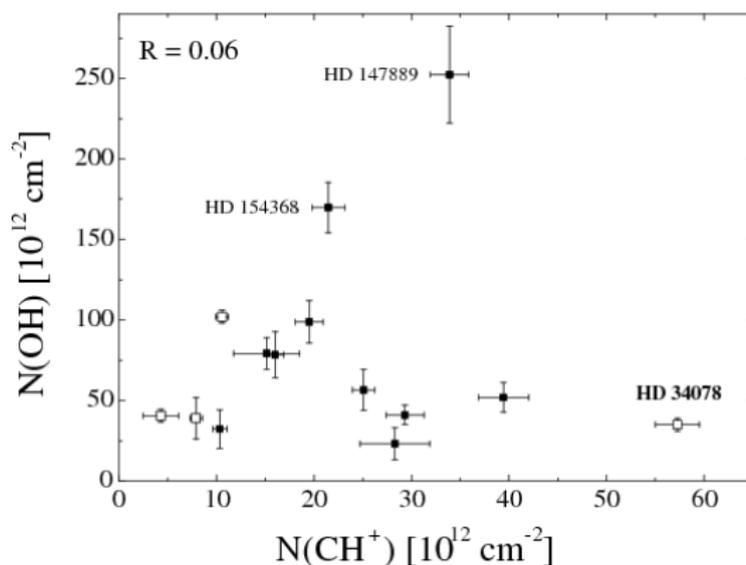


Рисунок 3.13. Отсутствие корреляции между лучевой концентрацией OH и CH⁺.

На рисунке 3.11 представлена зависимость лучевой концентрации молекулы OH от покраснения E(B-V). Коэффициент корреляции составляет всего 0.68. (Krelowski et al. 1999; Weselak et al. 2004). В случае связи лучевой концентрации молекулы H₂ с E(B-V) наблюдается резкий переход от малых значений к большим при E(B-V) = 0.08 (Savage et al. 1977), что связано с эффектом самоэкранирования молекулы H₂. Суть эффекта в том, что увеличивается оптическая толщина линий H₂, возбужденных проникающим в облако УФ излучением. В результате падает темп фотовозбуждения, что в свою очередь, вызывает снижение темпа фотодиссоциации (Draine & Bertoldi, 1996).

На рисунках 3.12, 3.13 показаны графики корреляции между лучевой концентрацией молекулы OH, полученной как сумма лучевой концентрации двух переходов на 3078 и 3082 Å, с молекулами CH и CH⁺. Как видно, корреляция между N(OH) и N(CH) почти абсолютная, за одним исключением: звезда HD 34078. Этот пекулярный объект является убегающей звездой, перемещающейся с большой скоростью сквозь межзвездные облака с образованием ударной волны по направлению движения. В спектре HD 34078 наблюдается высокое, относительно значения E(B-V), содержание молекул, в т.ч. CH и CH⁺ (Weselak et al. 2008, 2009). Кроме того, HD34078 является редким случаем объекта с наблюдаемой переменностью некоторых

межзвездных линий. В отличие от пары OH и CH, корреляция между лучевой концентрацией OH и катиона CH отсутствует ($R = 0.06$) как это показано рисунке 3.13.

Коэффициент корреляции между лучевыми концентрациями OH и CN по нашим данным равен 0.68, что близко к корреляции между молекулами CH и CN ($R = 0.63$, Weselak et al. 2008b). Подчеркнем еще раз, что OH коррелирует с CH так же тесно, как и H_2 (Mattila 1986; Weselak et al. 2004).

В 2010 году нам удалось увеличить выборку объектов с измеренной лучевой концентрацией OH до 16 звезд (Weselak et al. 2010). Для увеличенной выборки звезд коэффициент корреляции $N(OH)$ с $N(CH)$ достиг 0.99! Уравнение аппроксимирующей прямой:

$$N(OH) = 2.86 \pm 0.12 N(CH) - 11.41 \pm 4.73 \text{ (в } 10^{12} \text{ см}^{-2}\text{)}$$

практически идентично результату предыдущего исследования (Weselak et al. 2009) – см. уравнение, показанное жирным шрифтом на рисунке 3.12.

Таким образом, вероятно, можно утверждать, что межзвездные молекулы H_2 , CH и OH в полупрозрачных облаках тесно связаны. В то же время, $N(CH^+)$ и $N(CN)$ не коррелируют с лучевой концентрацией как H_2 , как и CH или OH.

3.4. Межзвездная молекула CH

Межзвездные линии молекулы CH были впервые отмечены в спектрах покрасневших OB-звезд как межзвездные линии неизвестного происхождения (Beals & Blanchet, 1938) и позже, идентифицированы McKellar (1940a, 1940b). Самая сильная межзвездная линия CH в оптическом диапазоне спектра находится на длине волны $\sim 4300 \text{ \AA}$, принадлежит переходу A-X (0, 0) и наиболее популярна при исследовании этой молекулы. Часто наблюдается также система B-X (0, 0) на $\sim 3886 \text{ \AA}$ (Herbig, 1968). Система C-X (0-0) на $\sim 3143 \text{ \AA}$ наблюдается реже, поскольку немногие спектрографы могут работать в этой области длин волн. Доказано, что содержание молекулы CH тесно коррелирует с содержанием молекулы H_2 (Federman 1982; Danks et al. 1984; Mattila 1986; Weselak et al. 2004), а также с содержанием OH (Weselak et al. 2009, 2010).

Лабораторный анализ систем CH A-X и B-X в эмиссии был выполнен в работах Mulliken (1927), Gerö (1941). Системы полос B-X и C-X измерены Herzberg & Johns (1960); см. также обзор Herzberg (1950). Детальное исследование молекулы CH было также представлено Lien (1984). Полоса CH B-X (1, 0) была измерена в лаборатории Gerö (1941), Brooks & Smith (1974), Brzozowski et al. (1976), Garland & Crosley (1985), Bernath et al. (1991), Kopa et al. (1996) и, наблюдалась в солнечном спектре на длине волны $\sim 3633 \text{ \AA}$ (см. Grevesse & Sauval 1973). О первом обнаружении полосы поглощения CH B-X (1, 0) межзвездного происхождения сообщил Meyer (1990), наблюдавший полосу в направлении на звезду HD 21483.

Полоса В-Х (1, 0), расположенная в области длин волн $\sim 3633 \text{ \AA}$, долгое время была малоизучена. Поэтому мы эмпирически уточнили длины волн и силы осцилляторов этой полосы (Weselak et al. 2011). Полоса В-Х (0, 0), расположенная на ~ 3886 и $\sim 3890 \text{ \AA}$ использовалась в качестве опорной (Lien 1984).

Используя отношение интенсивностей линий в системах СН В-Х (0, 0) и (1, 0), т.е. $3878/3627 = 3.70 \pm 0.16$, $3886/3633 = 3.43 \pm 0.14$, $3890/3636 = 3.47 \pm 0.15$, мы рассчитали силы осцилляторов полосы СН В-Х (1, 0), представленные в табл. 23. Они составляют 35 ± 3 , 104 ± 8 , 69 ± 5 (все значения $\times 10^{-5}$) для линий 3627 , 3633 и 3636 \AA полосы СН В-Х (1, 0) соответственно. Усредненное отношение интенсивностей линий в системах СН В-Х (0, 0) и (1, 0), равно 3.53 ± 0.26 . Полученная нами сила осцилляторов полосы СН В-Х (1,0) сравнима с теоретическим значением, рассчитанным Hinze et al. (1975): 0.00104 ± 0.00008 и 0.00118 соответственно. Отметим, что лабораторные оценки сил осцилляторов отдельных переходов полосы В-Х (1, 0), представленные в публикации Brooks & Smith (1974) сильно отличаются от наших значений: 7.5 , 23 и 15 (в 10^{-5}) и 35 , 104 и 69 (в 10^{-5}) соответственно. Корректность наших оценок сил осцилляторов подтверждается графиком на рисунке 3.14, где представлено сравнение лучевой концентрации для полос В-Х (0, 0) и (1, 0) (вычисленной с помощью определенных нами сил осцилляторов) с коэффициентом корреляции, равным 0.99 .

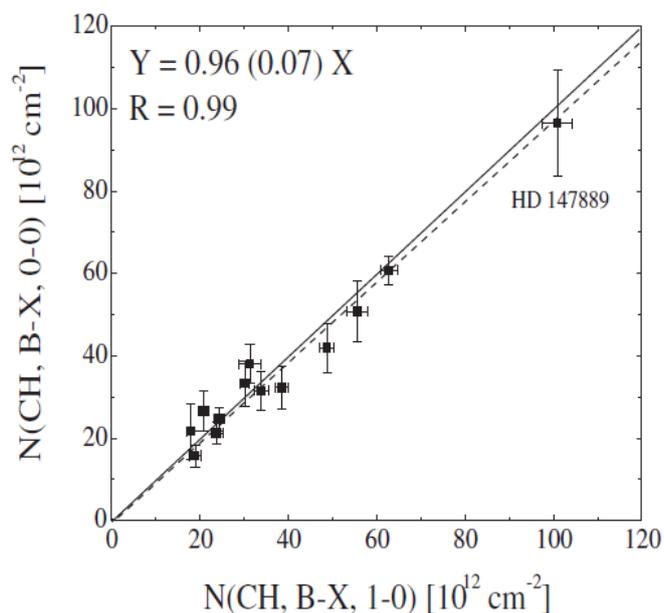


Рисунок 3.14. Сравнение лучевой концентрации, вычисленной для полос В-Х (0, 0) и (1, 0) межзвездной молекулы СН.

В следующей работе (Weselak et al. 2014) мы увеличили количество объектов с оценкой лучевой концентрацией полос А-Х и В-Х до 45 направлений (Таблица 25) с использованием спектров исключительно высокого качества ($S/N > 2000$). Полученный результат, подтвердил

корректность сил осцилляторов двух полос (см. рис 3.15). Для вычисления лучевой концентрации использовалась процедура, имплементированная в нашу систему обработки DECH (Galazutdinov, 2022).

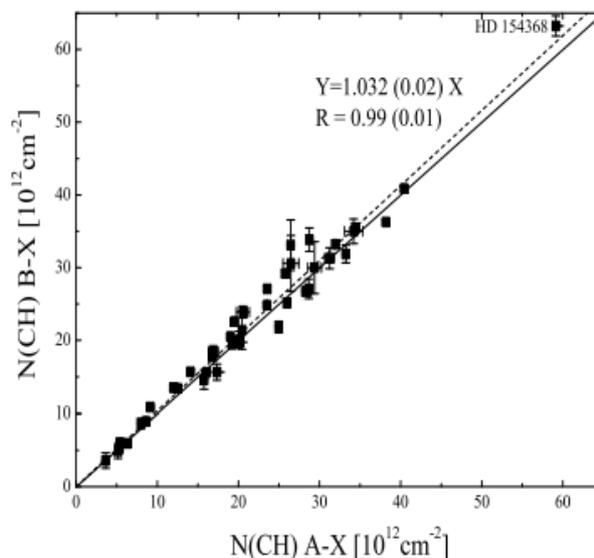


Рисунок 3.15. Сравнение лучевой концентрации, вычисленной для полос B-X (0, 0) и (1, 0) межзвездной молекулы CH. Отметим, что данные для двух пекулярных объектов (HD34078 и HD147889) не представлены на графике.

3.5. Межзвездная молекула CH⁺

Катион метилидина (CH⁺) был одной из первых молекул, открытых в межзвездной среде Douglas & Herzberg (1941), и с тех пор проблема его возникновения и существования в МЗС остается темой дискуссий астрофизиков (van Dishoeck & Black 1989; Gredel et al. 1993). Многие теоретические модели пытались воспроизвести лучевую концентрацию, превышающую 10^{12} cm^{-2} , наблюдаемую у многих покрасневших OB звезд (Black et al. 1975; Gredel et al. 1993). Молекулу CH⁺ сравнительно легко наблюдать из наземных обсерваторий, поскольку линии полос (0, 0) и (1, 0) системы A¹Π – X¹Σ⁺ находятся на доступных для оптических спектрографов длинах волн 3957 и 4232 Å. Ранние исследования линий этой молекулы показали, что есть линейная зависимости их интенсивности от содержания атомарного водорода (Federman, 1982). Однако, по результатам более поздних наблюдений, это не так (Weselak, 2020). Связь между содержанием молекул CH⁺ и CH показывает большой разброс (Gredel 1997), однако результат Gredel основан на относительно скудном наблюдательном материале и требует дальнейшего изучения.

Исследования молекулы CH⁺ с очень высоким спектральным разрешением (Crane et al. 1995; Crawford 1995; Pan et al. 2004a), достигающим 500000, показали сложную доплеровскую

структуру, наблюдаемую также в профилях молекулы CH, которая тесно связана с молекулярным водородом (Weselak et al. 2004).

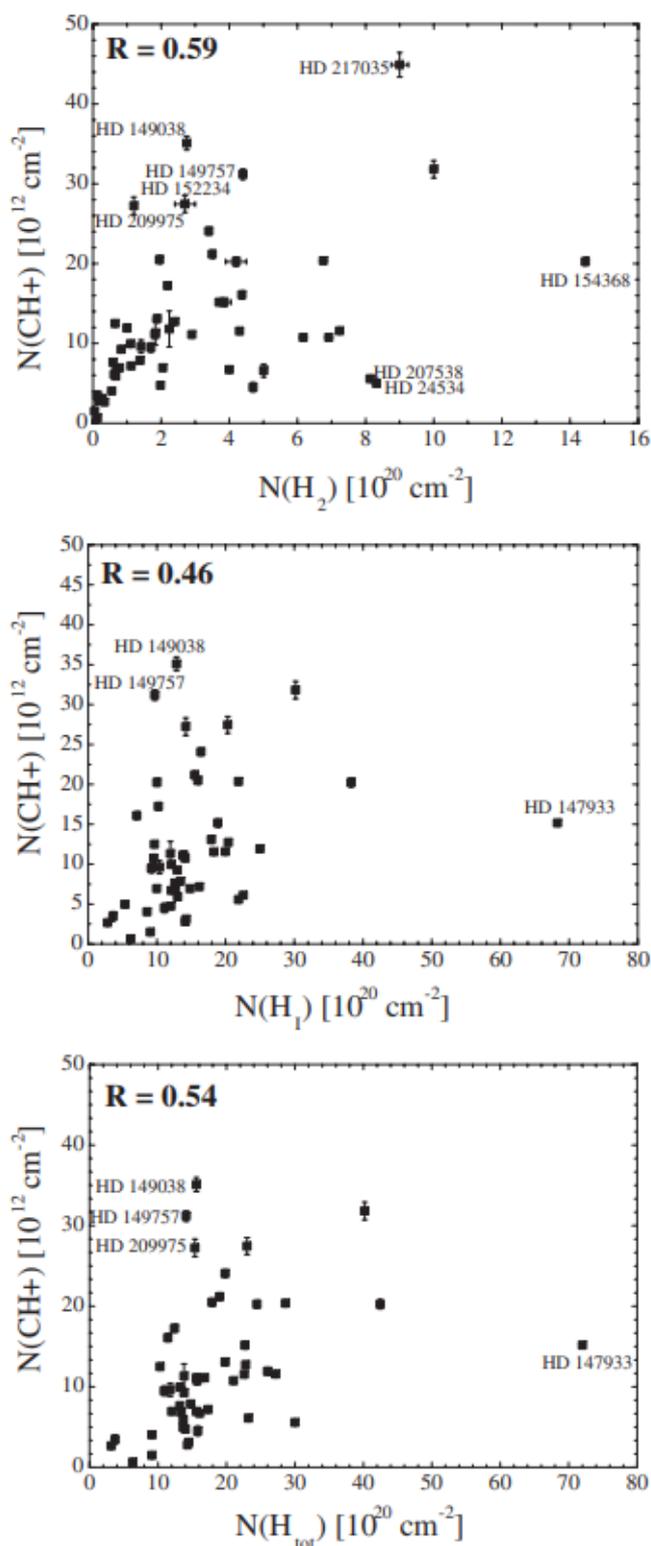


Рисунок 3.16. Сравнение лучевых концентраций молекулы CH⁺ и H₂ (вверху), H I (в середине) и H_{tot} – внизу. Коэффициент корреляции, равный 0.59, 0.46, 0.54 соответственно свидетельствует об отсутствии линейной связи между этими парами компонент МЗС.

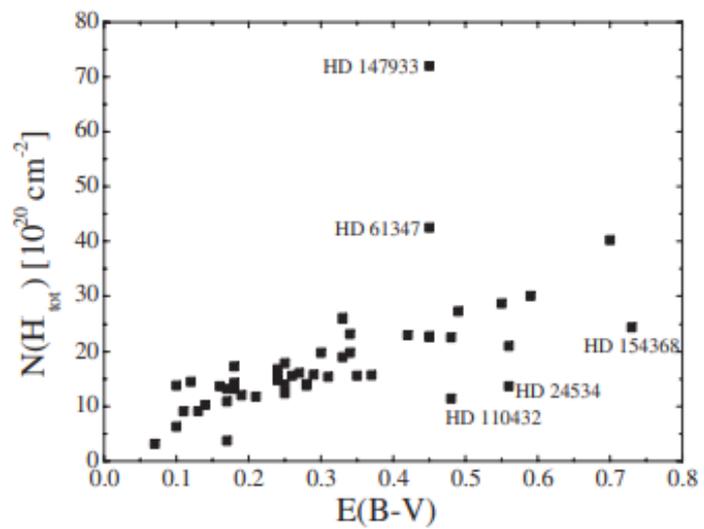
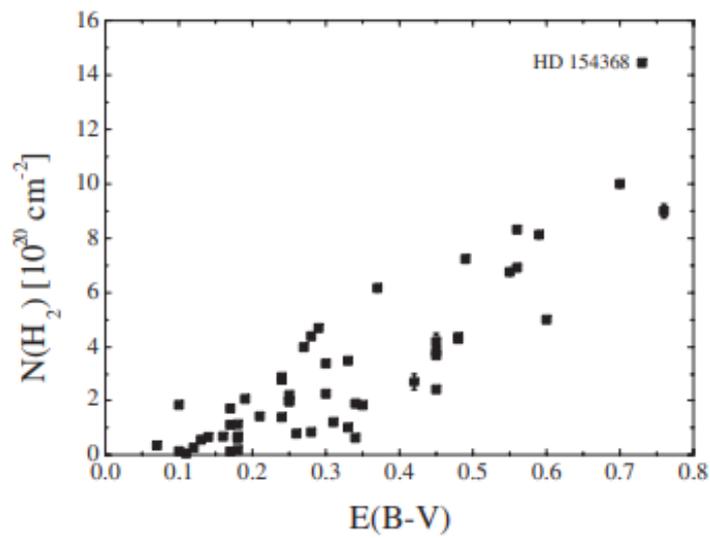
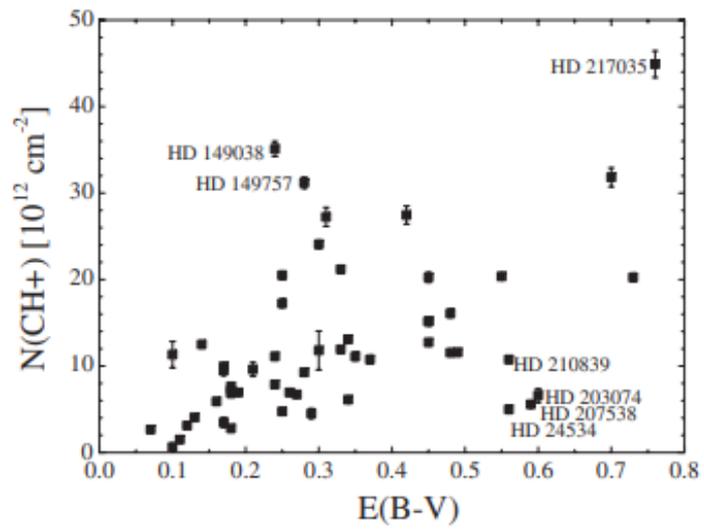


Рисунок 3.17. В отличие от $N(\text{CH}^+)$, водород, как атомарный, так и молекулярный демонстрирует относительно высокую корреляцию с межзвездным покраснением.

Эти данные очень высокого спектрального разрешения доказывают, что компоненты CH и CH^+ часто не совпадают. Известно, что содержание молекулы CH тесно связано с содержанием

молекул К I (Welty & Hobbs 2001), а доплеровские компоненты, наблюдаемые в профилях линий СН, в большинстве случаев также наблюдаются в профилях К I 7699 Å. Миссия спутника «Copernicus» показала относительно высокую лучевую концентрацию молекулы Н₂ в диффузных и полупрозрачных межзвездных облаках (Savage et al. 1977), превышающую 10¹⁹ см⁻² в направлении исследованных ОВ-звезд. Позже этот результат был подтвержден другими авторами на основе данных, полученных с помощью спутника FUSE (Rachford et al. 2002; Pan et al. 2004a; Burgh et al. 2007).

Falgarone et al. (2005) предположил наличие тесной связи между лучевыми концентрациями СН⁺ и общей лучевой концентрацией водорода (сумма атомной и молекулярной лучевой концентрации) – см. рисунок 2 в Falgarone et al. (2005). Вывод этих авторов основан на компиляции субмиллиметровых наблюдений молекулы СН⁺, которые в основном были взяты из литературы. В работе (Weselak et al. 2008) мы исследовали возможное наличие такой связи между N(СН⁺) и N(Н_{tot}) ≡ N(Н I + Н₂) используя однородную выборку данных: спектры с высоким спектральным разрешением и отношением S/N для 53 ОВ-звезд (см. таблицу 26).

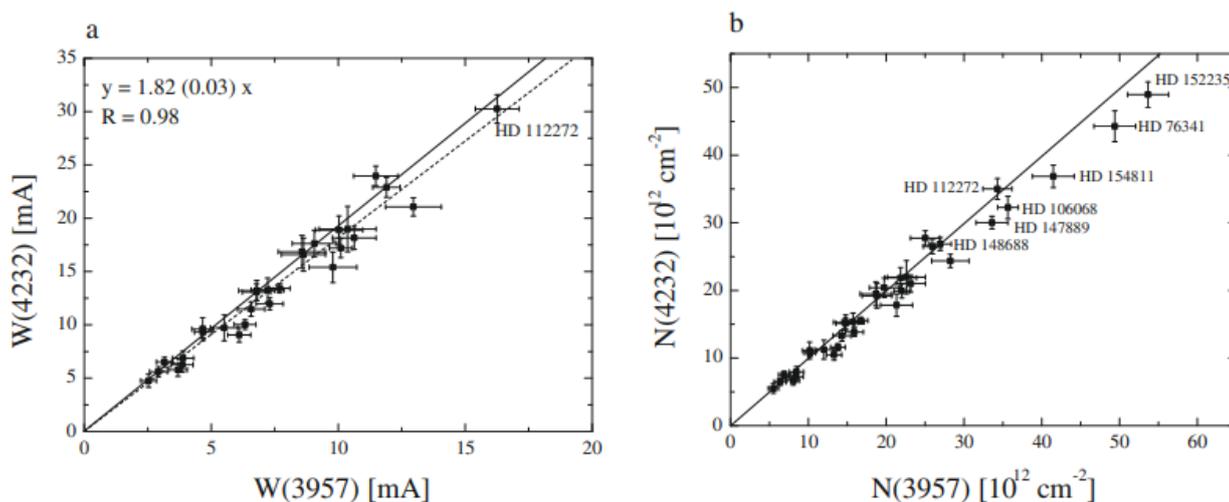


Рисунок 3.18. **а)** Соотношение эквивалентных ширин полос 3957 и 4232. Сплошная линия соответствует отношению эквивалентных ширин, рассчитанному в отсутствии эффектов насыщения с использованием силы осциллятора Larsson & Siegbahn (1983), прерывистая линия представляет линейную аппроксимацию наблюдаемых данных; **б)** соотношение лучевых концентраций. Сплошная линия представляет равные значения, полученные из обеих полос. На рисунке **б)** доплеровское расщепление, наблюдаемое у HD 112272 и 148688, сдвигает точки в область с меньшим эффектом насыщения.

Наши исследования не подтвердили предположение Falgarone et al. (2005) и указали на отсутствие прямой связи между парами N(СН⁺) и N(Н I), N(СН⁺) и N(Н I), N(СН⁺) и N(Н_{tot}) – коэффициент корреляции не превышает 0.6 (см. рисунок 3.16). Таким образом, вероятно, катион

молекулы CN и водород, как атомный, так и молекулярный, занимают различные области межзвездных облаков. Это главный вывод нашего исследования, опубликованного в Weselak et al. (2008).

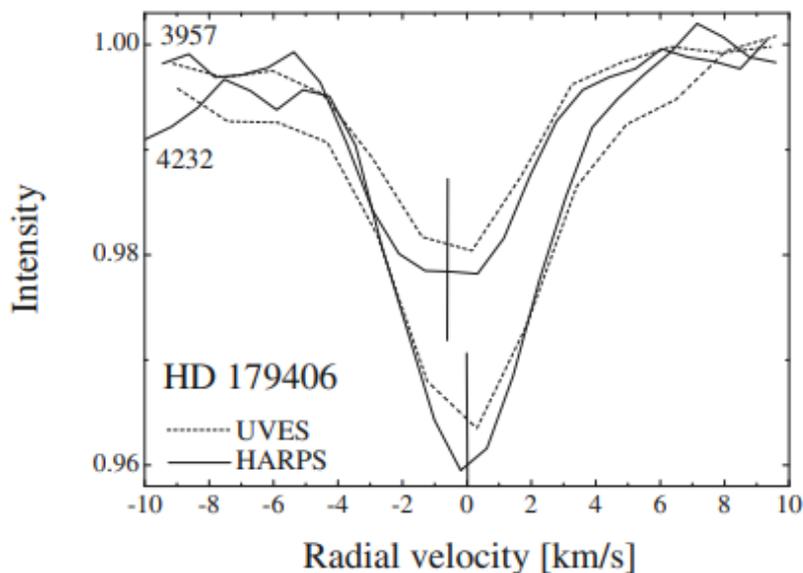


Рисунок 3.19. Систематический сдвиг линии CN+ $\sim 3957 \text{ \AA}$ в область более коротких длин волн. Величина сдвига использовалась для коррекции длины волны линии.

Еще один вывод касается зависимости $N(\text{CN}^+)$ от величины межзвездного покраснения. Как видно на рисунке. 3.17, такой зависимости тоже нет, в отличие от межзвездного водорода, как молекулярного, так и атомарного, демонстрирующих очевидную корреляцию с пылью.

Силы осцилляторов полос CN+ A-X (0, 0) на длине волны $\sim 4232 \text{ \AA}$ и A-X (1, 0) на 3957 \AA определены достаточно точно в теоретических и лабораторных экспериментах (см. обзор Larsson & Siegbahn 1983). Однако, в литературе имеет место значительный разброс данных по переходам A-X (2, 0), (3, 0) и (4, 0) катиона CN, что отрицательным образом влияет на точность оценок лучевой концентрации. Для решения этой проблемы мы уточнили силы осцилляторов вышеупомянутых переходов (Weselak et al. 2009b). Были получены эшелле-спектры высокого разрешения 36 покрасневших OB-звезд на основе эшелле-спектров высокого разрешения (R от 80000 до 115000). Самая мощная линия CN+ 4232.548 \AA (сила осцилляторов 0.00545) использовалась в качестве опорной. Результаты измерений эквивалентных ширин и вычислений лучевой концентрации приведены в таблице 27. Методика коррекции силы осцилляторов показана на примере линий $\sim 3957 \text{ \AA}$. Вычисленные силы осцилляторов даны в таблице 28.

Также, нами была обнаружена систематическая разница между лучевыми скоростями опорной линии CN+ $\sim 4232 \text{ \AA}$ и другими линиями этой молекулы (см. рисунок. 3.19). Как видно на рисунке, величина сдвига не зависит от используемого инструмента, т.е. не связана с ошибками наблюдений или обработки данных. Величина сдвига была тщательно измерена и

использовалась для коррекции длины волн покоя линий CN^+ (см. таблицу 29). Таким образом, на основе самой сильной в оптическом диапазоне линии CN^+ 4232.548 \AA (сила осциллятора $f=0.00545$) мы уточнили длину волн покоя более слабых линий этой молекулы как 3957.689 , 3745.308 , 3579.024 , 3447.077 \AA и оценили силы осцилляторов как 342 , 172 , 75 , 40 (в единицах 10^{-5}) соответственно. Более слабые линии полезны для оценок лучевой концентрации при высоких содержаниях молекулы, когда сильные линии подвержены эффекту насыщения.

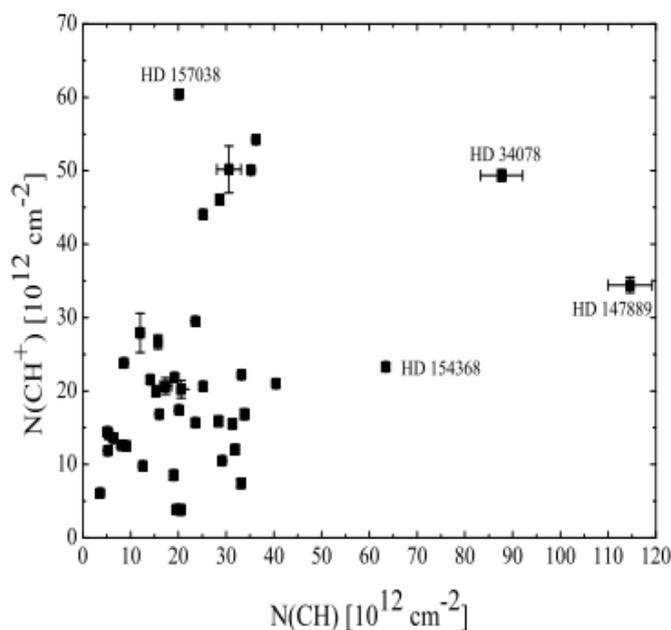


Рисунок 3.20. Отсутствие корреляции между лучевыми концентрациями молекул CH и CH^+ .

Вопрос образование молекулы CN^+ в межзвездной среде остается открытым. Однозначно можно сказать, что прямой связи между молекулами CN^+ и CN не существует (Weselak et al. 2014) - см. рисунок 3.20.

3.6. Межзвездная молекула CN

Межзвездная молекула CN была обнаружена в полупрозрачных межзвездных облаках благодаря ее колебательной полосе $\text{B}^2\Sigma^+ - \text{X}^2\Sigma^+ (0,0)$, расположенной на длине волны $\sim 3875 \text{ \AA}$. Полоса, обычно проявляется линиями $\text{R}(0)$, $\text{R}(1)$ и $\text{P}(1)$, возникающими на двух вращательном уровнях – основном и первом возбужденном, разделенных энергией, соответствующей фотону с длиной волны 2.64 мм . На рисунке 3.21 показана диаграмма термов этой сильнейшей межзвездной полосы CN (Thaddeus 1972) с соответствующей частью спектра в направлении на HD 147889 ($R = 115000$; спектрограф HARPS 3.6-м телескопа ESO обсерватории La Silla). Кроме колебательной полосы $\text{B}^2\Sigma^+ - \text{X}^2\Sigma^+ (0,0)$ в оптическом диапазоне доступны для наблюдений более

слабые полосы $B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+$ (1,0) на длине волны $\sim 3579 \text{ \AA}$, $\Lambda^2\Pi - X^2\Sigma^+$ (1,0) на длине волны $\sim 9190 \text{ \AA}$ и $\Lambda^2\Pi - X^2\Sigma^+$ (2,0) на длине волны ~ 7900 . Наличие структур поглощения более чем с одного вращательного уровня позволяет получить и сравнить населенность на основном и первом возбужденных вращательных уровнях и, таким образом, определить температуру возбуждения молекулы. Впервые такое исследование было проведено McKellar (1941), получившим температуру возбуждения 2.3 К в направлении на звезду $\zeta \text{ Oph}$ (HD 149757). Позже, возбуждение вращательных уровней молекулы CN было объяснено реликтовым излучением (CMBR) – cosmic microwave background (Field & Hitchcock 1966; Thaddeus & Clauser 1966). Измерения линий CN в диффузных облаках использовались для измерения температуры CMBR (например, Meyer & Jura 1985 и ссылки в этой работе).

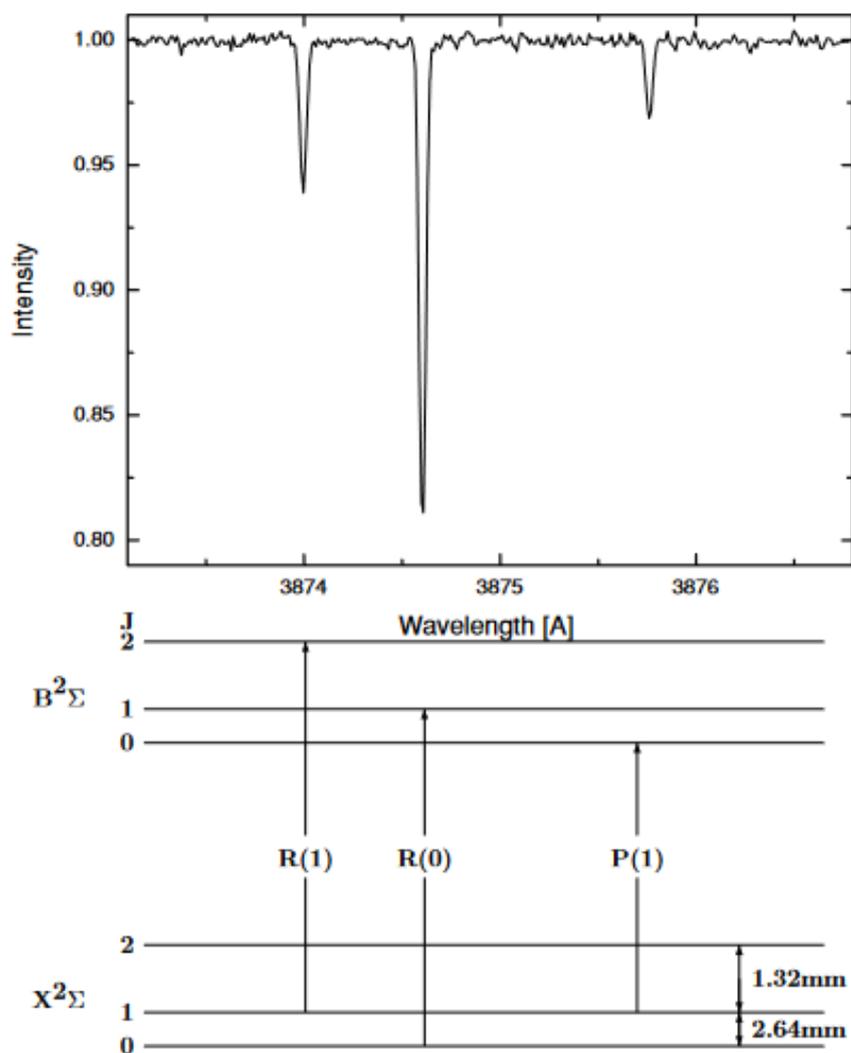


Рисунок 3.21. Диаграмма термов полосы $B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+$ (0,0) молекулы CN с соответствующим фрагментом спектра в направлении на HD147889, полученном с помощью спектрографа HARPS (R=115000).

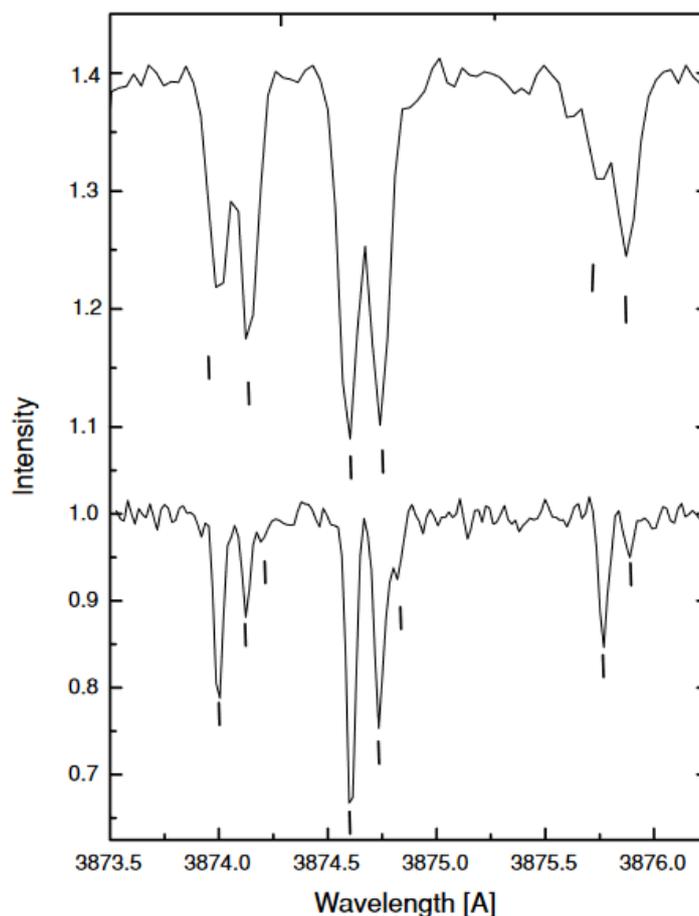


Рисунок 3.22. Линии полосы $B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+ (0,0)$ молекулы CN в направлениях на HD 306097 (верхний спектр) и BD-14°5037 (нижний спектр), полученные с помощью спектрографов FEROS и UVES соответственно. Видимое расщепление компонентов очень редко встречается в линиях CN. Обратите внимание на эффекты насыщения в доминирующем доплеровском компоненте линии R(0) в BD-14°5037 и очевидно разные отношения интенсивностей R(0)/R(1) в отдельных доплеровских компонентах в HD 306097, что указывает на разные вращательные температуры в двух облака в направлении на этот объект.

Спутник COBE установил температуру реликтового излучения $T_{\text{CMBR}} = 2.725 \pm 0.002$ К (Mather et al. 1999), т.е. наблюдается превышение температуры возбуждения CN над T_{CMBR} . Black & van Dishoeck (1991) интерпретировали это превышение температуры как результат дополнительного возбуждения вращательных уровней молекулы CN электронными ударами и определили плотность электронов в нескольких облаках. Palazzi et al. (1992) измерили такое превышение температуры для многих объектов и указали, что электронное возбуждение недостаточно для объяснения наблюдаемого эффекта и что в наблюдаемых облаках должен существовать какой-то другой локальный механизм накачки. С другой стороны, Leach (2004) сообщил, что коэффициенты Хёнль – Лондона, которые используются для вычисления силы осциллятора вращательных переходов, определены неправильно, поскольку были вычислены в

ошибочном предположении о незначительном влиянии электронных ударов на вращательные уровни. Однако, даже после коррекции наблюдается превышение значений температуры, полученных из отношения интенсивностей линий $R(0)/R(1)$ и $R(0)/P(1)$, над T_{CMBR} .

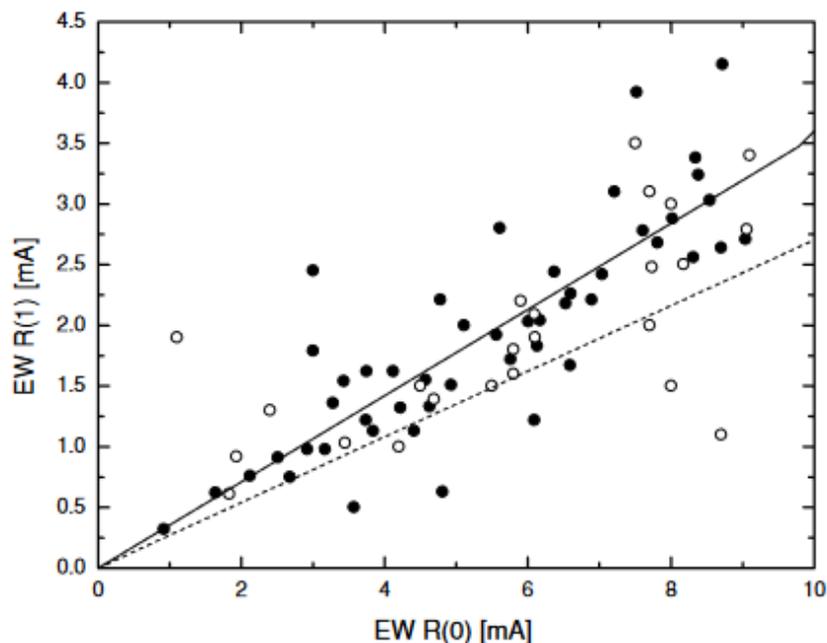


Рисунок 3.23. Соотношение эквивалентных ширин линий CN $R(0)$ и $R(1)$. Наши измерения отмечены черными кружками, а литературные данные — светлыми кружками. Пунктирная линия представляет отношение эквивалентных ширин для $T = 2.725$ К. Сплошная линия — линейная аппроксимация представленных данных соответствует $T = 3.18$ К.

Действительно, молекула CN очень чувствительна к физическим условиям внутри межзвездных облаков из-за ее высокого дипольного момента $\mu = 1.45$ D (Thomson & Dalby 1968). Лучевая концентрация CN сильно переменна даже при незначительном угловом расстоянии между объектами на небе (Crawford 1990; Gredel et al. 2002). Интересно, что лучевая концентрация CN может различаться более чем на порядок у объектов, где лучевая концентрация молекулы CN одинакова (van Dishoeck & Black 1989).

Поскольку линии CN очень узкие (т.е. часто относительно глубокие), для получения точных лучевых концентраций и температур необходим анализ эффектов насыщения. Прямое определение оптической толщины в ядрах узких межзвездных линий возможно лишь для спектров высокого спектрального разрешения, когда ширина инструментального профиля меньше ширины межзвездной линии, т.е. в среднем при разрешении $R > 10^5$. Для спектров с более низким разрешением используются различные альтернативные методы учета эффекта насыщения (см. Главу 1.4). Для случаев с высокой лучевой концентрацией лучше использовать полосы ~ 3579 , ~ 7900 , ~ 9190 Å где линии более слабые и эффект насыщения менее выражен.

В работе Slyk et al. (2008) мы оценили лучевую концентрацию и вращательную температуру межзвездной молекулы CN для 73 объектов (таблица 30). Дополнительно использовались литературные данные для 88 направлений. Мы сравнили лучевую концентрацию, полученную для разных полос молекулы CN, что позволило оценить влияние эффекта насыщения и подтвердили систематическое превышение вращательной температуры CN над температурой реликтового излучения T_{CMBR} .

Для определения эквивалентной ширины линий поглощения CN мы использовали процедуру прямого интегрирования, а также аппроксимацию одним или несколькими профилями Гаусса для расщепленных и частично расщепленных профилей соответственно. Значения, приведенные в таблице 31, являются средними значениями этих отдельных измерений. Отсутствие измерений линии P(1) означает, что она была ниже уровня обнаружения.

В направлениях на HD 21291, HD 115842, HD 161056, HD 168607, HD 208501 и HD 306097 мы приводим результаты для двух компонент, разделенных на величину $v = 3.83, 5.37, 6.01, 4.41, 3.57$ и 10.89 км/с соответственно. В направлении BD -14°5037 наблюдается три компонента, разделенные на величину $v = 9.96$ и 15.76 км/с. Два последних спектра показаны на рисунке 3.22. Такое расщепление профилей CN наблюдается очень редко.

Для вычисления лучевой концентрации межзвездных линий CN нами использовался метод дублетов (см. Главу 1.4). Кроме собственно линий CN, для получения параметра b мы использовали линии CH 4300.313 и 3886.407 Å, чтобы проверить, насколько параметр b , полученный для линий CH, может быть использован для CN. Дело в том, что в случае слабых линий CN параметр b определяется с высокой степенью неопределенности, при этом линии CH измеряются достаточно уверенно. Для ряда случаев, когда линии полосы В-Х (0,0) ~3875 Å очень сильны и, следовательно, эффект насыщения для них велик, использовались полосы Λ-Х (1,0) и (2,0) на ~9190 Å и ~7900 Å соответственно, где линии существенно слабее и эффект насыщения незначителен. Также, согласно Gredel (2002), для умеренно насыщенных линий, состоящих из двух-трех компонент, разделенных на 1–2 км/с, и если лучевая концентрация $N < 10^{13}$ см⁻² и $b = 0.5$ – 0.7 км/с для каждой из компонент, то допустимо использовать эффективный доплеровский параметр $b = 1$ км/с. Мы использовали это значение для всех объектов, и сравнили полученные результаты с результатами, полученными методом дублетов как для CH, так и для CN (см. таблицу 33).

Температура возбуждения молекулы может быть вычислена с помощью уравнения Больцмана:

$$\frac{N(i)}{N(j)} = \frac{g_i}{g_j} \exp\left(-\frac{h\nu_{ij}}{kT}\right) = \frac{g_i}{g_j} \exp\left(-\frac{hc}{\lambda_{ij}kT}\right)$$

где $N(i)$ и $N(j)$ – лучевая концентрация верхнего и нижнего состояния, g_i и g_j – статистические веса этих состояний, ν_{ij} – частота, соответствующая разнице между энергиями состояний i и j , T – температура возбуждения. Интересно, что, если применить $T = 2.725$ К (температура реликтового излучения T_{CMBR}) и $\lambda_{ij} = 2.64$ мм (см. рисунок 3.21), то получается, что $hc/(\lambda_{ij}kT) = 2.00$.

Для основного и первого возбужденного уровней молекулы CN имеем:

$$T = \frac{h\nu_{01}}{k} \left\{ \ln \left[\frac{g_1 N(0)}{g_0 N(1)} \right] \right\}^{-1} \text{ К.}$$

Статистический вес вычисляется как $g = (2J + 1)$, где J квантовый номер вращательного перехода, т.е. $g_0 = 1$ и $g_1 = 3$. Для облаков без локальных источников возбуждения ($T = 2.725$ К) отношение лучевых концентраций для оптически тонкого случая составляет $N(R(0))/N(R(1)) = 2.463$, что соответствует отношению эквивалентных ширин $W_\lambda(R(0))/W_\lambda(R(1)) = 3.70$. Мы построили график такого отношения для всех случаев, когда эквивалентная ширина линий $R(0) < 9 \text{ m}\text{\AA}$, а линий $R(1) < 4.5 \text{ m}\text{\AA}$, т.е. эффект насыщения пренебрежимо мал. Однако, как показано на рисунке 3.23, получено отношение эквивалентных ширин 2.78, что соответствует температуре $T = 3.18$ К, что превышает T_{CMBR} . Очевидно, в межзвездных облаках существуют дополнительные источники возбуждения вращательных переходов. В таблице 33 даны результаты расчетов лучевой концентрации и температуры возбуждения, полученные разными способами.

На рисунке 3.24 представлена гистограмма превышения температуры возбуждения молекулы CN над температурой T_{CMBR} . Среднее превышение составляет 0.58 К. Температурный избыток принято объяснять столкновениями молекул с электронами (например, Thaddeus 1972; Meyer & Jura 1985). Значения температуры возбуждения меняются от объекта к объекту, как и лучевые концентрации, которые переменны даже на очень небольших угловых масштабах (Crawford 1990; Gredel et al. 2002). Этот факт подтверждает высокую чувствительность молекулы CN к физическим условиям внутри межзвездных облаков.

Изученные объекты можно разделить на три группы: направления, где ни одна из линий CN не насыщена; те, где насыщена только линия $R(0)$, а $R(1)$ и $P(1)$ остаются свободными от эффекта насыщения, и те, где насыщены все линии. Для получения точных значений лучевой концентрации необходимо учитывать эффекты насыщения или использовать полосы с более слабыми, ненасыщенными линиями, например, ультрафиолетовую около 3579 \AA или инфракрасные на длинах волн ~ 7900 и $\sim 9186 \text{ \AA}$. Линии в этих системах обычно слабые, что делает эффекты насыщения незначительными.

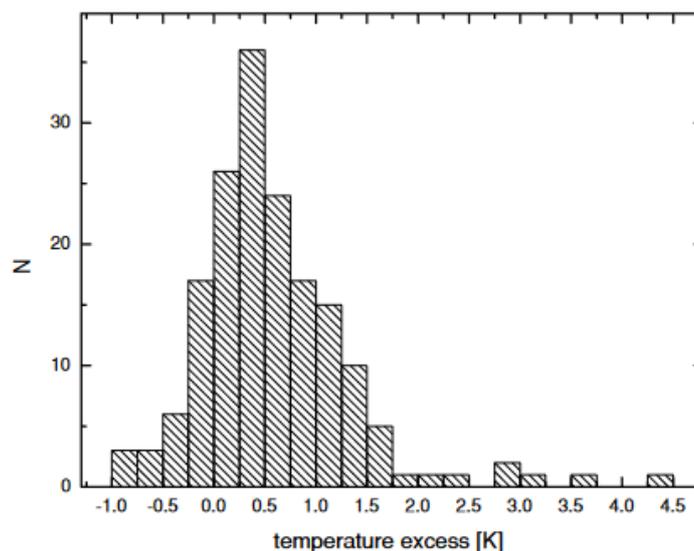


Рисунок 3.24. Гистограмма превышения температуры возбуждения над температурой T_{CMBR} . Ширина бина составляет 0.25 К.

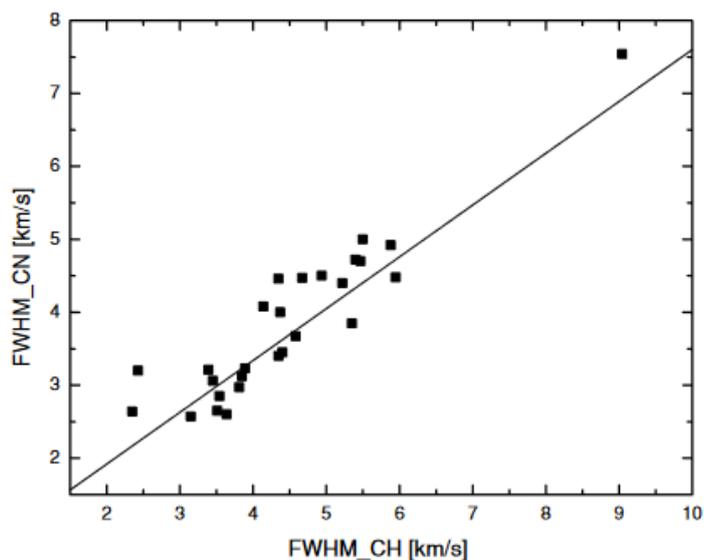


Рисунок 3.25. Сравнение ширины профилей линий молекул CN и CH. Наклон аппроксимирующей кривой соответствует отношению массы частиц и указывает на то, что турбулентная скорость газа не играет существенной роли: параметр b молекулы CH можно перемасштабировать для молекулы CN как $b_{\text{CN}} = b_{\text{CH}}/\sqrt{2}$.

Метод дублетов (DR), который мы использовали для получения лучевой концентрации, имеет множество ограничений. А именно: требуются спектры хорошего качества и высокого разрешения. DR очень чувствителен к качеству профилей линий. Особенно чувствительна к шумам, присутствующим в спектре, линия P(1), которая является самой слабой. Из-за ошибок измерений DR может свидетельствовать о том, что линии CN более насыщены, чем есть на самом деле. Ошибочное значение DR приводит к неправильному расчету параметров b и, следовательно, лучевой концентрации. Кроме того, измерение неразрешенных blends как

одиночных линий приводит к ошибочным, очень маленьким параметрам b , которые дают завышенную лучевую концентрацию. Таким образом, для спектров с недостаточным разрешением и/или соотношением сигнал/шум фиксированное значение $b = 1$ км/с для кривой роста, дает более точный результат, чем значения, полученные с помощью DR-метода.

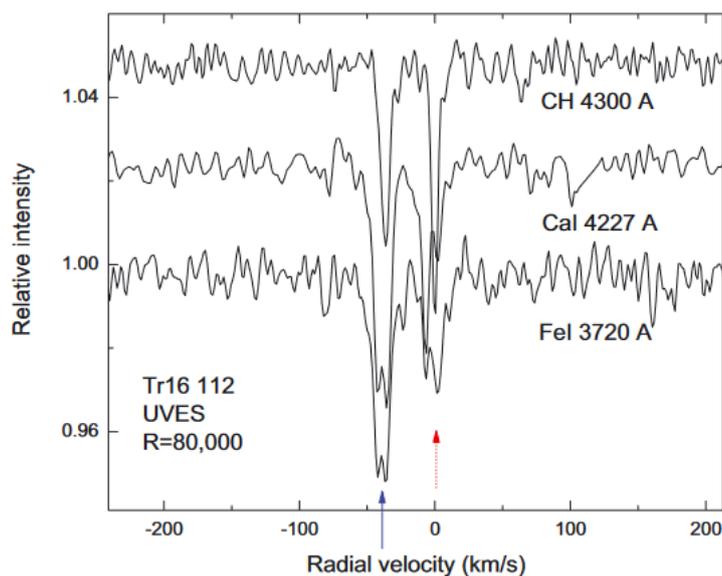


Рисунок 3.26. Профили межзвездных линий Ca I, Fe I и CN в спектре Tr16 112. Спектры показаны в шкале лучевых скоростей относительно красного компонента CN (отмечен красной пунктирной линией и стрелкой); линии железа и кальция особенно сильны в более «голубом» облаке $V_r = -40$ км/с (отмечено сплошной черной линией и стрелкой).

Другой способ, который можно использовать для получения корректных значений b для CN — перемасштабирование параметра b , полученного по линиям CN: $b_{CN} = b_{CH}/\sqrt{2}$. В анализируемых нами облаках скорость турбуленции незначительна, поэтому параметр доплеровского уширения зависит только от кинетической температуры и массы частиц и может быть перемасштабирован от одной молекулы к другой (см. рисунок 3.25). Линии CN шире, чем у CN, и эффекты насыщения для них незначительны в более широком диапазоне интенсивностей. Возможность масштабирования параметра b из CN в CN доказывает, что турбулентность не играет существенной роли в полупрозрачных межзвездных облаках.

Лучевая концентрация и температура возбуждения молекулы CN не коррелируют с E(B-V). Пылинки, по-видимому, не играют существенной роли в образовании и/или сохранении молекулы CN. Вероятно, количество молекул CN в полупрозрачных облаках определяется реакциями в газовой фазе. Температуры возбуждения молекулы CN обычно выше температуры T_{CMBR} . Это наблюдается как в направлениях, где необходимо учитывать эффекты насыщения, а также в тех, где линии CN слабы и, следовательно, ненасыщены. Следовательно, наблюдаемое превышение температуры не является эффектом неправильной коррекции насыщенности.

Среднее превышение температуры составляет 0.58 К, т.е. механизм накачки представлен повсюду в межзвездной среде. Скорее всего, это космическое излучение; если бы источником дополнительного возбуждения было звездное излучение, то самые высокие температуры должны были бы наблюдаться в окрестностях очень ярких звезд с околозвездными оболочками и в слегка покрасневших объектах, но это не так. Лишь космические частицы с одинаковой эффективностью проникают в тонкие и толстые облака. Для оценки температуры T_{CMBR} по измерениям полос CN необходимо учитывать этот механизм накачки.

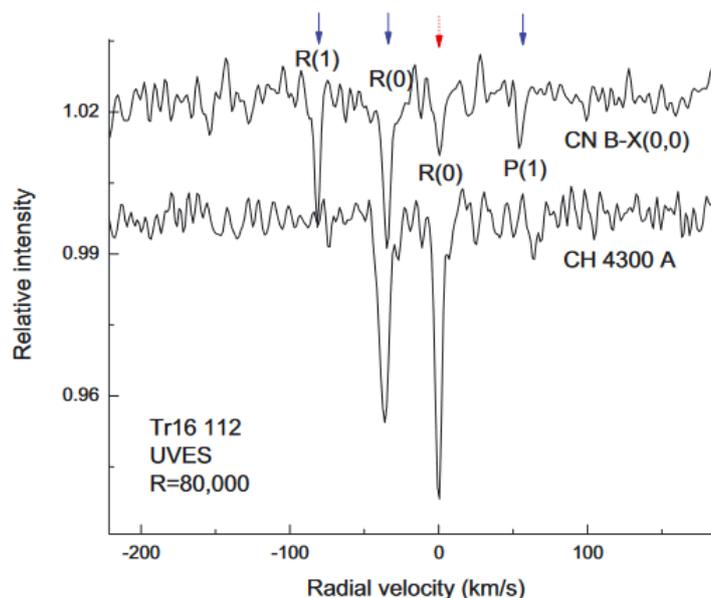


Рисунок 3.27. Высокотемпературное CN-облако соответствует более слабой компоненте CN на скорости -40 км/с.

Звезда Trumpler 16 112 была отмечена в работе Slyk et al. (2008) как объект с исключительно высокой вращательной температурой CN, составляющей 6 К. В 2009 мы получили для этой звезды спектр более высокого качества на спектрографе UVES (Krelowski et al. 2011a).

Спектр выявил наличие на луче зрения, как минимум, двух облаков, причем более «голубое» показывает очень мощные линии межзвездного кальция и железа, т.е. это т.н. CaFe-облако (Bondar et al. 2007) – см. рисунок 3.26. Качество спектра позволило надежно измерить линии молекулы CN в CaFe облаке с более высокой точностью чем в работе Slyk et al. (2008). Эквивалентные ширины линий полосы В-Х (0-0) следующие: $R(0) = 2.96 \pm 0.33 \text{ m\AA}$, $R(1) = 1.75 \pm 0.22 \text{ m\AA}$ and $P(1) = 0.82 \pm 0.18 \text{ m\AA}$ что дает температуру возбуждения $T = 4.5 \text{ K}$. Как показано на рисунке 3.27, наблюдается два облака с линией CN. Облако с $T=4.5 \text{ K}$ соответствует более слабой компоненте профиля CN, также демонстрирующего наличие двух облаков на рисунках 2.26 и 3.27.

На рисунке 3.28 видно, что облако на -40 км/с не имеет диффузных полос, т.е. это типичное CaFe облако.

Как было показано в работе Gnaniński & Krogulec (2008), CaFe облака оптически тонкие и не содержат пыли, ни носителей диффузных полос, т.е. прозрачные как для излучения, так и для космических частиц, возможно являющиеся причиной столь высокой температуры вращения молекулы CN в этом облаке.

В статье Kręłowski et al. (2012) результаты работы Slyk et al. (2008) были проверены с использованием данных очень высокого качества что хорошо видно по величине баров ошибок и максимальному значению эквивалентной ширины на графике 3.29, построенному по данным Kręłowski et al. (2012).

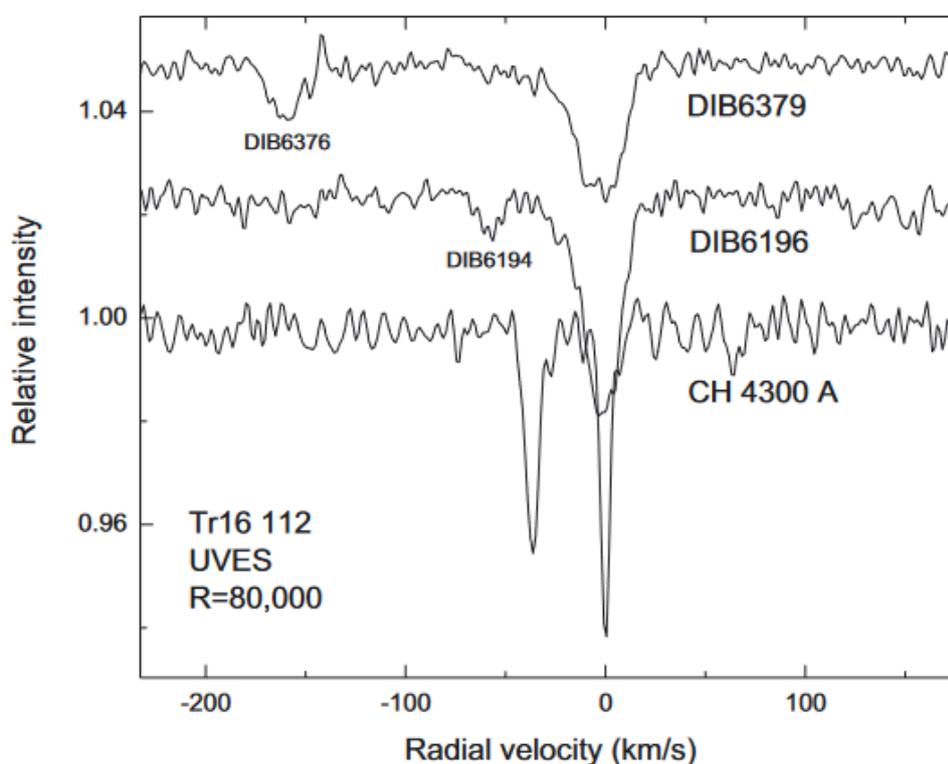


Рисунок 3.28. Облако на -40 км/с не показывает наличие диффузных полос.

Рисунок 3.29 очень похож на рисунок 3.23, но с существенно меньшей дисперсией точек, поскольку основан на спектрах с очень высоким отношением сигнал/шум. Видно, что подавляющая часть точек находится в непосредственной близости от прямой с наклоном, почти равным π ! Отметим, что это не аппроксимирующая кривая. На рисунке также показана линия, соответствующая T_{CMVR} , т.е. результат Slyk et al. (2008) подтверждается с более высокой точностью – температура возбуждения CN систематически выше чем T_{CMVR} . Однако, величина превышения не так велика, как у Slyk et al. (2008): если соотношение эквивалентных ширин ненасыщенных линий $R(0)$ и $R(1)$ равно π , то температура вращения составляет 2.966 К (на 0.24

К выше, чем T_{CMBR}), что очень близко к значению, полученному Crane et al. (1986) для звезды ζ Орh. Мы считаем это среднее значение 2.966 К надежным, поскольку использовались спектры исключительно высокого качества. Очевидно, что это среднее значение применимо в подавляющем большинстве случаев, и, таким образом, $T_{\text{rot}} \text{ CN}$ почти постоянна, за некоторыми исключениями (например, пекулярные облака CaFe), которые всегда отклоняются в сторону более высоких температур. Тогда нам следует найти дополнительный к реликтовому излучению механизм, возбуждающий вращательные уровни CN и заполняющий межзвездное пространство так же равномерно, как CMBR.

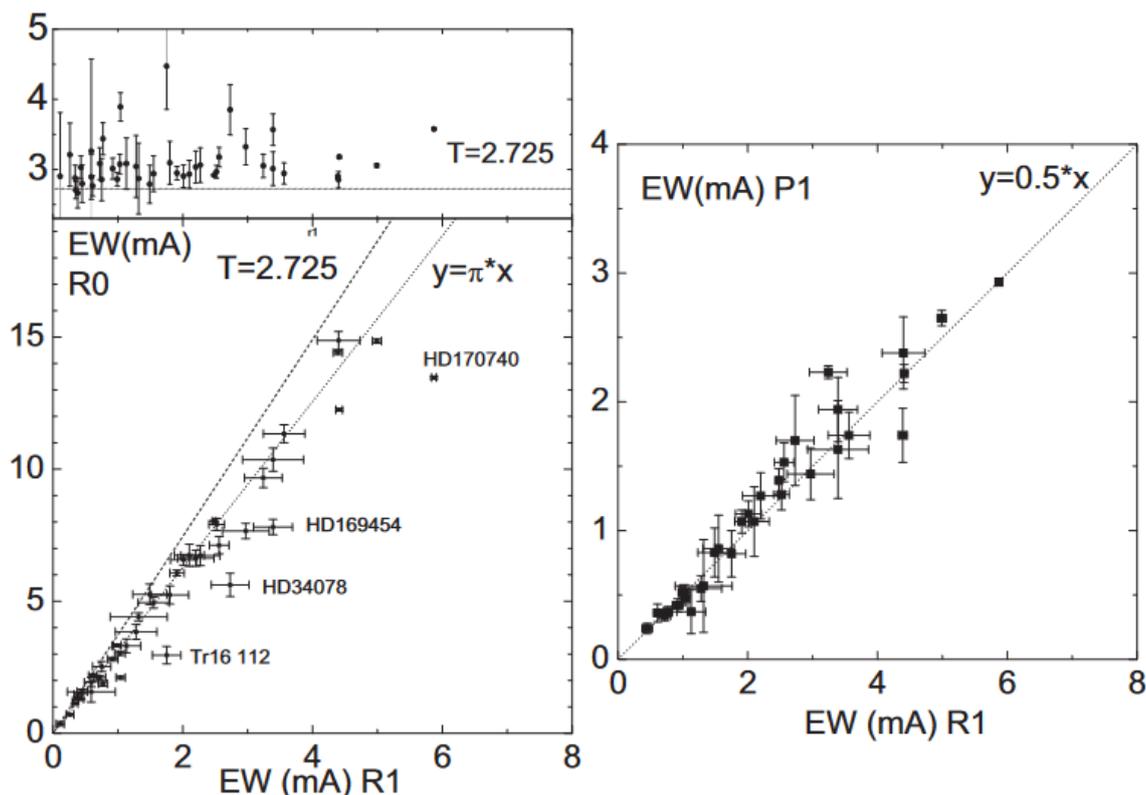


Рисунок 3.29. Эквивалентные ширины линий R(1), R(0) и P(1) полосы В-Х (0-0) CN из работы Krelowski et al. (2012). Значения T_{rot} , отображенные на верхнем графике, основаны на лучевой концентрации, рассчитанной без учета эффекта насыщения. Все они выше температуры 2.725 К, отмеченной пунктирной горизонтальной линией. Пунктирная линия на нижнем левом графике показывает отношение эквивалентных ширин R(0)/R(1) при $T_{\text{rot}} = 2.725$ К и отношение сил осцилляторов из Roth & Meyer (1995). Отношение эквивалентных ширин линий P(1) и R(1) (0,5) соответствует указанным выше параметрам.

Есть ли другая возможность? Казалось бы, да. Можно предположить, что основное соотношение, представленное на рисунке 3.29 и характеризующееся наклоном π , представляет температуру реликтового излучения, т.е. 2,725 К. Это может быть верно, если отношение сил осцилляторов CN $R(0)/R(1) = 1.276$ вместо 1.5. Это предположение устраняет необходимость во

втором механизме накачки и оставляет только редкие случаи, когда T_{rot} выше 2.725 K, как например в CaFe облаках или околозвездных оболочках. Federman et al. (1984) оценили точность определения силы осциллятора CN на уровне 5%. Если эта неопределенность, на самом деле, немного выше или необходим учет возможных не-ЛТР эффектов, предположение о необходимости коррекции сил осцилляторов может быть верным.

Как уже утверждалось выше, если наблюдается высокое содержание молекулы на луче зрения, во избежание использования линий с сильным влиянием эффекта насыщения, следует использовать полосы с более слабыми линиями. В 2013 году нам удалось обнаружить самую слабую, на данный момент, из наблюдаемых в оптике полос молекулы CN – полосу $A^2\Pi-X^2\Sigma^+$ (3,0) представленную следующими линиями $R_1(0)$ 6951.8 Å, $^RQ_{21}(0)$ 6927.3 Å, $R_2(1)+^RQ_1(1)$ 6926.7 Å, $^Q R_{12}(1)+Q_1(1)$ 6953.6 Å. Эти линии всегда слабые, т.е. свободные от эффекта насыщения (Schmidt et al. 2013) и могут использоваться как дополнительный инструмент для вычисления лучевой концентрации CN.

3.6. Межзвездная молекула NH

Молекула NH была впервые обнаружена в межзвездной среде в спектрах двух звезд HD 27778 и 24398 (Meyer & Roth, 1991), затем в направлении на HD 149757 (Crawford & Williams, 1997). Две очень слабые линии этой молекулы находятся на длинах волн 3353.924 и 3358.053 Å полосы $A^3\Pi_i - X^3\Sigma^-$ (0, 0), т.е. расположены в спектральной области, где низкое атмосферное пропускание и межзвездное поглощение объединяются, что делает их обнаружение трудным. С помощью спектрографа UVES нам удалось увеличить количество звезд с измеренной лучевой концентрацией NH на восемь объектов, семь из которых измерены впервые (Weselak et al. 2009a). Такая выборка позволила нам исследовать связи между лучевой концентрацией молекулы NH и другими двухатомными молекулами CN, CH и C₂H (см. таблицу 35).

На рисунке. 3.30 представлена связь между лучевой концентрацией молекулы NH и межзвездным покраснением $E(B-V)$, характеризуемая коэффициентом корреляции, равным 0.84. Со времен публикаций Krełowski et al. (1999) и Weselak et al. (2004) хорошо известно, что молекула C₂H не наблюдается при $E(B-V) < 0.1$. Для пары H₂ и $E(B-V)$ резкий переход от низкого к высокому содержанию H₂ наблюдается при $E(B-V) = 0.08$ (Savage et al. 1977), что объясняется эффектом самоэкранирования молекулы водорода. По рисунку 3.30 трудно установить, наблюдается ли подобное явление в случае молекулы NH, поскольку выборка мала (10 объектов) и содержит только достаточно сильно покрасневшие объекты.

Анализ наблюдательных данных позволил сделать нам следующие выводы: высокая корреляция между обилием молекулы NH и количеством пыли свидетельствует в пользу

гипотезы о формировании этой молекулы на поверхности пылинок; молекула NH более тесно связана с CN (и другими нейтральными компонентами МЗС), чем с CH+.

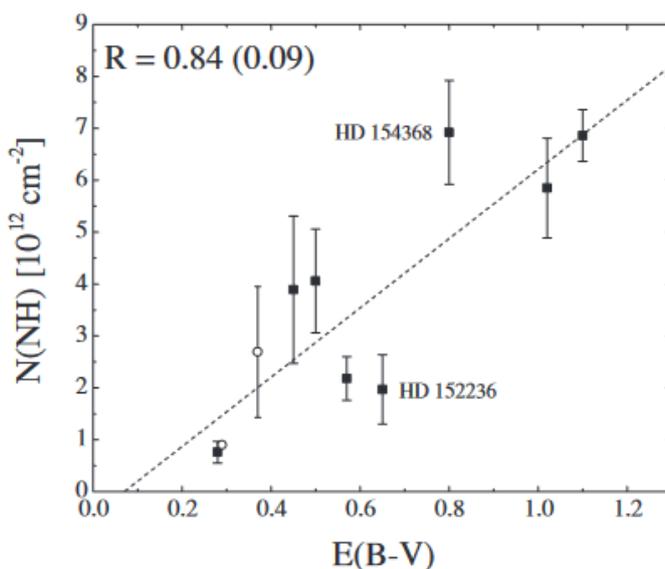


Рисунок 3.30. Связь между лучевой концентрацией молекулы NH и межзвездным покраснением $E(B-V)$. Незакрашенными символами обозначены объекты с лучевой концентрацией молекулы NH, взятой из литературы.

Поскольку считается, что H_2 формируется с участием пылинок, дополнительным аргументом в аналогичной связи с пылью молекулы NH служит её хорошая корреляция с молекулой H_2 и, плохая с атомарным водородом (Weselak, 2023). В недавней работе Weselak (2023) подтвердил наши выводы на основе более представительной выборки объектов из 16 звезд.

3.7. Межзвездная молекула SH

Серосодержащие молекулы в газовой фазе в диффузной межзвездной среде привлекли интерес астрономов с тех пор, как ион SH^+ был идентифицирован как широко распространенная межзвездная молекула (Menten et al. 2011). В диффузной МЗС реакции атомарной серы (S , S^+) и гидридов серы (SH , SH^+ и SH) с H_2 являются эндотермическими (Millar et al. 1986). Следовательно, продукты их реакций должны образовываться в обнаружимом количестве при наличии турбулентной диссипаций, или ударных эффектов. Линии поглощения в субмиллиметровом диапазоне длин волн как нейтрального SH, то есть меркапторадикала, так и его иона SH^+ наблюдались в диффузных молекулярных облаках в направлении областей звездообразования (Menten et al. 2011; Godard et al. 2012; Neufeld et al. 2012, 2015). Таким образом, анализ гидридов серы обеспечивает оценку физических и химических ограничений для моделей,

которые применяются к межзвездной среде. В частности, SH⁺ был предложен в качестве важного инструмента оценки турбулентности в диффузных облаках (Godard et al. 2012, 2014).

Количество наблюдательных данных для серосодержащих молекул в диффузных облаках довольно ограничено. Следуя предсказаниям магнитогидродинамических моделей ударных волн в МЗС (Pineau des Forêts et al. 1986; Millar et al. 1986), предпринимались попытки обнаружения линий поглощения электронных переходов SH⁺ в ближнем ультрафиолете, но все попытки были безуспешными (Millar & Hobbs 1988; Magnani & Salzer 1989, 1991; Bhatt & Cami 2015)

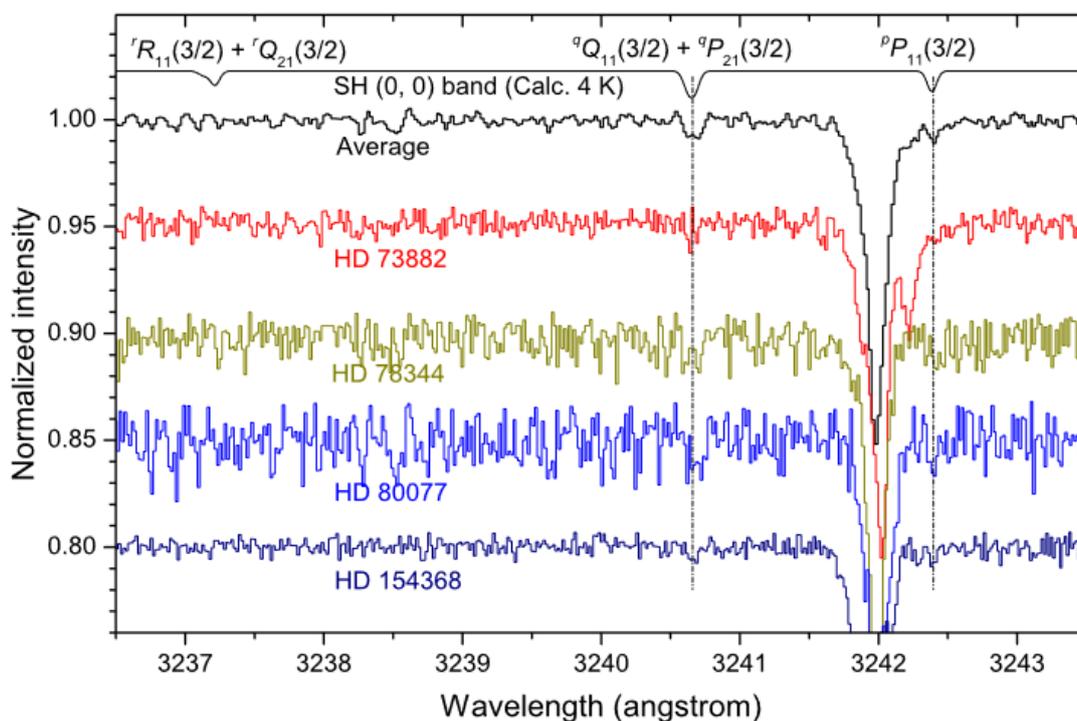


Рисунок 3.31. Спектр полосы SH A²Σ⁺-X²Π (0, 0). Сверху вниз: рассчитанный спектр 4 K, усредненный спектр и отдельные спектры в направлении на HD 73882, HD 78344, HD 80077 и HD 154368. Спектры наблюдаемых объектов нормализованы на псевдоконтинуум, т. е. все широкие особенности, включая звездные линии, исключены для наглядности. Длины волн скорректированы в межзвездную шкалу.

В статье Zhao et al. (2015a) мы представили первое обнаружение линий поглощения SH в ближнем УФ в межзвездных облаках (см. рисунок 3.31 и таблицу 36). Используя усредненный спектр (рисунок 3.31) мы оценили лучевую концентрацию SH в $1.5 \pm 0.3 \times 10^{13} \text{ см}^{-2}$ что хорошо согласуется с модельными предсказаниями (Godard et al. 2014, Lesaffre et al. 2013, Neufeld et al. 2015).

Мы также пытались обнаружить линии катиона SH⁺ полосы A³Π-X³Σ⁻ (0, 0), используя положения линий и силы осцилляторов из работы Pineau des Forêts et al. (1986): 3363.49 Å ($f = 6.2 \times 10^{-4}$), 3339.97 Å ($f = 4.6 \times 10^{-4}$) и 3336.64 Å ($f = 3.7 \times 10^{-4}$). Как и в предыдущих исследованиях

(Millar & Hobbs 1988; Magnani & Salzer, 1989, 1991; Bhatt & Cami, 2015), мы не обнаружили линий поглощения на указанных длинах волн. Верхний предел (уровень 3σ) центральной глубины поглощения для самой сильной линии SH⁺ на 3363.49 Å был оценен по нашему усредненному спектру и составил $\sim 0.4\%$. Предполагая, что линии поглощения SH и SH⁺ в ближнем УФ-диапазоне в одном и том же облаке имеют схожие полуширины, мы оценили верхний предел лучевой концентрации SH⁺ в $\sim 6.0 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$, что хорошо согласуется с предыдущими оценками Millar & Hobbs (1988) и Magnani & Salzer (1989, 1991).

3.8. Межзвездная молекула C₅

Первая молекула, состоящая только из углерода (C₂), была обнаружена в ближней инфракрасной области спектра, на длинах волн $\sim 10150 \text{ Å}$ (Souza & Lutz, 1977) в спектре сильно покрасневшей звезды Cyg OB2 12 (E(B-V) ~ 3.2). В работе Fan et al. (2024) эта молекула была исследована уже в 40 объектах. Следующий член семейства углеродных цепочек, линейная молекула C₃, была впервые обнаружена в инфракрасном спектре околозвездной оболочки звезды IRC +10216 (Hinkle et al. 1988). Первое обнаружение C₃ в оптическом диапазоне спектра, на длине волны $\sim 4050 \text{ Å}$ было сделано почти одновременно Maier et al. (2001) и Roueff et al. (2002).

Недавние наблюдения, проведенные в ESO (Fan et al. 2024) позволили сделать оценки лучевой концентрации C₃ в 27 объектах. Согласно этим оценкам, среднее отношение лучевой концентрации $N(\text{C}_2)/N(\text{C}_3)$ составляет 15.5 ± 1.4 . Это больше, чем 9.8 ± 0.5 – оценка $N(\text{C}_2)/N(\text{C}_3)$, которую мы получили с помощью наиболее детального, на данный момент, исследования молекулы C₃ (Schmidt et al. 2014).

Лабораторные оптические спектры линейных углеродных цепочек в газовой фазе получены для C₂, C₃, C₄ и C₅ (например, Motylewski et al. 1999). Спектры еще более длинных углеродных цепочек известны только из спектроскопии матричной изоляции. Они не пригодны для прямого сравнения с астрофизическими спектрами вследствие высокой неопределенности положения спектральных линий молекул, замороженных в ячейки с инертным газом. Молекула C₅ была обнаружена в инфракрасном спектре IRC+10216 (Bernath et al. 1989). Обнаружение C₅ в околозвездной оболочке, позволяет надеяться обнаружить молекулу и в диффузных межзвездных облаках.

Спектр C₅ в оптической области состоит из четырех линий, обнаруженных в лабораторных газофазных экспериментах, но только две из них, расположенные на длинах волн ~ 4975 и $\sim 5109 \text{ Å}$, должны быть достаточно сильными для обнаружения (Motylewski et al. 1999). Линии C₅, исследованные в лаборатории, довольно узкие, т.е. спектральные наблюдения с высоким

разрешением крайне желательны. Попытка обнаружения этих двух спектральных особенностей была сделано нами более 20 лет назад (Galazutdinov et al. 2001). Мы усреднили 13 спектров высокого разрешения ($R = 80000$) нескольких покрасневших звезд, чтобы получить спектр с высоким отношением S/N . Последний выявил две чрезвычайно слабые особенности на длинах волн, предсказанных для полос C_5 . Однако наблюдаемые особенности оказались шире лабораторных (возможно из-за недостаточного спектрального разрешения), что вызвало сомнения относительно того, действительно ли это линии молекулы C_5 . Затем, в статье Maier et al. (2002) сообщалось об отсутствии линии 5109 \AA в спектре звезды с умеренным межзвездным покраснением HD 149757 ($R = 120000$ и $S/N \sim 2500$ на пиксель). Авторы сделали оценку верхнего предела лучевой концентрации $N(C_5) = 2 \times 10^{11} \text{ см}^{-2}$.

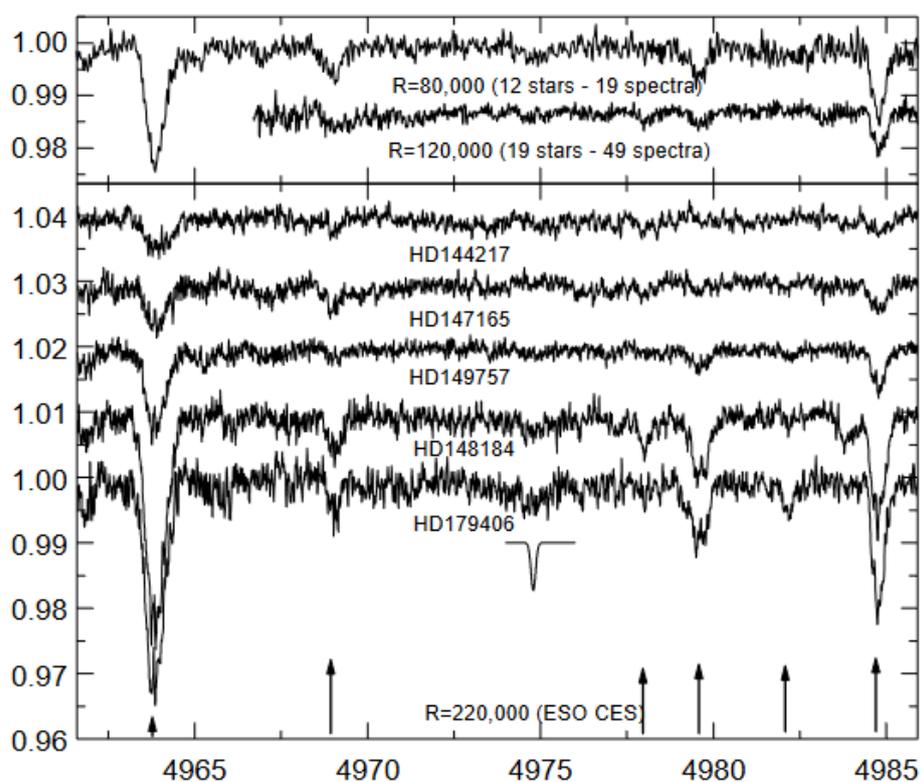


Рисунок 3.32. **Верхний график:** уже опубликованный (Galazutdinov et al. 2001) усредненный спектр $R = 80000$ в сравнении с усредненным спектром $R = 120000$, полученный нами на обсерватории Терскол. **Нижний график:** отдельные спектры ESO спектрографа CES ($R=220000$) и профиль гаусса, представляющий линию C_5 4975 \AA . Стрелки указывают на диффузные межзвездные полосы.

В 2002 году мы (Galazutdinov et al. 2002a) предприняли очередную попытку обнаружения молекулы C_5 с помощью спектров очень высокого качества. Несмотря на высокое отношение сигнал/шум (до $S/N \sim 4000$ на пиксель), обнаружить линии C_5 не удалось (рисунки 3.32 и 3.33). Полученный нами верхний предел содержания молекулы составляет $N(C_5) = 1 \times 10^{11} \text{ см}^{-2}$, т.е.

более, чем на порядок ниже лучевой концентрации молекулы C_3 . Как видно, наша оценка хорошо согласуется с оценкой Maier et al. (2002).

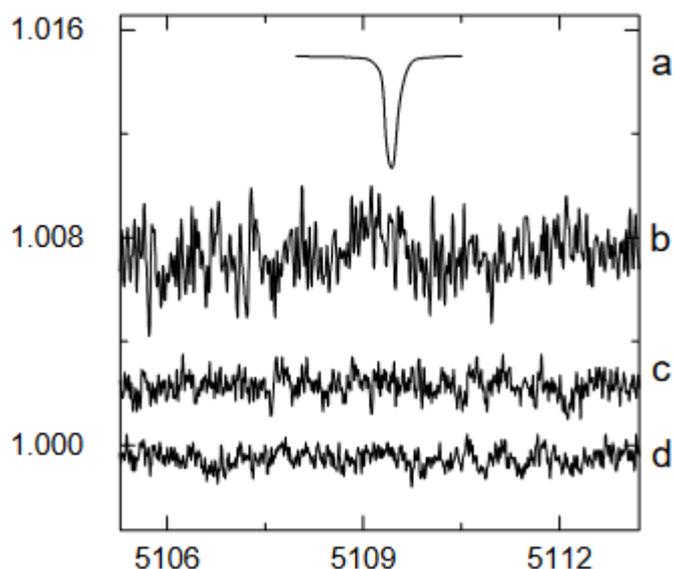


Рисунок 3.33. Область длин волн линии 5109 молекулы C_5 , представленная профилем Гаусса (a). (b) - усредненный спектр 32-х объектов ($R = 120\ 000$) из Терскола. (c) - усредненный спектр ESO CES 3-х объектов типа ζ (HD 148184, 149757, 179406); (d) - усредненный спектр ESO CES 4-х объектов типа σ (HD 143275, 144217, 144470, 147165).

Наш результат показывает, что лучевая концентрация более длинных углеродных цепочек быстро уменьшается с ростом длины цепи. Но следует подчеркнуть, что модели предсказывают, что длинные углеродные цепочки, содержащие более 10 атомов углерода, становятся значительно устойчивее к фотодиссоциации (Taylor & Duley 1997). Результаты наблюдений молекул C_2 и C_3 показали, что короткие углеродные цепочки, по-видимому, очень чувствительны к УФ-излучению (Galazutdinov et al. 2002) и, образование цепочек, содержащих менее шести атомов углерода, не может эффективно конкурировать со скоростью фотодиссоциации. Длина углеродных цепочек, с которой их распространенность могла бы начать расти, должна быть больше, чем у молекулы C_5 . Дальнейшие исследования более длинных цепочек молекул чистого углерода пока невозможны вследствие отсутствия для них спектров в газовой фазе.

Резюме

1. В направлении на HD 169454 нами обнаружено восемь колебательных полос молекулы C_3 , семь из которых наблюдались в астрофизических объектах впервые. Четыре из этих полос обнаружены также в направлении на HD 73882 и HD 154368. Согласно нашим вычислениям, лучевая концентрация в направлении на HD 169454 составляет $N(C_3) = (6.6$

$\pm 0.2) \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$. Анализ спектра показал, что возбуждение молекулы имеет две температурные компоненты; $T_{\text{exc}} = 22 \pm 1 \text{ К}$ для состояний с низким J и $T_{\text{exc}} = 187 \pm 25 \text{ К}$ для высоких уровней J . Вращательное возбуждение S_3 достаточно хорошо объясняется моделями, включающими неупругие столкновения и радиационную накачку в дальней инфракрасной области. Эти модели дают газокинетические температуры, сравнимые с найденными для T_{exc} . Результат важен для понимания процессов образования углеродных цепочек и вероятной связи этого типа молекул с диффузными межзвездными полосами.

2. В направлении на CD -32 4348, HD 63804, HD 78344 и HD 80077 обнаружены полосы $A^3\Pi-X^3\Sigma^- (0, 0)$ и $(1, 0)$ молекулы OH^+ . Всего обнаружено семь абсорбционных полос, шесть из них идентифицируются впервые. Точное определение лучевой концентрации OH^+ позволило сделать вывод, что степень ионизации космическими лучами ζ_p в четырех изученных нами полупрозрачных облаках, богатых OH^+ , составляет около $\sim 1.0 \times 10^{-16} \text{ с}^{-1}$. Нам удалось идентифицировать как OH^+ две линии, ранее отмеченные как «не идентифицированные» в работе Bhatt & Sami (2015). Учитывая роль, которую OH^+ , как предполагается, играет в схемах образования межзвездной молекулы воды в газовой фазе, наши результаты будут полезны для теорий образования воды в МЗС в газовой фазе, поскольку образование воды в твердом состоянии в условиях полупрозрачных облаков представляется маловероятным (Ioppolo et al. 2008).
3. Коэффициент корреляции между лучевыми концентрациями OH и CN достигает 0.99. Однако, существование тесной связи между этими молекулами требует дополнительных доказательств, поскольку есть исключения. Например, пекулярный объект HD 34078 показывает аномально сильную линию CN (либо аномально слабую линию OH – см. рисунок 3.12). Показано отсутствие корреляции между лучевыми концентрациями OH и CN^+ и слабая корреляция между $\text{N}(\text{OH})$ и $\text{N}(\text{CN})$.
4. Эмпирически определены длины волн и силы осцилляторов полосы B-X (1,0) молекулы CN . Эмпирически подтверждена корректность сил осцилляторов полос A-X и B-X молекулы CN . Показано, что сила осциллятора перехода CN A-X равна 506×10^{-5} , что согласуется с значением Larsson and Siegbahn (1983). Все определенные нами значения сил осцилляторов рекомендуются для определений лучевой концентрации CN . Вследствие хорошей корреляции между лучевыми концентрациями молекулы CN , OH , H_2 , молекула CN может использоваться в качестве удобного индикатора как для гидроксила, так и для молекулярного водорода, поскольку, в отличие от последних, линии CN легко доступны для измерений.
5. Показано отсутствие связи между $\text{N}(\text{CH}^+)$ и $\text{N}(\text{CH})$, $\text{N}(\text{H I})$, $\text{N}(\text{H}_2)$, $\text{N}(\text{H}_{\text{tot}})$, $\text{E}(\text{B-V})$. Обнаружена умеренная связь между $\text{N}(\text{H I})$, $\text{N}(\text{H}_2)$ и $\text{E}(\text{B-V})$. Однако, в некоторых

- пекулярных объектах соотношение этих компонентов МЗС отличается от средней (см. рисунок 3.17). Эмпирически уточнены длины волн и силы осцилляторов линий переходов А-Х (2, 0), (3, 0) и (4, 0) молекулы CN⁺. Переход (0-0) использовался в качестве опорного.
6. Показано, что скорость турбуленции газа в полупрозрачных облаках незначительна. Как правило, лучевая концентрация молекулы CN может быть оценена с достаточной точностью при фиксированном значении параметра $b = 1$ км/с. Лучевая концентрация и температура возбуждения молекулы CN не коррелируют с E(B-V). Пылинки, по-видимому, не играют существенной роли в образовании и/или сохранении молекулы CN. Температуры возбуждения молекулы CN выше температуры T_{CMBR} в среднем на 0.24 К, т.е. механизм накачки существует повсюду в межзвездной среде. Например, в CaFe облаках, свободных от пыли и носителей диффузных полос, температура возбуждения CN может достигать очень высоких значений. Например, T_{exc}(CN) = 4.5 К в направлении на объект Tr 16 112. С другой стороны, поскольку превышение на 0.24 К довольно стабильно для самых разных объектов, можно также, предположить наличие ошибки в силах осцилляторов линий CN (или влияние не-ЛТР эффектов) и оставить для большей части (не всех!) объектов единственный механизм возбуждения вращательных уровней – реликтовое излучение.
 7. Измерена самая слабая, на данный момент, из обнаруженных в оптике, полоса CN А-Х (3,0), свободная от эффектов насыщения.
 8. Показано высокая корреляция между молекулами NH, CN and H₂. Вероятно, пылинки являются необходимым элементом для образования NH.
 9. На длинах волн ~3242.40 и 3240.66 Å впервые обнаружены и измерены линии молекулы SH и сделана оценка лучевой концентрации: $1.5 \pm 0.3 \times 10^{13}$ см⁻². Показано, что лучевая концентрация SH⁺ не превышает $\sim 6.0 \times 10^{12}$ см⁻².
 10. Сделана оценка верхнего предела лучевой концентрации N(C₃)=1×10¹¹ см⁻², что более чем на порядок ниже лучевой концентрации молекулы C₃.

Глава 4 Межзвездная пыль: серая экстинкция

Межзвездная пыль существенно влияет на оценки характеристик звезд. Она изменяет не только яркость, но и цвет звезд. Зависимость межзвездного поглощения (включающая как поглощение, так и рассеивание света), проиллюстрированная так называемой кривой поглощения и открытая Trumpler (1930, 1930a), вероятно, вызвана мелкими частицами межзвездной пыли (частицами «Mie»).

Наличие межзвездной пыли объясняет существование эффекта depletion («обеднение») – содержание металлов в межзвездном газе, как правило, существенно меньше солнечного. Исключением являются, например, пекулярные облака типа CaFe, открытые нами в спектрах некоторых покрасневших звезд (Bondar et al. 2007). Эти облака не содержат пыли, содержание кальция и железа в них не подвержено эффекту обеднения.

Согласно результатам De Cia (2021), полученным в результате изучения межзвездных линий металлов в спектрах 25 покрасневших звезд в ультрафиолетовом диапазоне длин волн, обнаружено, что средняя металличность межзвездного газа составляет 55 ± 7 процентов солнечной, однако различия величины металличности достигают десять и более раз. Есть облака, в которых металличность лишь около 17 процентов солнечной и, возможно, еще меньше. Авторы предполагают, что первозданный газ, падающий на диск Галактики в виде высокоскоростных облаков, может вызвать наблюдаемые химические неоднородности масштабов в десятки парсек. Высокий разброс металличности показывает, что этот аккрецирующий газ с низкой металличностью не очень эффективно смешивается с МЗС.

Поглощающая межзвездная среда, очевидно, состоит из частиц разных размеров. Например, модель межзвездной пыли Li & Greenberg (1997), основанная на наблюдаемых кривых поглощения, насчитывает 3–4 популяции пылинок, ответственных за форму кривой поглощения в УФ-диапазоне, но для поглощения в видимом диапазоне она предлагает только одну популяцию — так называемые крупные частицы размером около 10^{-8} м. Эти крупные частицы вызывают селективное поглощение в видимом диапазоне, но кажутся «серыми» в УФ-диапазоне. Разумно предположить, что для очень крупных частиц может иметь место поглощение света, которое одинаково повлияет на все длины волн и вызовет «нейтральное» межзвездное поглощение как в видимом, так и в ультрафиолетовом спектральном диапазоне. Мы можем назвать «серое» или нейтральное поглощение неселективным поглощением.

С момента открытия Trumpler'a обычно предполагалось, что общее межзвездное поглощение пропорционально селективному поглощению, и что, если есть какой-либо неселективный компонент этого поглощения, его количество также строго пропорционально

селективному (Aller & Trumpler 1939). Это привело к общепринятой связи общего межзвездного поглощения с его селективным эффектом, избытком цвета: $A_v = R * E(B - V)$.

Хотя мелкие частицы, ответственные за селективное поглощение, вероятно, преобладают в межзвездном пространстве, в некоторых областях могут существовать условия, способствующие образованию и существованию очень крупных частиц. Возможное присутствие таких частиц обсуждалось в литературе и, в т.ч. еще в работах Trumpler'a. Его ранняя статья (Trumpler 1930a) содержит следующее утверждение: «наша система Млечный Путь, по-видимому, содержит значительное количество тонкодисперсной материи, заметной по ее поглощению света. Эта материя, по-видимому, состоит в основном из: 1. Свободных атомов..., 2. Свободных электронов..., 3. Мелких частиц космической пыли различных размеров... производящих наблюдаемое селективное поглощение..., и 4. Возможно... также более крупных метеорных тел, в равной степени задерживающих свет всех длин волн, что может быть ответственно за небольшую часть общего поглощения (остаточный эффект)». Для остаточного эффекта он нашел среднее значение 0.19 зв.величины/кпс, по сравнению с селективным, равным 0.31 зв.вел./кпс.

Strom et al. (1971) и Strom et al. (1972) предположили, что звезды спектрального класса А и F рассеянного скопления NGC 2264, находящиеся ниже главной последовательности нулевого возраста (ZAMS) в плоскости $[V, (B - V)]$, вероятно, окружены околос звездными, оптически толстыми дисковыми пылевыми оболочками, имеющими неселективные характеристики поглощения на видимых длинах волн. Очень высокое отношение общего к селективному поглощению у этих звезд, по-видимому, требует присутствия значительного количества очень крупных частиц в упомянутых оболочках. Jones (1972) аналогичным образом объяснил кажущееся ослабление некоторых членов Плеяд, наблюдаемых как явно более слабые, чем их коллеги-члены с предположительно такими же физическими характеристиками. В работе Krelowski et al. (2019) мы исследовали пространственную структуру Плеяд и подтвердили гипотезу Jones.

Andriess et al. (1978) в своем исследовании процесса конденсации твердого вещества вокруг η Car, пришли к выводу, что такой конденсат может частично состоять из силикатных пылинок размером около 1 мкм, которые дают почти серое околос звездное поглощение до 3–4 зв. вел. в видимом и ультрафиолетовом диапазонах. Dunkin & Crawford (1998), сопоставили положение HD 35187В на диаграмме HR и расстояние до звезды, полученное с помощью надежного параллакса Hipparcos, нашли доказательства того, что эта звезда затемнена примерно на 0.4 зв. величины «серым» околос звездным поглощением. Jura et al. (2001) объяснили наблюдаемые субмиллиметровые потоки от двойных звезд: 17 Lep, 3 Pup и VM Gem, как, вероятно, испускаемые частицами пыли размером до 0.1 мм в радиусе. Они предположили, что

частицы окружающего звезды диска могут расти путем коагуляции даже до размеров в 1 мм. Landgraf et al. (2000) показали, что пылинки, обнаруженные космическими зондами *Ulysses* и *Galileo*, достигают размеров до 2.0 мкм, что значительно превышает максимальные размеры, обычно принятые для типичных межзвездных пылинок (0.25 мкм), и могут быть частью популяции межзвездной пыли местного межзвездного облака. Witt et al. (2001) исследовали распределение размеров пылинок, которое приводит к образованию рентгеновского гало вокруг Новой Лебедя 1992 года, и предложили расширить распределение размеров межзвездных пылинок в направлении к этому источнику до, а возможно, даже и за пределы 2.0 мкм. Такие крупные пылевые частицы серые на оптических и ультрафиолетовых длинах волн, и поэтому их существование не может быть доказано анализом кривой поглощения. Aguirre (1999) и Simonsen & Hannestad (1999) предположили, что затемнение далеких сверхновых типа Ia может быть вызвано большим количеством серой пыли в межгалактической среде. Пылинки могут быть серыми либо потому, что они не сферические, либо потому, что они очень большие.

Более того, Aguirre (1999) показал, что графитовые пылинки, даже такие маленькие, как 0.1–0.25 микрометра, также были бы слишком серыми, чтобы быть обнаруженными по их покраснению. Наконец, как показали Zubko et al. (1996, 1998), такие большие пылинки, по-видимому, являются необходимым компонентом моделей пылинок для соответствия наблюдаемым кривым поглощения в визуальном и ультрафиолетовом диапазонах. Таким образом, возможно, что полное межзвездное поглощение (A_V) может состоять из двух компонентов: селективного и неселективного (серого, grey extinction – GE).

Если A_V включает неселективный компонент, вклад этого компонента может быть измерен просто по разнице между наблюдаемой абсолютной величиной звезды $M_V(\text{obs})$ (выведенной из ее видимой яркости (V), расстояния (d) и A_V , оцененной как $R * E(B - V)$), и «собственной» абсолютной величиной $M_V(\text{intr})$, приписываемой спектральному типу и классу светимости (Sp/L) этой звезды с помощью калибровочных соотношений:

$$GE = M_V(\text{obs}) - M_V(\text{intr}) \quad (4.1)$$

На рисунке 4.1 $M_V(\text{obs})$ сравниваются с $M_V(\text{intr})$ (взятыми из калибровочных соотношений Schmidt-Kaler (1982) для группы близких (до 400 пк) звезд раннего типа. Расхождения между обеими упомянутыми абсолютными величинами ясно видны на этом рисунке. Довольно формально, разница (4.1) может быть результатом разброса физических свойств звезд одного и того же спектрального класса. Lamers et al. (1997) определили эти различия для нескольких звезд и связали их с вращением звезд ($v \sin i$). Небольшая выборка звезд разных спектральных типов и классов светимости, использованная в их исследовании, однако, создает некоторые сомнения относительно найденной связи. Более того, Jaschek & Gomez (1998) и Wegner (2000) на основе гораздо больших выборок звезд раннего типа не подтвердили такую зависимость от вращения.

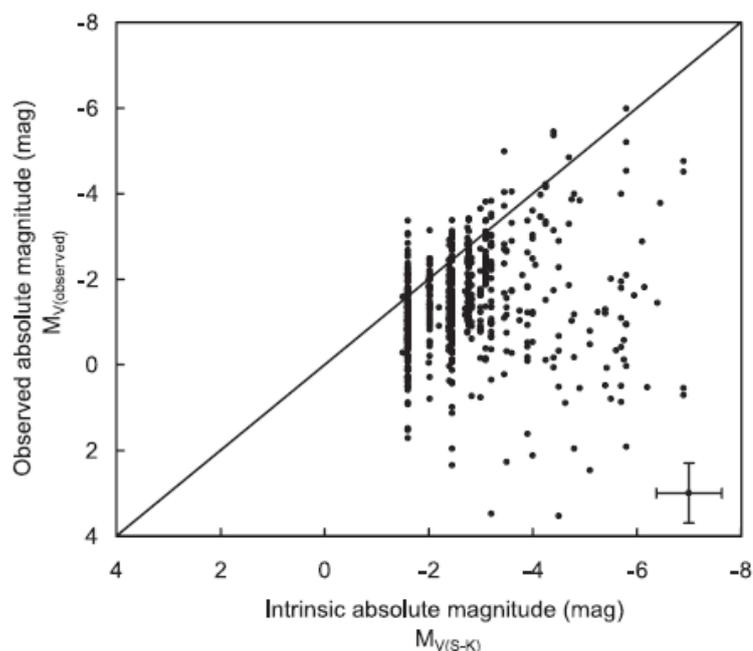


Рисунок 4.1. Сравнение наблюдаемых абсолютных величин с «собственными» для 556 звезд O-V3 разных классов светимости, с расстояниями до 400 пк. Крест представляет собой среднюю погрешность.

Помимо любых других физических свойств звезд, возможно, ответственных за упомянутое различие (например, металличность звезд), простейший способ объяснить такое различие, по-видимому, связать его с межзвездным поглощением. Представленные на рисунке 4.1 наблюдаемые абсолютные величины были рассчитаны со средним галактическим значением R , равным 3.1 (Wegner, 1993). Это дает для всех рассмотренных 556 звезд среднюю величину GE , равную 1.3 зв. величины. R может варьироваться от положения на небе, но редко, и только в некоторых плотных молекулярных облаках она достигает значений от 4 до 6 (Mathis 1990).

Если мы примем для всех звезд, представленных на рисунке 4.1 значение R равное 6, то результирующая средняя величина GE все равно будет значительной – около 0.84 зв. величины. Таким образом, очень трудно объяснить представленный эффект GE исключительно необычными значениями R , и кажется разумным интерпретировать GE как возможно связанный с дополнительным нейтральным компонентом межзвездного поглощения.

В работе Skórzyński et al (2003) мы рассмотрели GE , демонстрируемый близкими звездами раннего типа с надежно определенными расстояниями и спектральными типами, в контексте его вероятной связи с нейтральным (серым) компонентом межзвездного пылевого поглощения. Результаты исследования приведены ниже.

В поисках возможных неселективных эффектов межзвездного поглощения нам следует сосредоточиться в основном на карликах ранних спектральных классов, для которых ошибка

определения класса светимости существенно менее вероятно, чем для гигантов и сверхгигантов. Влияние нейтрального (серого) поглощения просто «сместит» эти звезды ниже нулевого возраста главной последовательности (ZAMS) в плоскости $[V, (B - V)]$ (согласно уравнения 4.1). Для гигантов или сверхгигантов неправильная классификация их классов светимости, сдвигающая их на диаграмме цвет-светимость в сторону главной последовательности, может размыть такие эффекты нейтрального поглощения.

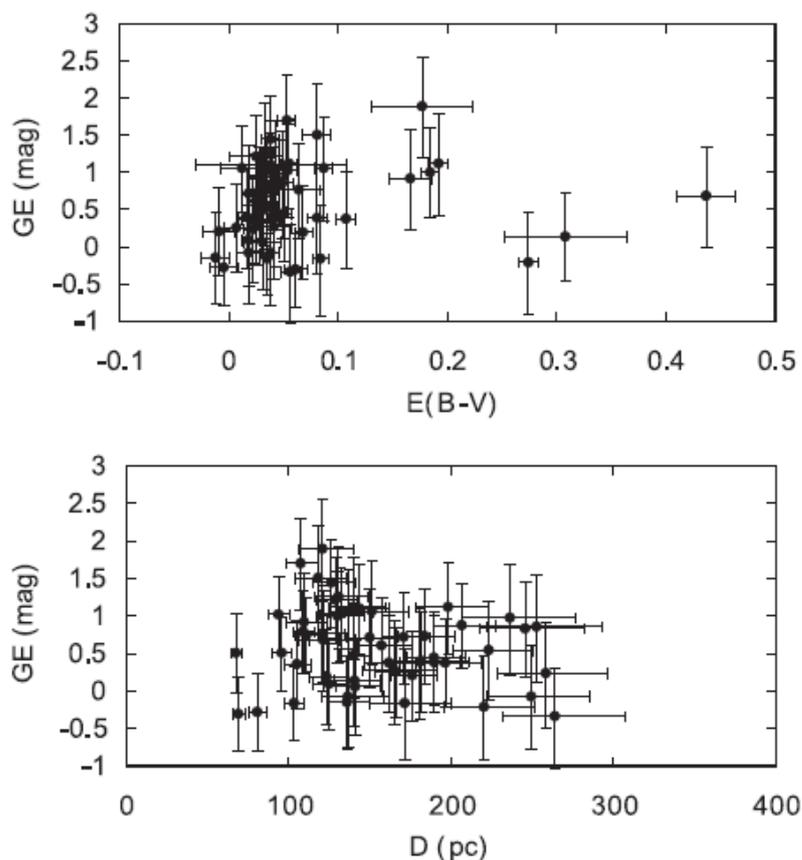


Рисунок 4.2 Эффект GE в зависимости от $E(B - V)$ и расстояний Hipparcos для звезд с ошибкой параллакса, не превышающей 15 %.

Надежные значения GE могут быть определены только для звезд с точно определенными расстояниями. Мы использовали данные тригонометрические параллаксы и фотометрические данные Tycho миссии Hipparcos-Tycho (ESA 1997) при вычислении значений GE для ярких звезд O, B с помощью уравнения:

$$GE = V - 5 \log(d) + 5 - 3.1 \times E(B - V) - M_V(\text{intr}) \quad (4.2)$$

Для определения GE мы использовали расстояния Hipparcos, собственные абсолютные величины, взятые из калибровок M_V от Sp/L Schmidt-Kaler (1982) ($M_V(S-K)$), собственные показатели цвета, $(B - V)_0$ из Paraj et al. (1993), значения V и $(B - V)$ из каталога Hipparcos и $R = 3.1$ согласно Mathis (1990) и Wegner (1993). Спектральные типы и классы светимости были взяты

из каталога Hipparcos. Ошибки разностей между наблюдаемыми и собственными абсолютными величинами (GE) были определены в соответствии с уравнением 1 из Lamers et al. (1997).

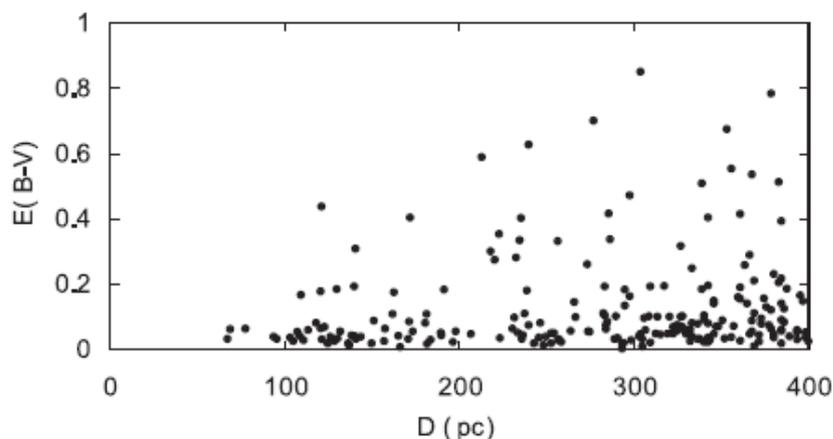


Рисунок 4.3 Зависимость межзвездного покраснения от расстояния.

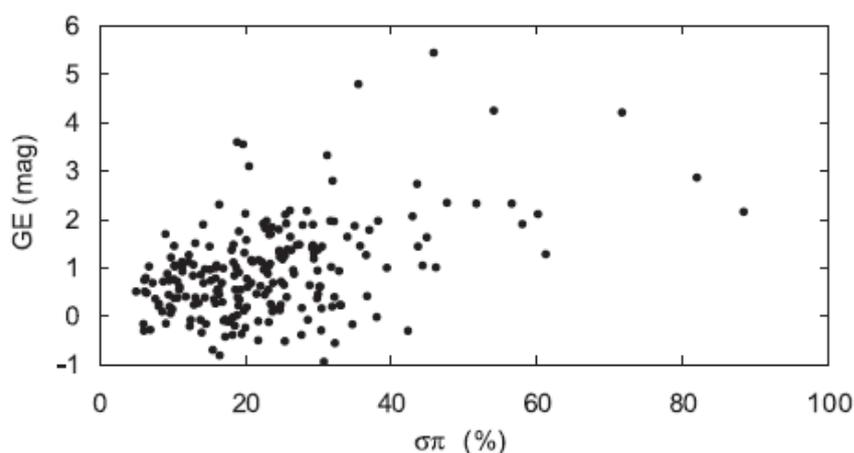


Рисунок 4.4 Зависимость GE от ошибок тригонометрического параллакса Hipparcos.

Для снижения влияния возможных ошибок измерения параллаксов, мы выбрали из каталога Hipparcos все карлики O-V3 с расстояниями Hipparcos только до 400 пк. Полученная выборка состоит из 220 звезд. Чтобы проверить, действительно ли предлагаемый GE является неселективным, мы сравнили значения GE , рассчитанные по уравнению 4.2 с их избытком цвета $E(B-V)$ (см. верхний график рисунка 4.2). На рисунке 4.2 не видно связи между обоими параметрами. Более того, даже слегка покрасневшие звезды могут показывать значительный эффект GE .

Нижний график на рисунке. 4.2 показывает, что GE также не зависит от расстояния. Однако, как показано на рисунке 4.3, мера селективного межзвездного поглощения, $E(B-V)$, по-видимому, также не зависит от расстояния. Это может указывать на более сложное распределение и физические свойства межзвездной пыли в локальном галактическом пространстве. На рисунке 4.4 полученные значения GE показаны в зависимости от ошибок

параллакса, как указано в каталоге Hipparcos. Как видно, значения GE, по-видимому, не зависят от ошибок параллакса. Более того, на рисунке показано, что большинство рассматриваемых звезд имеют параллаксы, определенные с точностью выше 40 процентов.

Как видно на рисунке 4.2, эффект GE, не зависит от $E(B-V)$ и достигает своего максимума на расстоянии от 110 до 150 пк. Это говорит о том, что рассматриваемый эффект GE действительно может представлять собой неселективное межзвездное поглощение. Более того, отсутствие какой-либо отчетливой зависимости как GE, так и $E(B-V)$ от расстояний может свидетельствовать о том, что вещество, ответственное за оба упомянутых компонента межзвездного поглощения, распределено в окрестностях Солнца весьма неоднородно.

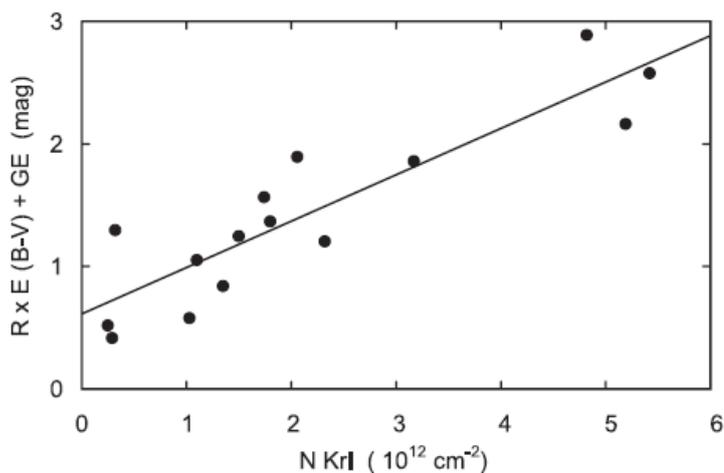


Рисунок 4.5. Соотношение между лучевой концентрацией межзвездного криптона и полным поглощением, включающем $R \times E(B - V)$ и GE. Средняя ошибка лучевой концентрации криптона составляет около 15 процентов.

В качестве хорошей оценки общего количества межзвездной материи в определенном направлении мы можем использовать наблюдаемое содержание межзвездных благородных газов, таких как, например, аргон или криптон. Будучи химически нейтральными, их общее содержание по лучу зрения полностью определяется по интенсивности спектральных линий этих элементов. К сожалению, определения содержания межзвездного аргона из спектров звезд O и B очень редки и не позволяют проводить какие-либо статистический анализ. Немного лучше обстоит дело с данными для межзвездного криптона Kr I, для которого содержание для 15 звезд раннего типа было определено Cartledge et al. (2001) и Cardelli & Meyer (1997). Эти содержания Kr I изображены на рисунке 4.5 по отношению к общему межзвездному поглощению (селективное, оцененное как $3.1 \times E(B-V)$) + неселективное (значения GE)). Несмотря на возможные большие ошибки, вызванные, например, ошибкой определения спектральных типов, классов светимости или ошибок параллакса звезд, полученное соотношение с коэффициентом

корреляции $r = 0.89$, по-видимому, означает прямую связь GE с межзвездной материей. Все данные, использованные на рисунке 4.5, даны в таблице 37.

Анализ имеющихся астрометрических, спектроскопических и фотометрических данных для звезд раннего типа в окрестностях Солнца показывает, что наблюдаемое ослабление яркости многих из них по сравнению с ожидаемым из их расстояний (определенной по данным Hipparcos) и собственных абсолютных величин, названное нами эффектом GE, может быть объяснено существованием вдоль наблюдаемых направлений крупных межзвездных пылинок, вызывающих нейтральное (серое) поглощение.

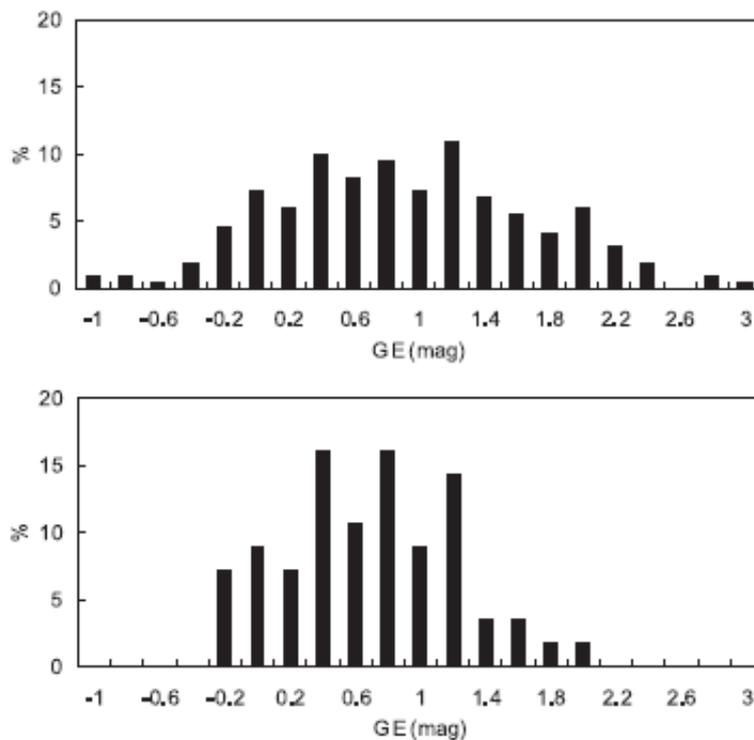


Рисунок 4.6. Процентное распределение эффекта GE для 220 карликов O-B3 на расстоянии до 400 пк (верхний график) и суб-выборка тех же звезд с ошибками параллакса менее 15 процентов (нижний график).

Интерпретация эффекта GE как межзвездного поглощения подтверждается четкой корреляцией между GE (определяемого по уравнениям 4.1 и 4.2) и общим количеством межзвездного вещества, оцененному по лучевой концентрации криптона. Чтобы проиллюстрировать, насколько существенно это серое (нейтральное) поглощение в солнечной окрестности, на рисунке 4.6 представлены гистограммы процентного распределения значений GE для обеих выбранных выборок близких карликов O-B3. Верхний график представляет распределение GE для всех карликов до 400 пк, нижняя - для звезд с ошибками параллакса менее 15 процентов. «Ноль» на оси абсцисс указывает на отсутствие серого поглощения. Отчетливая асимметрия в обоих представленных распределениях предполагает наличие, в некоторых

случаях, весьма значительного (до нескольких звездных величин!) нейтрального поглощения на расстояниях всего лишь до 400 пк. Такое сильное локальное нейтральное поглощение может существенно изменить не только оценку глобальных физических характеристик близких звезд, но и представление о пространственном распределении объектов в локальной области галактики.

Этот результат, опубликованный нами в статье Skórzyński et al. (2003) основан исключительно на параметре Sp/L (спектральный тип и класс светимости) из опубликованных источников, без проверки их правильности. Возможно это является причиной существования отрицательных значений GE, как это видно на рисунке 4.6.

Итак, фотометрическое уравнение со всеми возможными членами поглощения, известными из Trumpler (1930), выглядит следующим образом:

$$m_V - M_V = 5 \log D - 5 + R_V \times E(B - V) + GE$$

где GE – серая экстинкция. Значение m_V получают простым измерением, но многие OB звезды являются либо переменными, либо двойными. В этом случае и m_V , и M_V должны соответствовать одной и той же фазе. $E(B - V)$ можно определить с достаточно высокой точностью, поскольку показатель цвета $B - V$ массивных OB3 (B звезды не позднее B3) звезд не меняется значительным образом. «Каноническое» значение R_V обычно принимается равным 3.1. Однако, отношение полного к селективному поглощению (R_V) может серьезно меняться от объекта к объекту (Fitzpatrick & Massa, 2007). Оценки варьируются от 2 до 6.5, что может серьезно влиять на оценки расстояний методом спектрального параллакса, особенно для сильно покрасневших звезд. Стоит отметить, что некоторые авторы (например, De Marchi et al. 2016) ошибочно ставят знак равенства между R_V и серым поглощением. Строго говоря, это неверно, поскольку «серое» поглощение означает, что оно не зависит от длины волны.

Одним из весьма специфических случаев является расстояние до хорошо известной Трапеции Ориона. Menten et al. (2007) использовали Very Long Baseline Array для измерения тригонометрического параллакса до туманности Ориона и рекомендовали расстояние 414 ± 7 пк. Еще в 1937 году Baade, W. & Minkowski (1937) сообщили об обнаружении аномальной кривой поглощения для звезд Ориона. Спектры межзвездных облаков в направлении этой группы звезд также являются своеобразными, например, даже при значительном межзвездном покраснении характерны очень слабые линии межзвездных молекул и диффузных полос или даже их отсутствие (Krelowski et al. 2015). «Особые» случаи наиболее интересны для исследования, поскольку, скорее всего, являются примерами отдельных облаков, в то время как «типичные» случаи, на самом деле, являются средними по многим, вероятно, разным облакам, что делает однозначную физическую интерпретацию почти невозможной.

Для исследования трапеции Ориона нами были получены спектры 3 объектов этой группы звезд (Krelowski et al. 2016).

Спектральная классификация HD 37020 неопределенна. Последняя Sp/L классификация HD 37020 — O7Vp (Sota et al. 2011). Тем не менее, база данных Simbad (Wenger et al. 2000) помечает звезду как объект B0.5V Ae/Be Хербига, ссылаясь на Mason et al. (1998). Schertl et al. (2003) указали на двойственность HD 37020 поданным спекл-интерферометрии. Второй компонент на 2.3 звездной величины слабее в фильтре J. При этом, авторы предполагают, что это «звезда ~F-типа, свет которой ослаблен сильным межзвездным поглощением», и что объект является молодой звездой на стадии до главной последовательности.

Принимая во внимание эффективные температуры звезд двойной системы и разницу в яркости, интегральный поток вторичной звезды слишком мал, чтобы повлиять существенным образом на результирующий Sp/L, полностью определяемому главным компонентом. Согласно Walborn & Fitzpatrick (1990), ключевыми линиями звезд O являются линии He II на 4541.5 Å и 4200 Å, варьирующиеся от слабых в O9.5 до сильных в O2–O7, и линии He I на 4471.5 Å и 4026 Å, увеличивающие интенсивность от отсутствующих в O2/3 до заметных в O9.5. Спектры HD 37020 и HD 37022 показывают наличие сильных линий He II (см. рисунок 4.7) в этих, очевидно, O-звездах. Линии He I на 4471.5 Å, очевидно, сильнее линий He II на 4541.5 Å, что доказывает, что обе звезды трапеции Ориона холоднее, чем O7, где обе линии должны быть равны.

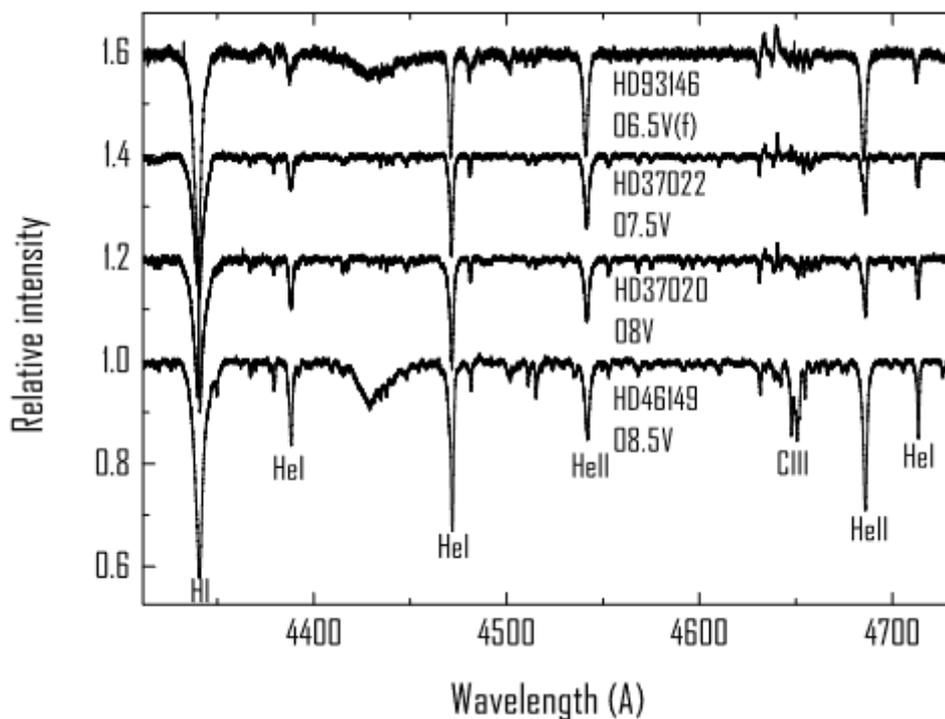


Рисунок 4.7. Спектры HD 37022 и HD 37020 со стандартами Walborn & Fitzpatrick (1990). Спектральный класс O-звезд определяется по отношению интенсивности линий He I/He II. Широкие профили линий водорода у звезд Ориона подтверждают, что они являются карликами.

Расстояния до звезд, полученные по Ca II-методу (Megier et al. 2009), хорошо согласуются с тригонометрической оценкой Menten et al. (2007) для всего скопления. Чтобы установить спектральный тип и класс светимости наблюдаемого спектра HD 37022, мы использовали спектры HD 93146 (O6.5V) и HD 46149 (O8.5V), приведенные в качестве стандартов Sp/L Walborn & Fitzpatrick (1990). Как видно на рисунке 4.7, классификация звезд Ориона попадает в достаточно узкий диапазон. В частности, эти спектры содержат две соседние спектральные линии: He I 4471.5 Å и He II 4541.5 Å. Их соотношение сил сильно зависит от эффективной температуры. Таким образом, спектральный тип HD 37022 находится между двумя стандартами, т. е. O7.5 или O8. Класс светимости можно оценить по линиям H I в спектре HD 37022, который, несмотря на влияние околозвездной оболочки, показывает широкие крылья, характерные для карликов.

Калибровка абсолютных звездных величин Schmidt-Kaler (1982) является дискретной, и поэтому окончательный выбор спектрального типа и класса светимости важен для снижения неопределенностей в оценках расстояний. Имея эти ограничения, мы можем оценить спектрофотометрическое расстояние до HD 37022 и HD 37020. Для O7.5V (HD 37022) спектрофотометрическое расстояние очень хорошо совпадает с расстоянием, определенным с помощью нашего метода Ca II, а также со значением, основанным на тригонометрическом параллаксе VLBI и рекомендованным Menten et al. (2007). Мы собрали все наши измерения и расчеты в таблице 38. Как видно, Ca II-расстояния до HD 37022 и HD 37020 практически идентичны – разница составляет всего 1%. Они также совпадают с измерениями Menten et al. (2007). С другой стороны, спектрофотометрическое расстояние HD 37020 отличается от указанного выше почти в 2.5 раза. Рассмотрим фотометрическое уравнение в его развернутой версии. Для объектов с близким Sp/L их абсолютные величины должны быть почти равны по определению. Расстояния Ca II и профили линий ионизированного кальция идентичны, что согласуется с тем фактом, что обе звезды принадлежат к одному скоплению. Более того, межзвездные спектры обоих объектов очень своеобразны и, было бы маловероятно, если бы они не были членами одной и той же группы. В таблице 38 также приведены отношения полного и селективного поглощения R , взятые из работы Fitzpatrick & Massa (2007). Расстояние до HD 37020, измеренное Menten et al. (2007), составляет 417.9 ± 9.2 пк и почти точно совпадает с нашим методом, основанным на CaII (422 пк), а также с усредненным расстоянием скопления.

Спектрофотометрическое расстояние может согласовываться с приведенными выше, если R для этого объекта больше 12. Это выходит за пределы диапазона, представленного Fitzpatrick & Massa (2007). Также трудно допустить такие большие различия в абсолютной величине в пределах почти одного и того же спектрального класса. Поскольку обе звезды: HD 37020 и HD 37022 имеют практически одинаковые Sp/L и избытки цвета (рисунок 4.7 и таблица 38), разница

между их видимыми величинами, по нашему мнению, объясняется наличием «серой экстинкции». В таблице 39 перечислены фотометрические величины этих звезд в полосах Джонсона. Очевидно, что различия от полосы U до полосы J почти идентичны, что означает, что затухание почти серое. Глубже в инфракрасном диапазоне разница становится меньше — по-видимому, размеры пылевых частиц уже не так велики относительно длины волны в этом диапазоне.

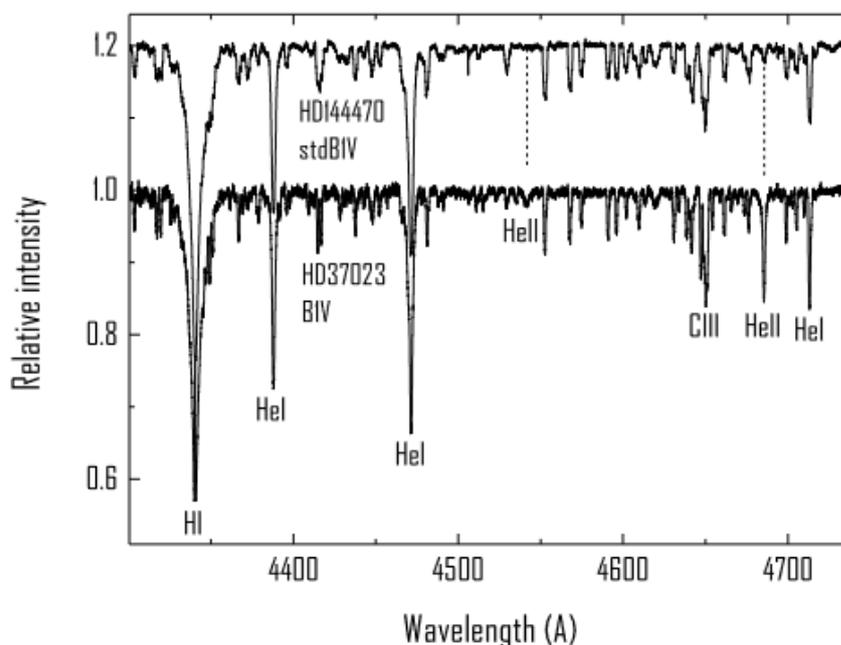


Рисунок 4.8. Сравнение спектра HD 37023 со спектром спектрального стандарта (Walborn & Fitzpatrick, 1990).

Третий объект нашей выборки, HD 37023, явно относится к другому спектральному типу. Мы сравнили его спектр со спектром HD 144470, который, согласно Walborn & Fitzpatrick (1999), является стандартной звездой типа B1V (рисунок 4.8). Как видно на рисунке, HD 37023 – звезда типа B1V. Если предположить, что значение R_V для HD37023 такое же, как у HD 37020, мы получим спектрофотометрическое расстояние, совпадающее с тригонометрическим (Menten et al. 2007) и с расстоянием, полученным с помощью CaII-метода (см. таблицу 38).

Таким образом, HD 37020 — единственный объект из нашей выборки, находящийся за «серым» облаком из крупных пылинок. Подчеркнем, что обнаружение крупных пылинок (серой экстинкции) затрудняется из-за отсутствия связи с покраснением и другими межзвездными особенностями.

Следующий логичный шаг – расширить выборку объектов с точно установленным спектральным классом и расстоянием, что позволит однозначно определить наличие или отсутствие «серой» экстинкции. Такое исследование было выполнено нами в статье Krelowski et

al. (2017). Для 112 покрасневших ОВ звезд были получены спектры высокого разрешения ($R > 40000$). Спектральный класс каждого объекта уточнялся с помощью списка спектральных стандартов Walborn & Fitzpatrick (1990). Расстояние до объектов оценивалось тремя методами: методом тригонометрического параллакса (использовались данные из базы данных Simbad, Wenger et al. 2000); нашим Ca II-методом (Megier et al. 2005, 2009); методом спектрального параллакса на основе калибровочных данных Schmidt-Kaler (1982) и Papaj et al. (1993). Результаты собраны в таблице 40. В таблице 41 дается аналогичная информация, но для звезд, для которых измерения параллакса отсутствуют (по состоянию на 2017 год).

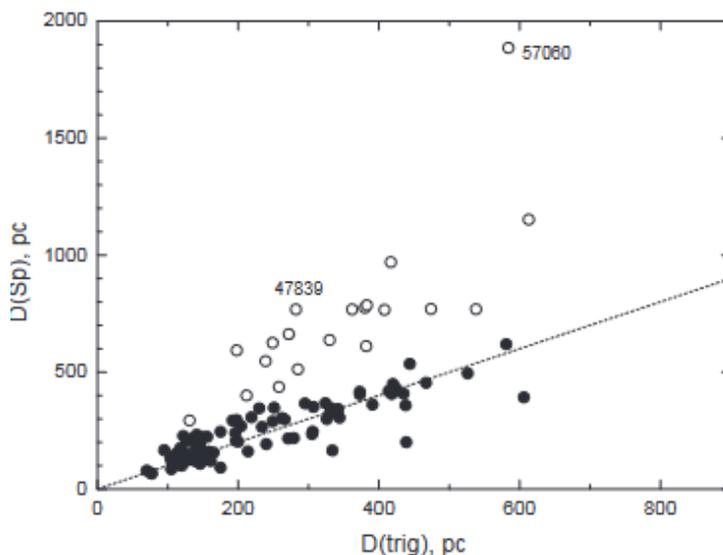


Рисунок 4.9. Сравнение спектрофотометрических расстояний с тригонометрическими. Выбросы (выделенные жирным шрифтом в таблице 40) показаны незакрашенными кружками. Те же символы используются на последующих графиках. Показана линия одинаковых расстояний.

На рисунке 4.9 сравниваются спектрофотометрические и тригонометрические расстояния. Как видно, распределение точек на рисунок 4.9 отчетливо асимметрично в сторону больших спектрофотометрических расстояний с редкими противоположными случаями. Наиболее очевидные выбросы (выделены жирным шрифтом в таблице 40) отмечены открытыми кружками.

Рассмотрим один из них: HD 57060. Согласно Sota et al. (2014) это звезда O7Iaf с видимым блеском 4.98 и небольшим покраснением $B-V = -0.15$ зв. величины. Таким образом, межзвёздное поглощение не может играть большой роли, независимо от того, насколько велико отношение полного поглощения к селективному (параметр R). На практике единственным фактором, который может опустить объект на рисунке 4.9 по вертикальной шкале, т. е. приблизить его к линии равных расстояний, может быть ошибочная спектральная классификация. На рисунке 4.10 дается сравнение спектра этой звезды со спектром стандарта O8Ia (Walborn & Fitzpatrick, 1990). Очевидно, обе звезды имеют близкие Sp/L – отношение интенсивностей линий

He I(4471)/He II(4541) в их спектрах соответствует спектральному классу O8. У HD 57060 мы наблюдаем более слабые эмиссии N III, а также He II на 4686 Å. Это означает, что звезда не является экстремальным сверхгигантом, а скорее объектом Ib, но вряд ли II класса светимости (рисунок 11 из Walborn and Fitzpatrick 1990). Однако даже для Sp/L O8II спектрфотометрическое расстояние составит 1380 пк, т.е. более чем в два раза больше тригонометрического (и CaII-расстояния тоже).

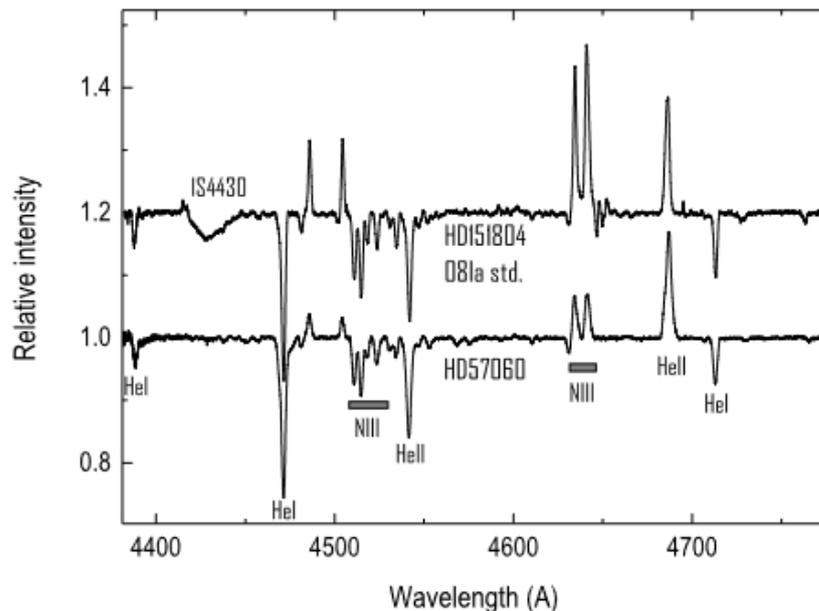


Рисунок 4.10. Спектр HD 57060 в сравнении с HD 151804 – стандартом O8Ia, согласно Walborn & Fitzpatrick, (1990).

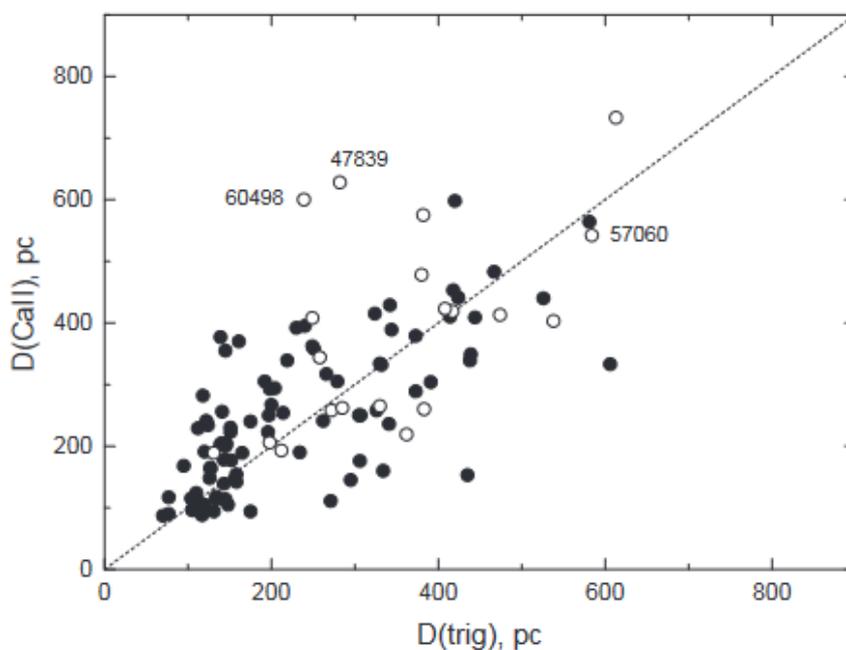


Рисунок 4.11. Сравнение тригонометрических и Ca II расстояний. Светлые кружки соответствуют тем же выбросам, что и на рисунке 4.9. Показана линия равных расстояний $Y=X$.

Звезды, показанные на рисунке 4.9, также показаны на рисунке 4.11, где сравниваются тригонометрические и Ca II расстояния. Несмотря на разброс, общее соотношение выглядит симметричным относительно линии равных расстояний. Выбросы (незакрашенные кружки) почти идеально перемешаны с другими точками. Большая часть неравномерного разброса связана со звездами на относительно близких расстояниях, где облака Ca II, очевидно, могут демонстрировать более неравномерное пространственное распределение, как это упоминалось в Megier et al. (2009). Определенный вклад в наблюдаемый разброс среди близких звезд внесен группой звезд скопления Sco OB2, где обнаружено пекулярное межзвездное поглощение (Fitzpatrick & Massa, 2007). Таким образом, можно сделать вывод, что тригонометрические и Ca II расстояния согласуются вполне удовлетворительно, в пределах погрешностей измерений, тогда как в случае спектрофотометрических мы наблюдаем несколько звезд (например, HD 57060), которые кажутся намного более удаленными по их Sp/L (подтвержденными посредством анализа спектров). Поскольку наблюдаемые различия нельзя объяснить ошибочной спектральной классификацией, единственным возможным фактором, ослабляющим звездный свет (см. выбросы на рисунке 4.9 и 4.11), может быть серое (нейтральное) поглощение, которое действует фактически точно так же, как расстояние (все длины волн ослабляются одинаково). Таким образом, серая экстинкция приводит к преувеличенным спектральным параллаксам, иногда весьма значительно – в 2–3 раза.

Из всей выборки звезд (таблица 40) мы отобрали 22 объекта, которые показывают покраснение, близкое к нулю. Их $E(B - V)$ не превышает 0.05 зв. величины. Поскольку такой избыток цвета очень близок к типичной ошибке его оценок (из-за неопределенностей определения Sp/L и возможной переменности), можно считать объекты (помеченные буквой G в таблице 40) не покрасневшими (почти). Таким образом, их спектрофотометрические расстояния практически не затронуты эффектами поглощения (из-за умножения на ноль корректность значения R_V не играет роли). Большинство из вышеупомянутых объектов находятся относительно близко, и поэтому их тригонометрические параллаксы Hipparcos доступны и надежны. Для нескольких объектов (выделенных жирным шрифтом в таблице 40) тригонометрические и Ca II расстояния совпадают, в то время как спектрофотометрические расстояния заметно больше. Рассмотрим, например, звезду HD 66811 (ζ Pup). Согласно Walborn & Fitzpatrick (1990), это стандарт типа O4If. Таким образом, мы не можем предположить ошибочность ее абсолютной величины (взятой из Schmidt–Kaler 1982) соответствующей ее Sp/L. Наблюдаемый цветовой индекс $B - V$ практически равен $(B - V)_0$ (Papaž et al. 1993), что делает покраснение пренебрежимо малым. Таким образом, единственными факторами, ослабляющими ее яркость, являются расстояние и возможное нейтральное поглощение. Эти два фактора работают одинаково. Если тригонометрические и основанные на Ca II расстояния согласуются,

но спектрофотометрическое расстояние явно больше, следует заключить, что звезда светит сквозь облако, вызывающее серое поглощение. То же самое, скорее всего, должно быть верно в нескольких других случаях с избытком спектрофотометрического расстояния. Отметим, что, несмотря на отсутствие покраснения, мы наблюдаем у некоторых из этих звезд довольно сильные межзвездные линии Ca II и Ti II которые показывают наличие значительного количества межзвездного вещества в направлении на эти объекты. На данный момент трудно ответить, связан ли этот ионизированный атомарный газ с достаточно крупными пылевыми частицами, но этого нельзя исключить. В любом случае пространство в направлении формально непокрашенных объектов не пусто.

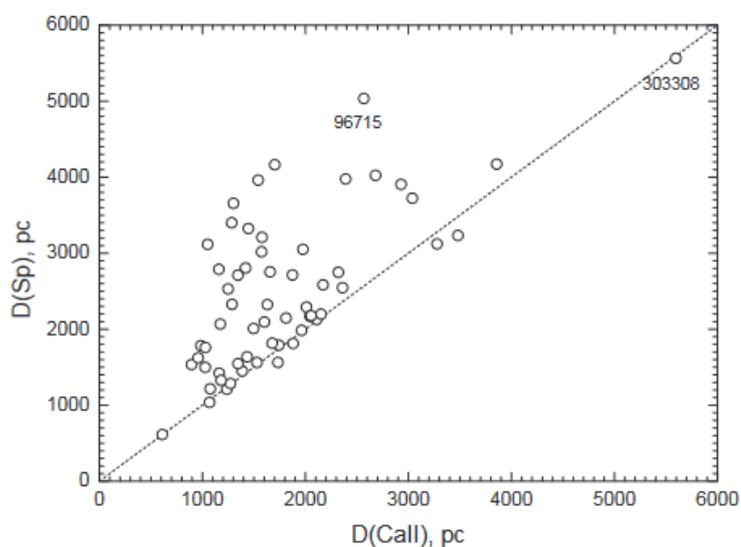


Рисунок 4.12. Сравнение Ca II и спектрофотометрических расстояний для «далеких» объектов из таблицы 41.

Эти непокрашенные звезды не показывают никаких других межзвездных особенностей, кроме Ca II и Ti II – только очень слабый желтый дублет Na I. Мы не наблюдаем ни линии K I (как правило, достаточно мощная межзвездная линия), ни молекулярных линий (CH, CH+, CN), ни диффузных межзвездных полос.

В нескольких случаях (HD 36486, HD 66811, HD 38666 и HD 38771) наблюдаются явно завышенные спектрофотометрические расстояния, в то время тригонометрические и CaII расстояния согласуются. Однако, например, для HD 41753, HD 93030, HD 886, HD 33328 и HD 72067 все три оценки расстояния похожи, если не идентичны. В некоторых случаях (HD 37128 и HD 74455) тригонометрические расстояния кажутся завышенными, это может быть связано с двойственностью или множественностью этих объектов, когда орбитальное движение вокруг центра масс системы влияет на измерение параллакса.

Из вышеизложенного очевидно, что спектрофотометрические оценки расстояний до ярких, горячих звезд могут быть неверными из-за наличия непредсказуемого (серого) поглощения, которое серьезно влияет на видимые величины. Другим источником ошибок является возможная переменность звезд. Их спектры и фотометрические данные должны быть получены одновременно, что редко реализуется на практике. Только межзвездные линии остаются, в абсолютном большинстве случаев, неизменными, и поэтому Ca II расстояния могут быть очень полезны как дополнительный инструмент, особенно для больших расстояний, где ошибки тригонометрических параллаксов велики.

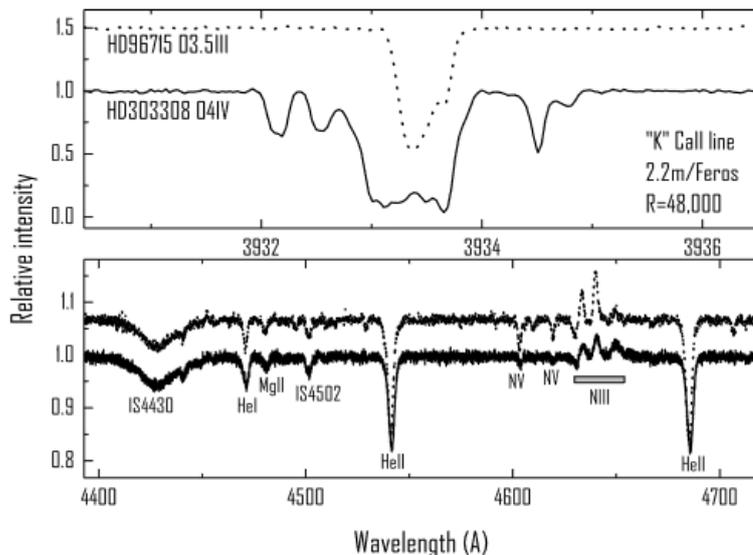


Рисунок 4.13. Сравнение спектров двух звезд, отмеченных на рисунке 4.12. Обратите внимание на близкое сходство Sp/L и диффузных полос на 4430Å. Сложный профиль линии CaII K в спектре более далекого объекта HD 303308 демонстрирует множество отдельных компонентов в отличие от относительно простого профиля CaII в спектре более близкого объекта HD 96715.

Дополнительно, мы сделали выборку ярких звезд типа O, главным образом на расстояниях, превышающих диапазон надежных тригонометрических параллаксов. Список звезд приведен в таблице 41. Для них были определены как Ca II, так и спектрофотометрические расстояния. Корректность присвоенных Sp/L проверялась по имеющимся спектрам. Полученные спектрофотометрические и CaII расстояния для этих звезд сравниваются на рисунке 4.12. Как уже было видно на рисунке 4.9, распределение точек на рисунке 4.12 тоже асимметрично с уклоном в сторону больших спектрофотометрических расстояний. Однако наиболее интересной особенностью рисунка 4.12 является тот факт, что нижняя граница разброса строго ограничена линией равных расстояний — нет точек ниже этой границы даже для самых удаленных объектов. Этот факт убедительно подтверждает вышеупомянутые выводы относительно корректности

CaII-расстояний и предположение о том, что значительное отклонение спектрофотометрических расстояний от CaII может быть связано с нераспознанным межзвездным, вероятно, «серым» поглощением.

В этом отношении интересно рассмотреть некоторые выбросы на рисунке 4.12. Мы проверили Sp/L двух объектов: HD 96715 и HD 303308 (рисунок 4.13). Очевидно, что обе звезды имеют очень похожие Sp/L и, следовательно, почти совпадающие абсолютные величины. Более того, диффузные межзвездные полосы, видимые в этих звездах: широкие 4430 и 4502 Å, практически идентичны. Несмотря на это, Ca II и спектрофотометрические расстояния идентичны в случае HD 303308 и различны для HD 96715. Сравнение профилей линии Ca II K показывает сильное различие. Наличие большого количества доплеровских компонент Ca II в спектре HD 303308 говорит о наличии на луче зрения многочисленных межзвездных облаков с разной лучевой скоростью, т.е. HD 303308 действительно удаленный объект, в отличие от HD 96715. Большое спектрофотометрическое расстояние до HD 96715 не является следствием неправильной спектральной классификации или калибровки абсолютных величин (Schmidt–Kaler 1982). Очевидно, в случае HD 96715 имеет место значительная серая экстинкция, возможно околозвездного происхождения. Мы предлагаем такую же интерпретацию для всех звезд, для которых спектрофотометрические расстояния явно превышают их CaII-расстояния.

Резюме

1. Сопоставление тщательно выверенного спектрального параллакса с Ca II расстоянием, в т.ч. для относительно далеких объектов, позволяет выявить случаи неселективной «серой» экстинкции. Можно предположить наличие крупной пыли в околозвездных дисках, возможно связанное с формированием планетной системы. Показано, что серая экстинкция – нередкое явление, которое может ослаблять свет звезд на несколько звездных величин.
2. Показано, что среди исследованных трех звезд трапеции Ориона одна (HD 37020) подвержена серой экстинкции, т.е. облако крупной пыли достаточно компактно и возможно, представляет собой околозвездный пылевой диск.

Глава 5 Диффузные межзвездные полосы

Диффузные межзвездные полосы (ДМП \equiv DIB – diffuse interstellar bands) – абсорбционные линии неизвестного происхождения, видимые в спектрах покрасневших звезд. В качестве носителей ДМП предлагались самые разнообразные версии — от аниона водорода до пылинок, но пока без общепризнанного успеха. Открытие носителей ДМП важно для понимания химических и физических процессов, происходящих в межзвездной среде.

Общепринято, что носители ДМП это большие молекулы, (включая пребиотические), синтезированные и сохраняющиеся в агрессивных условиях полупрозрачных межзвездных облаков. Идея их молекулярного происхождения подтверждается субструктурами внутри профилей ДМП, обнаруженными Sarre et al. (1995); Kerr et al. (1998); для слабых ДМП см. Galazutdinov et al. (2005, 2005a, 2008, 2008a), а для широких ДМП см. Galazutdinov et al. (2020).

Следует отметить, что переменное от облака к облаку отношение интенсивностей ДМП предполагает разнообразие носителей и, таким образом, убедительно подтверждает их молекулярное происхождение. Наиболее дискутируемый в последние годы кандидат в носители ДМП – молекула фуллерена C_{60}^+ Публикации Campbell et al. (2015, 2016, 2016a) возобновили обсуждение вопроса о том, может ли молекула C_{60}^+ быть ответственной за линии межзвездного происхождения, наблюдаемые в ближней инфракрасной области спектра на длинах волн 9633 и 9577 Å. Galazutdinov et al. (2017a, 2017b) оспорили идентификацию, в частности, указав на проблему переменного соотношения интенсивностей этих двух сильных ДМП. Проблема переменного соотношения интенсивностей ДМП 9633 и 9577 остается нерешенной и после публикации Cordiner et al. (2019), основанной на внеатмосферных спектрах телескопа Hubble, свободных от теллурических линий, но, к сожалению, не включающих ДМП 9633. Более подробно проблема идентификации ДМП 9577 и 9633 изложена ниже, в разделе 5.8.

Первое сообщение о диффузных межзвездных полосах было опубликовано более века назад (Heger, 1922). Heger сообщила об обнаружении двух, довольно сильных спектральных особенностей неизвестного происхождения на длинах волн ~ 5780 и ~ 5797 Å, существенно более широких, чем соседние линии межзвездного натрия. Межзвездная природа этих и многих других сильных ДМП была доказана, в числе прочих в работах Merrill (1934, 1936), Beals & Blanchet (1937), York (1971), Herbig (1975). Последний опубликовал список из 39 ДМП и упомянул еще несколько как «возможные». Количество поддающихся обнаружению в спектре покрасневшей звезды ДМП критически зависит от отношения сигнал/шум S/N и спектрального разрешения. Во времена фотографических наблюдений ДМП изучались, в основном, в спектрах сильно покрасневших звезд, где оптическая толщина межзвездной среды достаточно велика и видны даже относительно слабые ДМП. В таких случаях луч зрения, как правило, пересекает множество

отдельных облаков с различными физическими характеристиками. Эти отдельные облака видны в как отдельные доплеровские компоненты в профилях высокого разрешения сильных межзвездных линий поглощения, таких как Na I D1 и D2 или Ca II H и K. Еще в 1930-е годы был поднят вопрос, имеют ли отдельные межзвездные облака идентичные спектры и, следовательно, идентичные физические параметры?

Herbig & Soderblom (1982) убедительно продемонстрировали, что профили ДМП также подвержены доплеровскому расщеплению. Эти наблюдения обозначили проблему определения истинных профилей ДМП, (свободных от любого доплеровского), что необходимо для их сравнения с лабораторными спектрами. Такие профили можно наблюдать только в том случае, если на луче зрения наблюдается одно облако, но тогда межзвездное покраснение не достигает значительных величин, что в свою очередь, означает, что интенсивность ДМП в спектрах не будет высока. Таким образом, для изучения слабых ДМП, а также тонкой структуры профилей ДМП требуются спектры с очень высоким отношением сигнал/шум – от 1000 и выше.

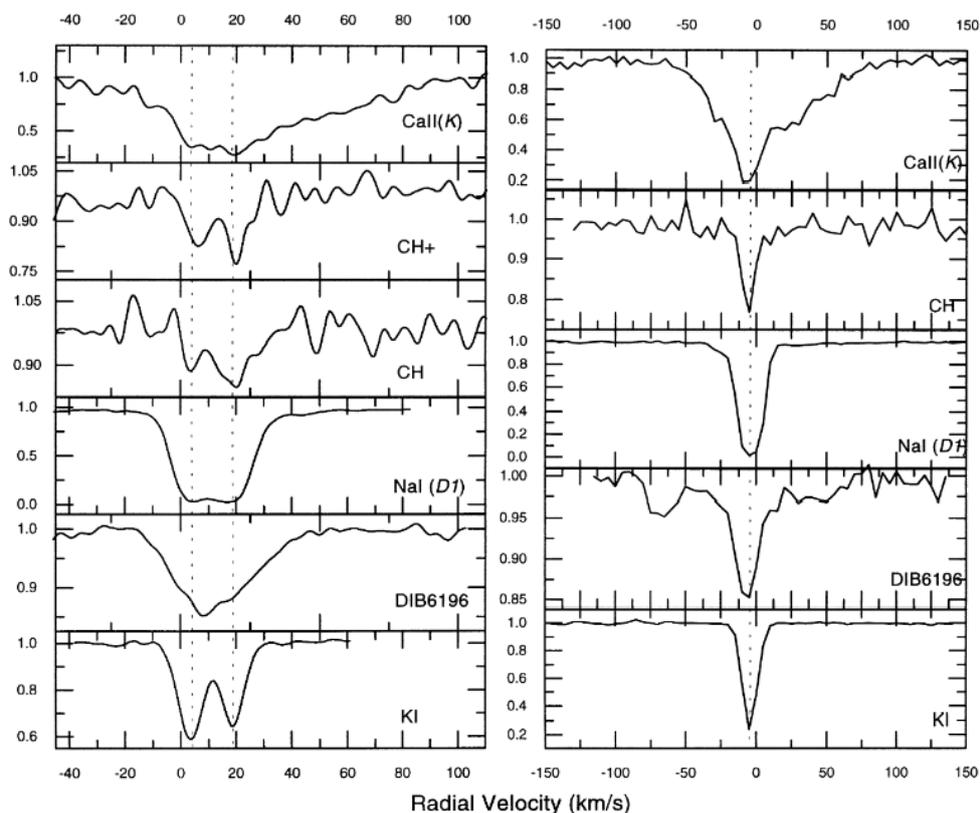


Рисунок 5.1. Профили межзвездных линий в шкале лучевых скоростей HD183143 (слева) и HD186745 (справа) – Galazutdinov et al. (2000). На луче зрения HD183143 наблюдается как минимум два примерно одинаковых облака (см. профили K I и Na I), тогда как в спектре HD 186745 на наблюдается очевидного доплеровского расщепления.

Наблюдения ДМП в одном облаке стали возможны с началом использования в астрономии цифровых приемников излучения, что позволило получать спектры с недостижимым ранее отношением сигнал/шум.

Krelowski & Walker (1987), Josafatsson & Snow (1987) и Krelowski & Westerlund (1988) продемонстрировали, что отношение интенсивности (глубины) ДМП переменнo от облака к облаку, т.е. обилие носителей ДМП и/или физические условия в облаках могут сильно отличаться. Одним из ярких маркеров такой переменности является отношение глубины двух соседних диффузных полос 5780 и 5797 Å. Объекты, называемые облаками типа «сигма» (по названию архетипа σ Скорпиона), имеют низкое отношение 5797/5780. Наоборот, облака типа «дзета» (по названию архетипа ζ Оphiuchi) имеют высокое отношение 5797/5780. Разделение межзвездных облаков на типы «дзета» и «сигма» имеет физическую природу, что следует из наблюдательных фактов: объекты типа «дзета» обычно показывают сильные линии поглощения межзвездных молекул, таких как CH, CH⁺, CN, C₂, C₃ и др., тогда как у объектов типа «сигма» молекулярные линии слабые (или отсутствуют).

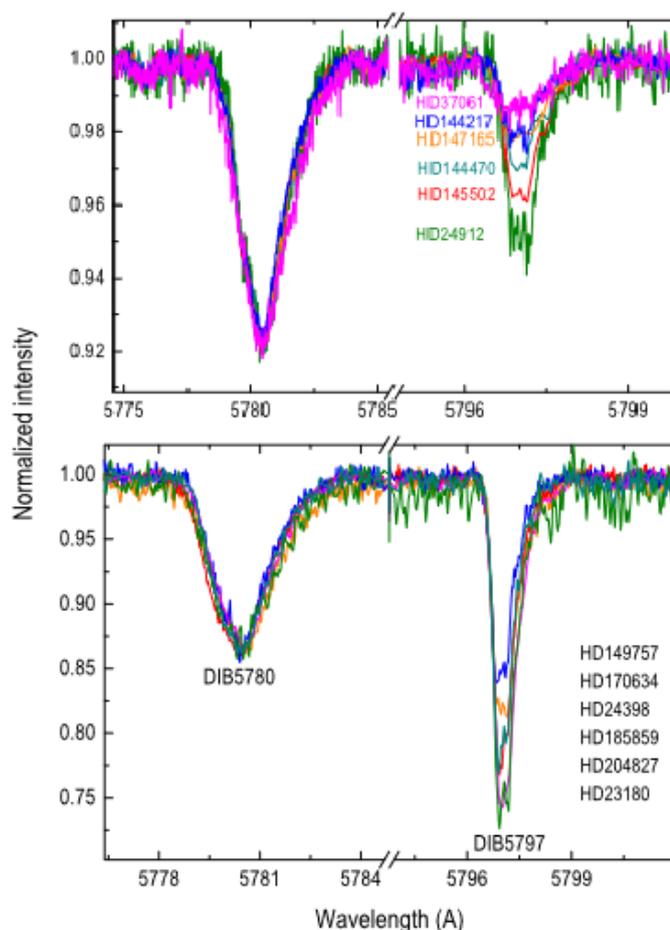


Рисунок 5.2. Плавное изменение соотношения интенсивностей главных ДМП 5780 и 5797 в «сигма» (вверху) и «дзета» объектах (внизу). В каждом случае интенсивность ДМП 5780 нормализована на одинаковую глубину для наглядности.

Несмотря на существование «образцовых» примеров «дзета» и «сигма» облаков, резкой границы между этими двумя типами облаков не существует: как было показано нами в Krelowski et al. (2020), существует множество промежуточных типов облаков с различными соотношениями интенсивностей ДМП, молекул и уровня межзвёздного покраснения (рисунок 5.2). Важно отметить, что в любых облаках, где наблюдаются ДМП, всегда видны линии атомов и ионов, таких как Na I (D_1 и D_2), Ca II (H и K), K I на 7699 \AA .

Таким образом, ДМП не имеют общего происхождения, и отдельные облака могут различаться как по отношениям интенсивности ДМП, линий атомов, ионов, молекул, так и по форме кривых поглощения.

5.1 Обнаружение ДМП и «одно-облачные» объекты

За последние десятилетия вместе с увеличением соотношения S/N звездных спектров число известных ДМП выросло до более 500 (Galazutdinov et al. 2000a, 2017a, 2017b; Fan et al. 2019). Относительно полный список ДМП важен для критической задачи идентификации этих особенностей. Длины волн покоя ДМП должны быть достаточно точными, чтобы сравнивать их с полученными в лаборатории спектрами молекул – возможных носителей диффузных полос. Поскольку относительная интенсивность разных ДМП переменна от объекта к объекту, т.е. ДМП имеют разные носители, возникает вопрос – можем ли мы разделить диффузные полосы на группы, характеризующиеся неизменным отношением интенсивности от объекта к объекту. Такие группы могли бы быть признаком одного носителя, что облегчило бы идентификацию носителей ДМП – самую старую нерешенную проблему во всей спектроскопии.

Очевидно, проще искать новые ДМП в спектрах сильно покрасневших звезд, поскольку интенсивность межзвездных линий обычно увеличивается с покраснением. Однако при поиске новых ДМП в таких спектрах мы не можем точно определить их длину волны, поскольку в таком случае луч зрения, скорее всего, пересекает несколько различных облаков с различными лучевыми скоростями, как мы продемонстрировали, например, в Galazutdinov et al. (2000); Weselak et al. (2010a) — см. рисунок 5.1. На рисунке показано, что спектр HD183143 показывает очевидное доплеровское расщепление в линиях межзвездного калия и натрия. Причем, компоненты показывают примерно одинаковую интенсивность, что означает что профили ДМП, в которых такое расщепление обнаружить трудно из-за значительно большей ширины этих особенностей, являются, на самом деле блендой двух ДМП из разных облаков. Объект HD183143 довольно популярен среди астрономов, исследующих ДМП, однако, по вышеуказанной причине, он совершенно не пригоден для задачи отождествления ДМП. Тем не менее, попытки

использовать HD183143 для этой цели предпринимались, см., например, Walker et al. (2016, 2017).

Таким образом, для выяснения природы ДМП и сравнения астрономических спектров с лабораторными спектрами молекул принципиально важно установить длины волн покоя ДМП в спектрах умеренно покрасневших звезд с очень высоким отношением сигнал/шум, максимально свободных от доплеровского расщепления в профилях межзвездных атомных и молекулярных линий. Идентификация спектральной особенности как межзвездной не может базироваться на одном спектре. В статье Galazutdinov et al. (2000a) мы предложили использовать следующие критерии для причисления какой-либо спектральной особенности к диффузным межзвездным полосам:

- Являются ли наблюдаемые особенности стационарными в спектрах спектрально-двойных звезд, полученных в разные фазы? В таких спектрах ДМП, будут оставаться в покое вместе с другими межзвёздными линиями, тогда как звездные линии будут менять длину волны в зависимости от фазы орбитального движения;
- Независимы ли их профили от скорости вращения звезд?
- Коррелируют ли их интенсивности с избытком цвета? Эта зависимость не абсолютна, но тем не менее, интенсивность ДМП выше в более покрасневших звездах. В непокрасневших звездах ДМП, за очень редким исключением (Galazutdinov et al. 1998), отсутствуют. Необходимо сравнение спектра звезды с подозрением на обнаружение новой ДМП со спектром звезды аналогичного спектрального класса, но без видимых межзвездных линий и/или соответствующим синтетическим спектром;
- Неизменно ли положение особенности в межзвездной шкале длин волн?

Следуя вышеуказанным критериям, мы выполнили поиск диффузных полос в спектрах высокого разрешения, свободных от явного доплеровского расщепления в атомных и молекулярных линиях (Galazutdinov et al. 2000a). Было обнаружено 271 ДМП, 100 из них впервые. В настоящее время известно более 500 ДМП (Fan et al. 2019), однако наш список ДМП (таблица 3 в Galazutdinov et al. 2000a) остается актуальным до настоящего времени благодаря точно определенным длинам волн ДМП на основе «одно-облачных» спектров.

Большое количество ДМП в оптическом диапазоне спектра может представлять проблему для анализа собственно звездных спектров, особенно если звезда подвержена существенному эффекту межзвёздного покраснения. В таком случае, отдельные области спектра могут быть полностью покрыты диффузными полосами, как это показано на рисунке 5.3. Это обстоятельство необходимо принимать во внимание, особенно при исследовании покрасневших звезд поздних

спектральных классов, где разделение звездных и межзвёздных линий может быть не вполне очевидным.

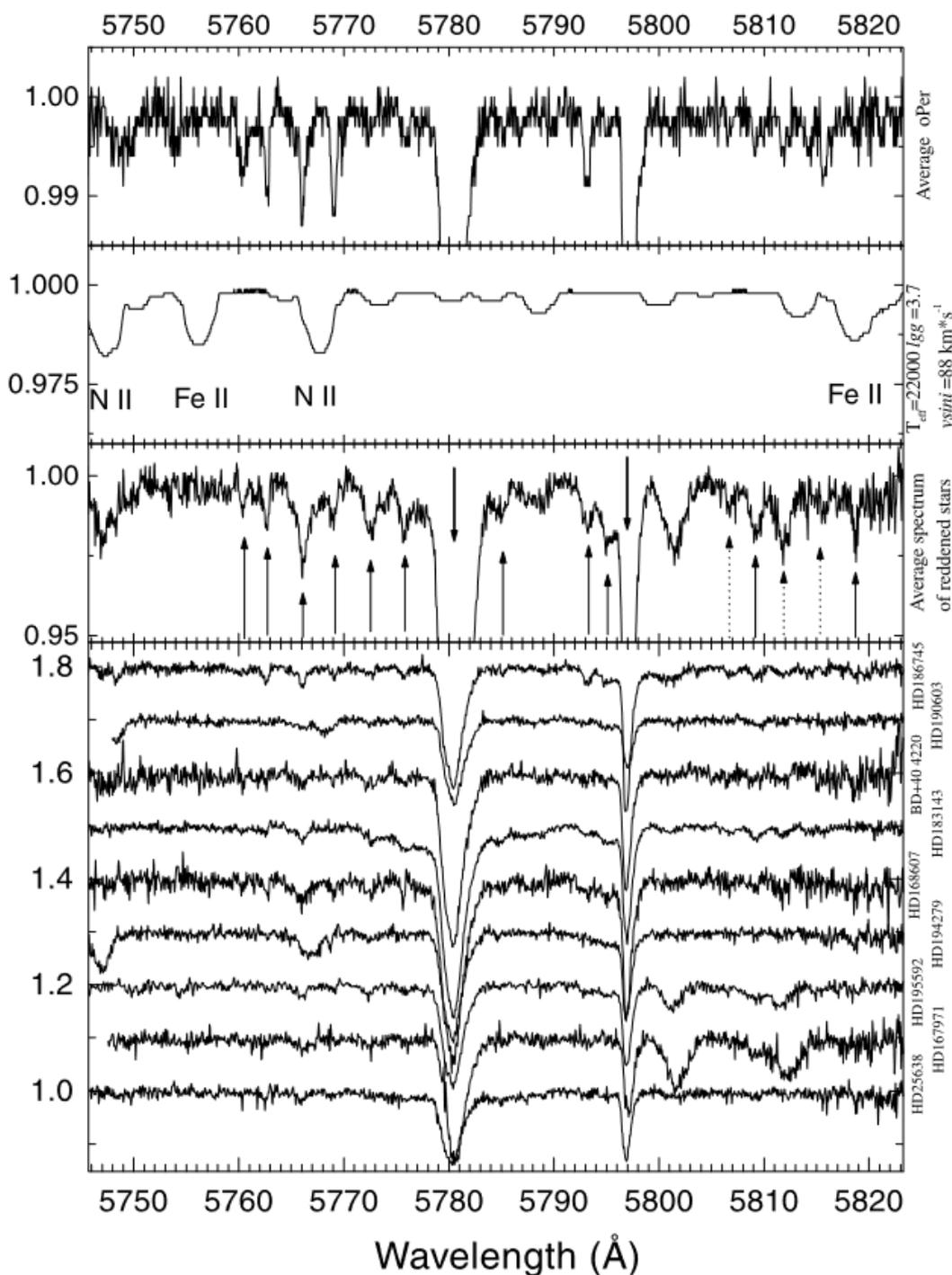


Рисунок 5.3. Фрагмент обзора Galazutdinov et al. (2000a). Показаны диффузные межзвездные полосы, наблюдаемые в спектре HD 23180 (верхняя часть рисунка) и в спектрах сильно покрасневших звезд (нижняя часть). Другие части (как подписано справа) показывают синтетический спектр для HD 23180 и средний спектр для всех покрасневших звезд в межзвездной шкале длин волн. Стрелки показывают положение ДМП. Сплошные стрелки — это ДМП, известные ранее, пунктирные стрелки — новые ДМП, обнаруженные в обзоре (Galazutdinov et al. 2000a).

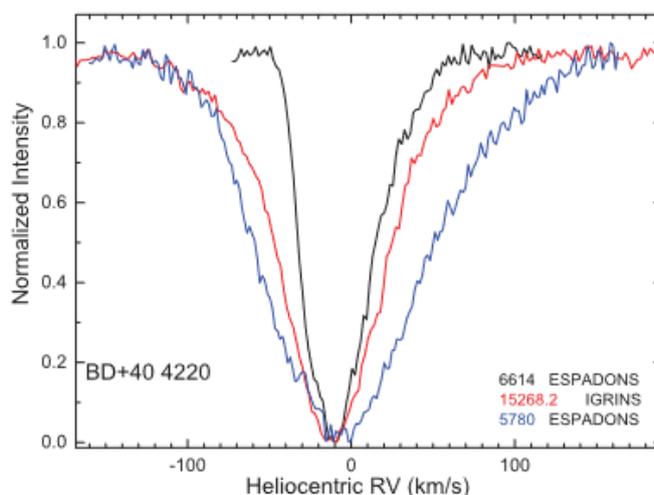


Рисунок 5.4. Сравнение профилей двух известных ДМП 5780 Å (синий) и 6614 Å (черный) с инфракрасной ДМП 15268 Å (красный) в шкале лучевых скоростей. Профиль ДМП 15268 Å почти идеально симметричен в отличие от ДМП из видимой области спектра.

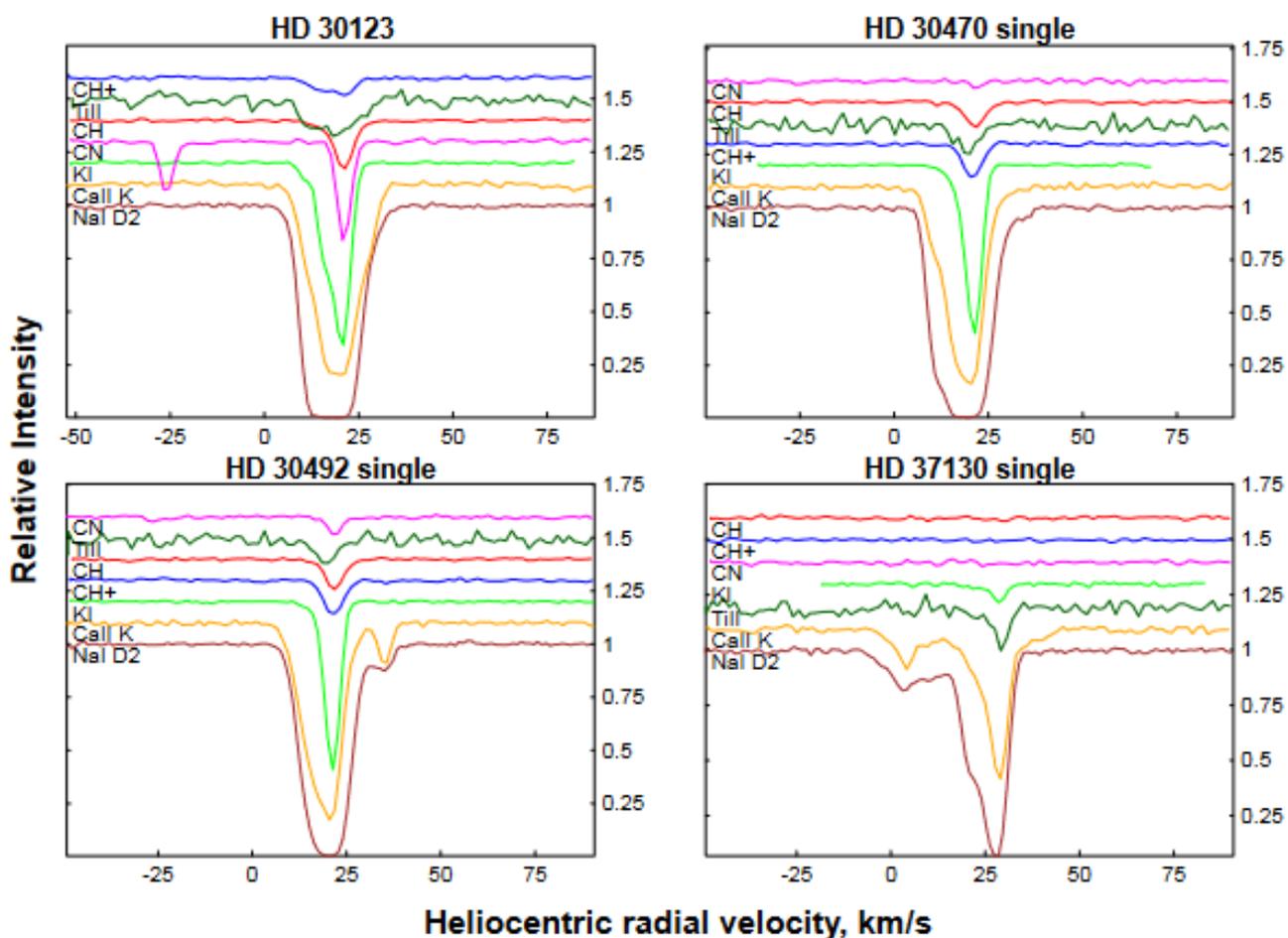


Рисунок 5.5. Пример профилей межзвёздных линий в гелиоцентрических лучевых скоростях, полученные с помощью UVES. «Одно-облачные» объекты обзора помечены как «single». Атлас профилей для всех 186 звезд обзора доступен в электронной версии статьи Siebenmorgen et al. (2020).

Подавляющее большинство известных ДМП расположены в видимой области спектра. Небольшое количество известных ДМП в ближнем инфракрасном (ИК) диапазоне обусловлено как сильными в этой области спектра теллурическими линиями, так и ограниченным количеством ИК-спектрографов высокого разрешения. Две ДМП на 11795.5 и 13175 Å, обнаруженные Joblin et al. (1990), в течение многих лет были самыми «длинноволновыми» из известных диффузных полос. Позже было обнаружено еще около двух десятков ДМП в ИК области, см., например, Cox et al. (2014). Максимальное разрешение спектров, использованных для поиска ДМП в ИК области не превышало 28000.

В 2017 мы получили инфракрасные спектры 6 горячих покрасневших звезд с разрешением до $R \sim 50000$ в диапазоне от ~ 1.45 до $\sim 2.45 \mu\text{m}$ (Galazutdinov et al., 2017a). С помощью инфракрасного спектрографа IGRINS (Mace et al. 2016) были получены профили высокого разрешения 14 ДМП, в т.ч. 6 обнаружено впервые (см. таблицу 42). Для всех ДМП были определены точные длины волн покоя и измерены их параметры. Были сделаны следующие выводы:

- Инфракрасные, даже самые сильные, ДМП не обнаружены в σ – облаках. Например, в направлении на HD 37022;
- Не подтверждается существование ДМП 16226.7 Å из работы Cox et al. (2014);
- Диффузная полоса 15268.2 Å имеет необычно симметричную для диффузных полос форму профиля и, благодаря этому, может служить нуль-пунктом для построения межзвёздной шкалы длин волн (рисунок 5.4). Это важное обстоятельство, поскольку в этом диапазоне нет атомных или молекулярных линий межзвездного происхождения, которые могли бы использоваться для определения «межзвёздной» поправки шкалы длин волн;
- Количество ДМП в этой области длин волн не велико, если сравнивать с видимой областью спектра. Из 14 обнаруженных ДМП лишь 2 (14675.5 и 17801.8 Å) можно отнести к т.н. широким (см. раздел 5.2.). Т.е., как и в видимой области спектра, т.н. узкие ДМП преобладают;
- В инфракрасной полосе К ($\lambda \sim 2.2 \mu\text{m}$) сильные ДМП не обнаружены.

Как уже неоднократно отмечалось, для исследования ДМП важно использовать спектры без доплеровского расщепления в профилях межзвездных атомных или молекулярных линий. Точные характеристики облаков и природу пыли в диффузной межзвездной среде можно извлечь только путем изучения объектов на луче зрения которых наблюдается одиночное облако. В большом спектральном обзоре покрасневших звезд мы использовали линии межзвездного калия К I для выявления «одно-облачных» объектов (Siebenmoregen et al. 2020) – см. рисунок 5.5. Почему именно калия? Дело в том, что высокая корреляция интенсивности ДМП и межзвездного

калия давно известна (Krełowski et al. 1998), тогда можно ожидать, что в спектрах с одной доминирующей компонентой в профиле К I 7699 Å профили ДМП не являются блендой двух независимых диффузных полос, образованных в разных облаках, с разными физическими и химическими параметрами. Конечно, некоторые из этих «одно-облачных» объектов, на самом деле, могут включать два или более компонентов тонкой структуры с близкими лучевыми скоростями (Welty 2014). Поэтому для однозначных выводов необходимо исследовать несколько объектов со сходными межзвёздными характеристиками.

Для поиска «одно-облачных» объектов мы получили спектры UVES ($R \sim 75000$) для 186 покрасневших ОВ-звезд с известными кривыми поглощения в дальнем УФ-диапазоне. Среди них 65 были отнесены к «одно-облачным». Около половины, из которых, ранее были неизвестны. Кроме того, мы исключили объекты с подозрением на околосредное происхождение наблюдаемого в них покраснения (по данным WISE на 3–22 мкм). Как было обнаружено, в большинстве объектов преобладают холодные облака, которые расположены далеко от источника нагрева. Для 132 звезд мы определили спектральный тип и связанный с ним спектральный параллакс. Мы также применили межзвёздную шкалу расстояний Ca II и сравнили эти две оценки расстояния с тригонометрическими параллаксами GAIA. Сравнивая спектральный параллакс с расстояниями GAIA и Ca II, мы обнаружили у 8 объектов серую экстинкцию, которая составляет до нескольких звездных величин (таблица 43). Таблицы с подробными результатами измерений, оценками расстояний, спектральными классами, лучевыми скоростями отдельных компонент профилей межзвездных линий и др. даны в электронной версии статьи Siebenmorgen et al. (2020).

5.2. Профили диффузных межзвездных полос

Среди более 500 известных на сегодня ДМП лишь около десятка относительно сильных линий. Поэтому для исследования профилей большей части ДМП необходимо очень высокое соотношение сигнал/шум (~ 1000 и выше). Кроме того, диффузные полосы условно делятся на несколько неравных групп:

(i) Очень узкие, как ДМП 6196 Å, для которых продемонстрировано наличие доплеровского расщепления если покрасневшие звезды наблюдаются через два или более облака на луче зрения; их профили имеют субструктуры, различающиеся от объекта к объекту (см., например, Galazutdinov et al. 2002b, 2005a, 2008a);

(ii) Узкие, как ДМП 5797, 6379 или 6614 Å, для которых спектры высокого разрешения выявляют некоторые субструктуры (Galazutdinov et al. 2002b, 2003, 2008, 2008a); их внутренние профили также чувствительны к изменениям условий в облаке;

(iii) «Средние» ДМП, такие как 5780, 6284 или 8621 Å; их профили менее асимметричны чем у других ДМП и без заметных субструктур (Galazutdinov et al. 2008, 2008a);

(iv) Широкие ДМП, такие как 4430 или 6177 Å; подробный обзор широких ДМП сделан нами в Galazutdinov et al. (2020), см. ниже.

5.2.1. Профили широких диффузных межзвёздных полос

Подчеркнем, что разница между широкими и узкими диффузными полосами имеет физическое происхождение. Возможно, они образованы разными типами молекул. Действительно, широкие ДМП наблюдаются в т.ч. в очень горячих звездах, характеризующейся сильным потоком УФ-излучения, например, в объектах типа σ , где для так называемые узкие ДМП, которые, по-видимому, связаны с простыми межзвездными молекулами (например, CH), очень слабы или вообще отсутствуют (см. Kręłowski (2018) и ссылки в статье).

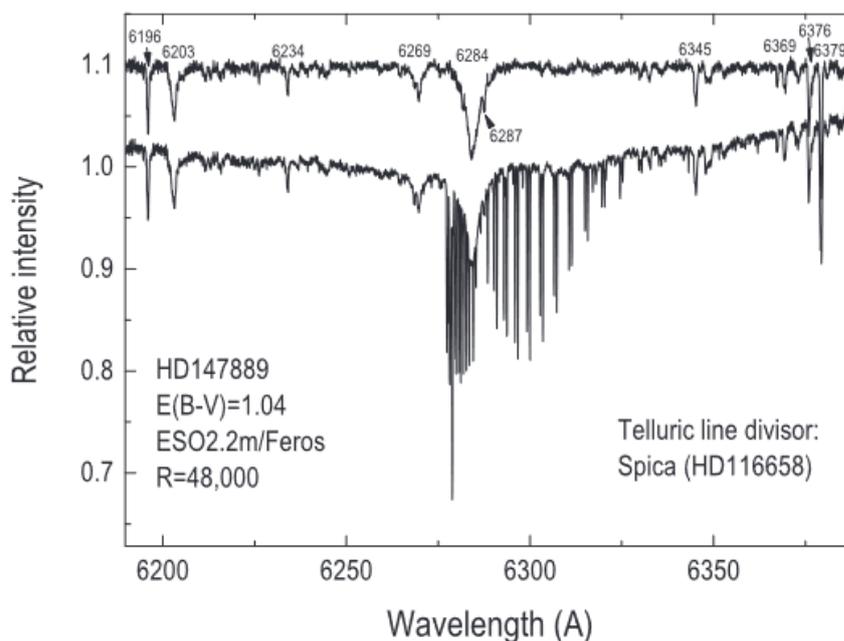


Рисунок 5.6. Пример удаления теллурических линий из профиля широкой ДМП 6284. Узкие ДМП также отмечены. Нижний спектр — исходный спектр, верхний — он же после деления на «дивайзер» (спектр звезды без покраснения).

Первая очень широкая ДМП с центром в ~ 4430 Å была идентифицирована еще в первой половине XX века (Beals & Blanchet, 1938; Merrill & Humason, 1938). Полоса протяженностью около 40 Å (FWHM ~ 20 Å) была обнаружена как стационарная особенность в спектрально-двойной системе. Точные измерения этой полосы затруднены, поскольку профиль очень широкий и поэтому блендирован с многочисленными звездными линиями (особенно в В-звездах) различной интенсивности (Herbig, 1966). Поэтому первые измерения показали плохую

корреляцию ДМП 4430 как с межзвёздным покраснением, так и с интенсивностью других спектральных особенностей межзвездного происхождения (Greenstein & Aller, 1950).

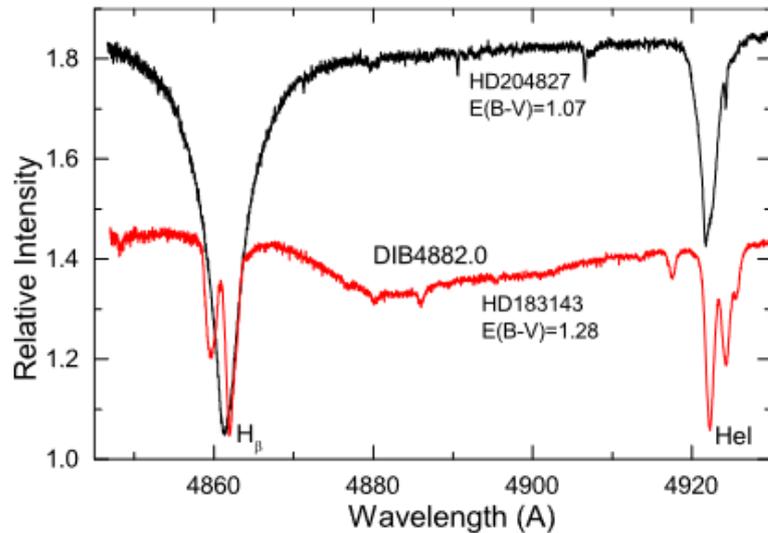


Рисунок 5.7. Фрагменты двух спектров сильно покрасневших звезд. Обратите внимание на отсутствие прямой связи между интенсивностью ДМП 4882 и покраснением $E(B-V)$.

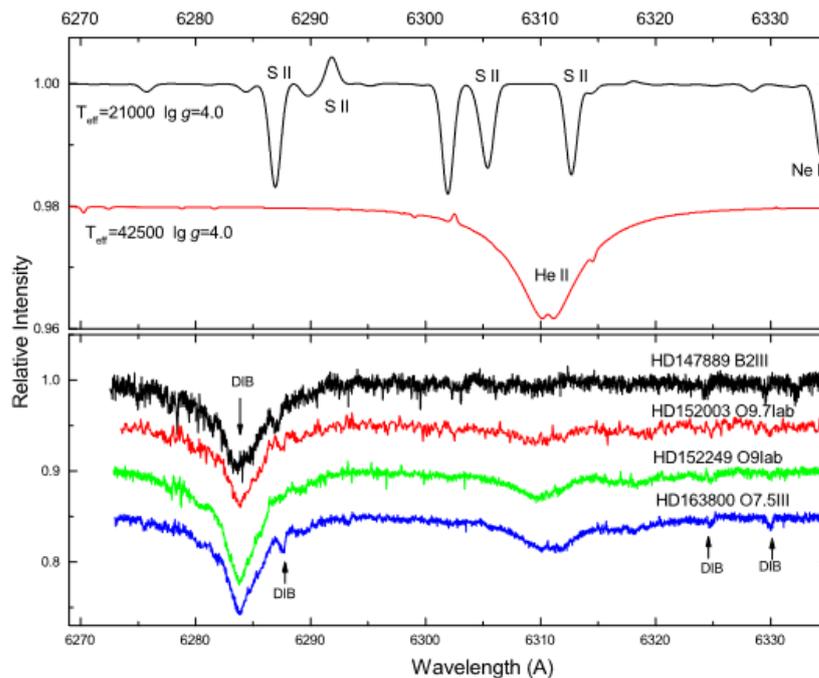


Рисунок 5.8. Спектральная особенность, упомянутая как возможная ДМП 6311 в работе Sonnentrucker et al. (2018), на самом деле является звездной линией He II, характерной для звезд O-типа.

Обнаруженная позже ДМП 6170 является единственной широкой диффузной полосой без сильного блендирования звездными линиями в спектрах горячих звезд (Rudkjøbing 1970). Однако, диффузная полоса 6170 часто блендируется другой широкой ДМП 6177 Å и многими узкими диффузными полосами (Galazutdinov et al. 2020), что усложняет измерения. Мы

предложили измерять ДМП 6170 и 6177 вместе и обозначили полученную особенность как ДМП 6175.

До конца 1960-х годов ДМП 4430 была наиболее часто исследуемой диффузной полосой. Полоса является первой ДМП, наблюдаемой за пределами нашей Галактики (Houziaux et al. 1980). До начала 1980-х годов гипотеза о том, что ДМП переносятся пылевыми частицами, воспринималась очень серьезно. Herbig (1967) сравнил проблему идентификации ДМП с проблемами «небулия» и «корония», заявив, что ее решение может иметь не меньшее значение.

Настоящим прорывом в исследованиях ДМП стала публикация Herbig (1975), который благодаря высокому для того времени отношению сигнал/шум в его спектрах ($S/N \sim 100$) увеличил количество известных ДМП с 9 до 39 плюс несколько кандидатов. Herbig продемонстрировал довольно узкие ДМП (например, 6196 или 6379), а также довольно широкие (например, 5780 или 6284) и очень широкие (например, 4882 или 6175). Интенсивности всех этих диффузных полос показали довольно тесную корреляцию с $E(B-V)$. В последующем, очень широкие ДМП исследовались довольно редко. Единственное детальное исследование профилей пяти широких ДМП: 4430, 4882, 5450, 5779 и 6175 Å с высоким спектральным разрешением (R от 30000 до 120000) было сделано нами относительно недавно (Galazutdinov et al. 2020). Атлас профилей всех пяти ДМП в спектрах 43 звезд программы опубликован в электронной версии статьи Galazutdinov et al. (2020). Кроме вышеуказанных (таблица 44), были также измерены эквивалентные ширины более узких ДМП 4963, 5780, 6284 и 6614 (таблица 2 в Galazutdinov et al. 2020). На основе анализа полученных данных были сделаны следующие выводы:

1. Для исследования широких ДМП следует использовать спектры, полученные с помощью оптоволоконных спектрографов. В таком случае учет плоского поля и деление на спектр звезды без покраснения обеспечивает практический «плоский» спектр (рисунок 5.6), в котором проведение континуума не вызывает трудностей даже в случае очень широких спектральных особенностей, иногда покрывающих более одного спектрального порядка. Поэтому для данного исследования использовались только оптоволоконные спектрографы BOES, Espadons, Feros, HARPS (см. Главу 1).
2. Несмотря на наличие довольно тесной корреляции между интенсивностью широких ДМП и межзвездным покраснением (Herbig 1975), эта связь не имеет универсального характера. Как показано на рисунке 5.7, широкая ДМП 4482 совершенно отсутствует в спектре сильно покрасневшей звезды HD204827.
3. Не все известные широкие ДМП имеют межзвёздное происхождение. Например, ДМП 6311 (Sonnentrucker et al. 2018), на самом деле является звездной линией He II, характерной для звезд O-типа (рисунок 5.8).

4. Для измерения широких ДМП необходимо использование метода псевдо-профилей, как это показано на рисунке 5.9. Метод имплементирован в авторский комплекс программ DECH (Galazutdinov 2022).

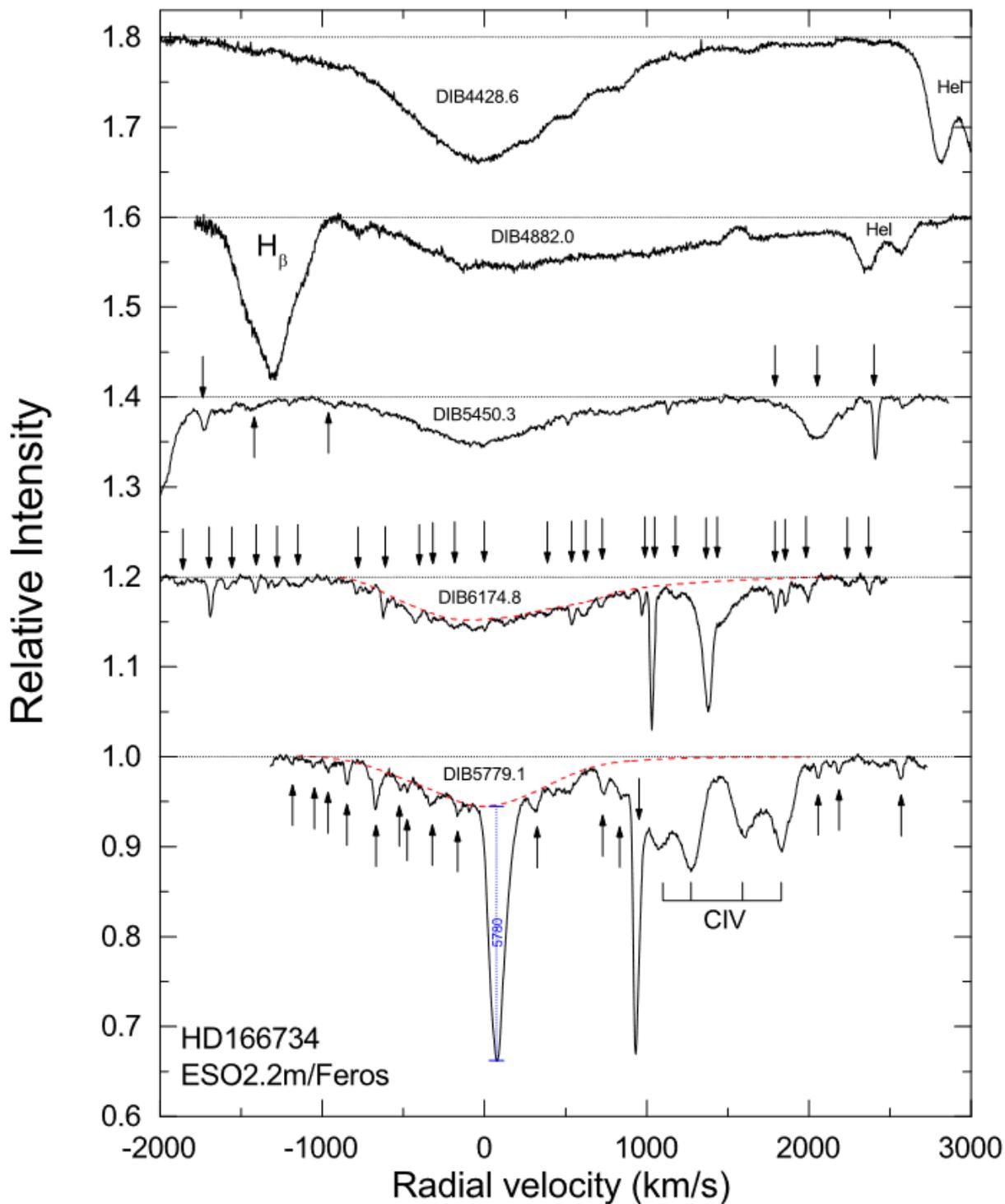


Рисунок 5.9. Профили подтвержденных широких ДМП в спектре горячей двойной О-звезды. Стрелки отмечают узкие диффузные полосы. Пунктирные красные линии показывают профили широких ДМП 6175 и 5779. Обратите внимание на вертикальную линию внутри профиля ДМП 5780, обозначающую интенсивность (глубину) этой ДМП.

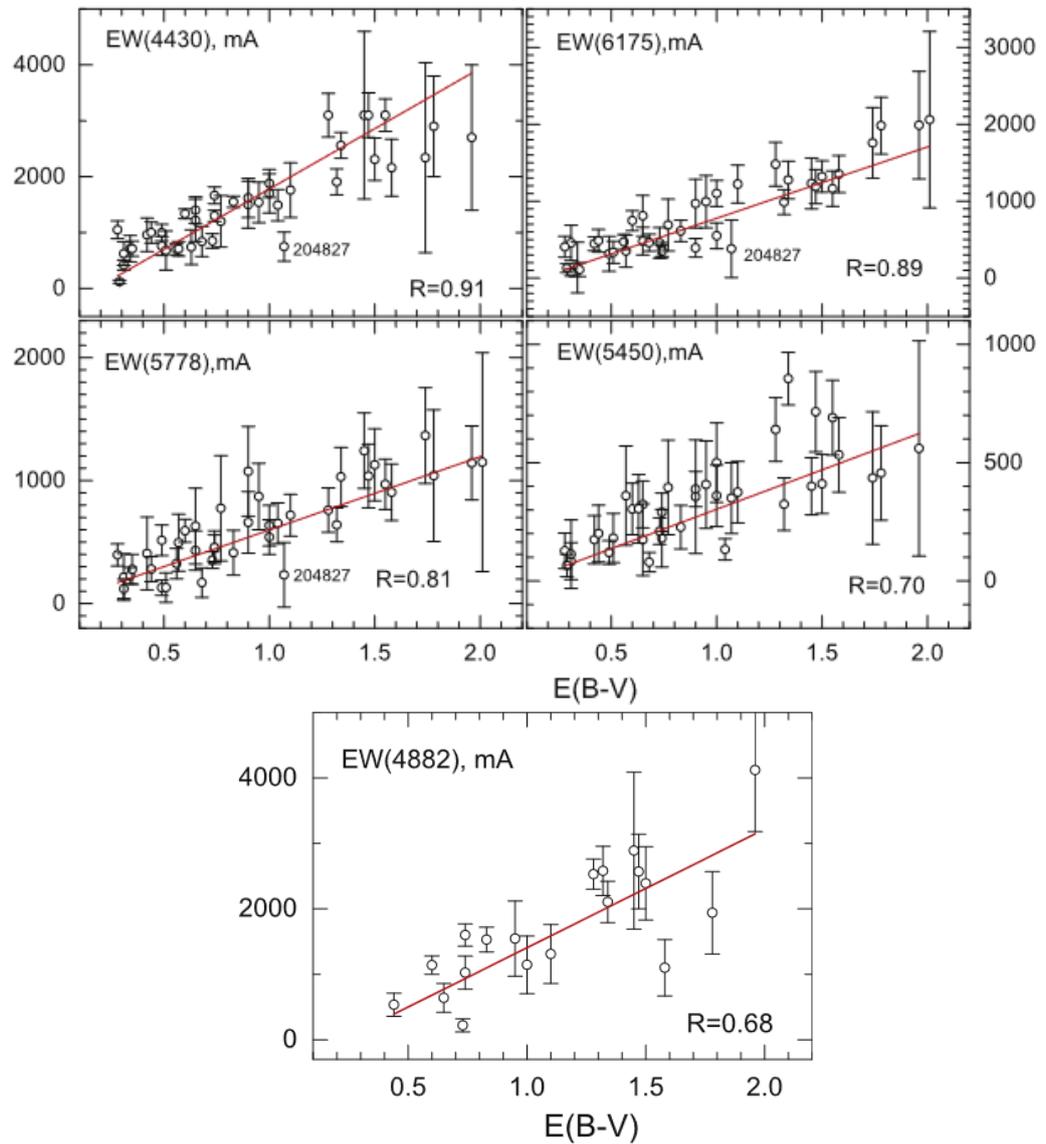


Рисунок 5.10. Взвешенная линейная аппроксимация отношения эквивалентной ширины широких ДМП и межзвездного покраснения. Указан коэффициент корреляции для каждого случая.

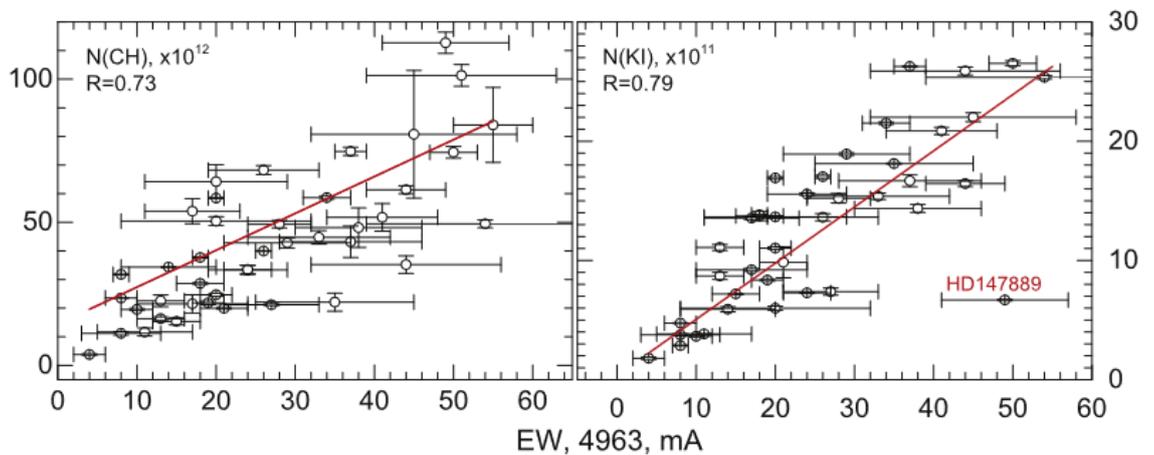


Рисунок 5.11. Корреляция эквивалентной ширины широкой ДМП 4963 с лучевой концентрацией молекулы СН и атомарного калия.

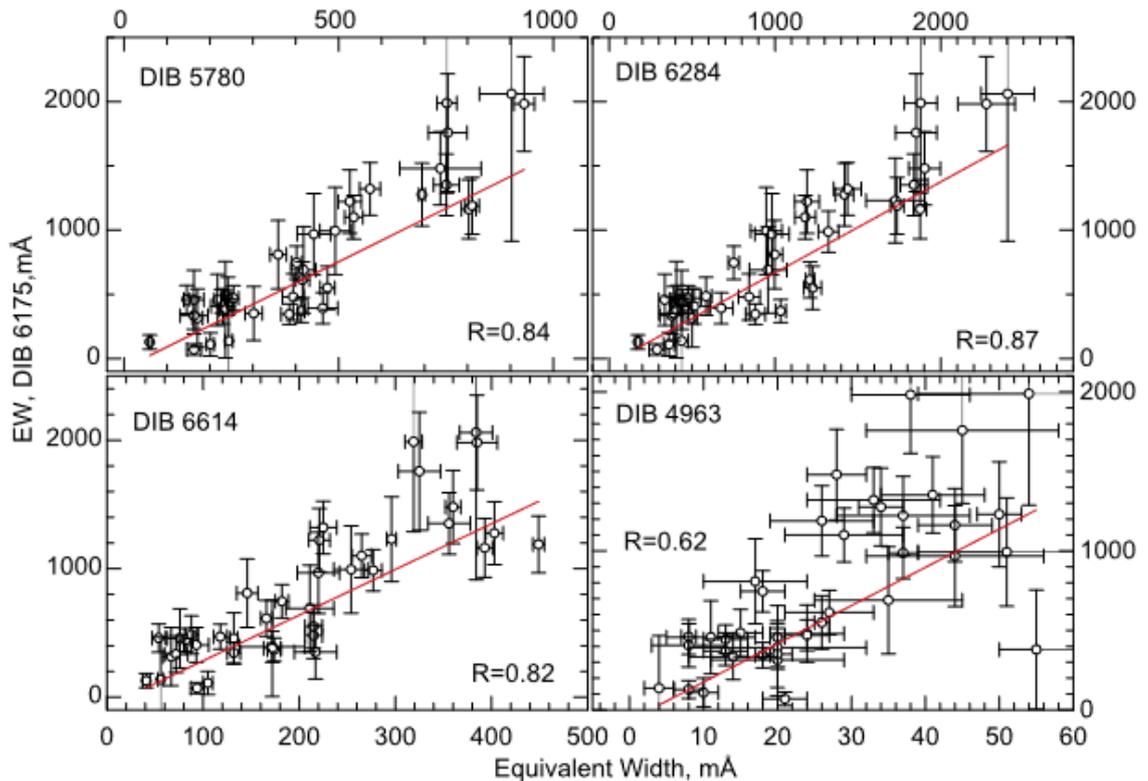


Рисунок 5.12. Корреляция широкой ДМП 6175 с другими, более узкими диффузными полосами. Вероятно, можно утверждать об общей локализации носителей широкой ДМП 6175 и гораздо более узких 5780 и 6284.

5. Широкая ДМП 6175 довольно тесно коррелирует с $E(B-V)$ (рисунок 5.10) с коэффициентом корреляции, достигающим 0.89. Видимо, носитель этой ДМП хорошо перемешан с частицами пыли. Корреляция была бы еще выше, но HD 204827 отклоняется от средней зависимости (рисунок 5.10) и, этот эффект не вызван ошибкой измерения. Отметим, что HD 204827 является примером экстремального ζ -облака с сильными линиями молекул и узких ДМП. Как видно из рисунка, широкие ДМП в этом объекте, наоборот, показывают интенсивность ниже средней. Также, ДМП 6175 очень хорошо коррелирует со средними и узкими ДМП 5780, 6614 и особенно с 6284 (рисунок 5.12). Однако, корреляция с узкой ДМП 4963 не такая тесная (рисунок 5.12). Стоит упомянуть, что коэффициенты корреляции между вышеупомянутыми ДМП ни в одном случае не достигают экстремально высоких значений (0.98), как в случае пары ДМП 6614 и 6196 (Krełowski et al. 2016a). Последнему случаю посвящена отдельная подглава.
6. Sonnentrucker et al. (2018) разделили наблюдаемые ДМП на группы, связанные либо с атомарным, либо с молекулярным газом. Последний рассматривался как предпочтительная среда для носителя ДМП 4963. Мы проверили это на рисунке 5.11, где сравнивается эквивалентная ширина ДМП 4963 и лучевая концентрация К I и молекулы CN. Как видно на рисунке, корреляция ДМП 4963 с атомарным газом немного выше. Корреляция была бы еще

выше, если бы не сильно отклоняющийся от среднего значения объект HD 147889. Это тоже пекулярный объект с аномально высоким для небольшого расстояния межзвездным покраснением и, соответственно, богатым межзвездным спектром.

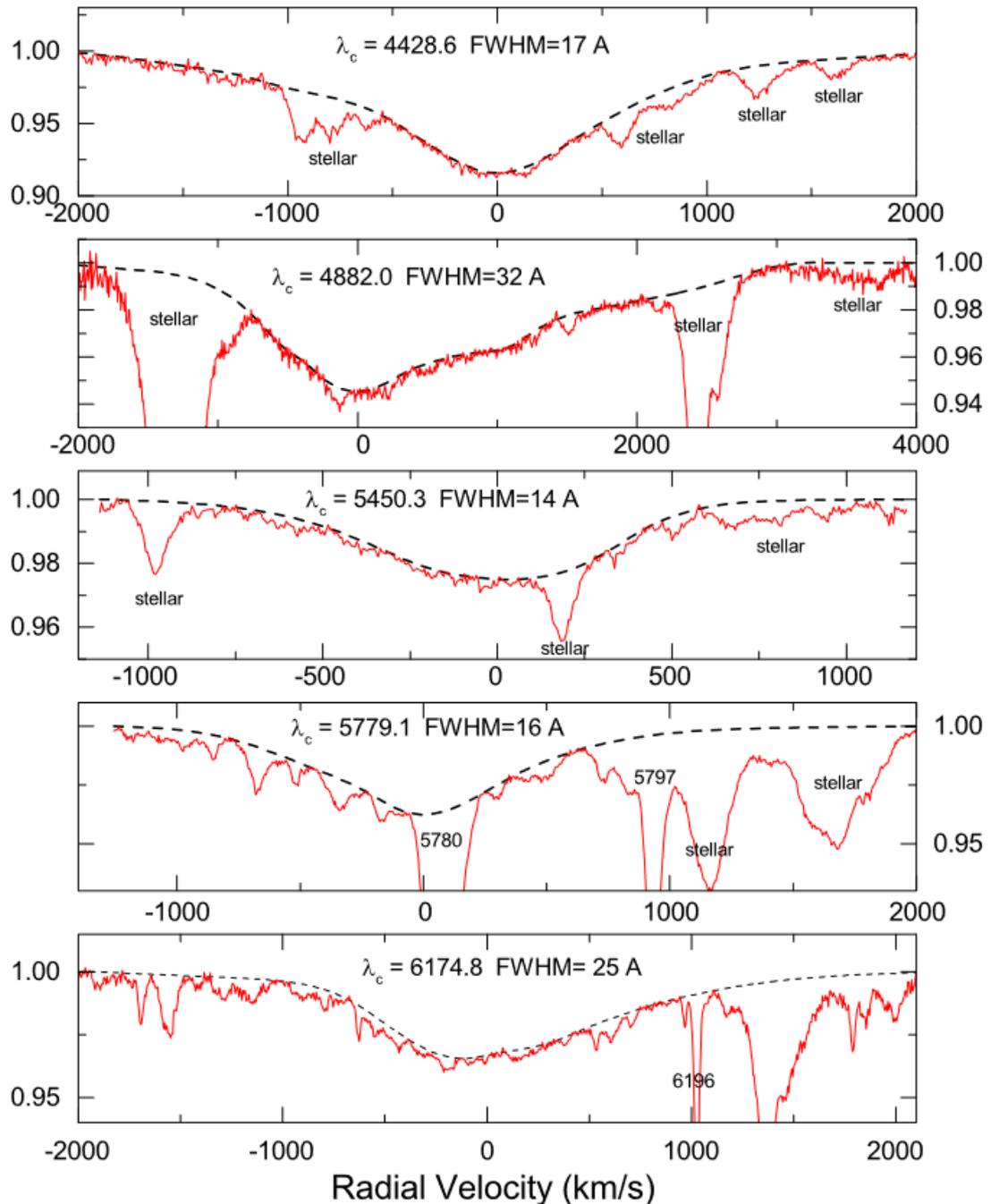


Рисунок 5.13. Усредненные для всех объектов профили широких ДМП в межзвездной шкале лучевых скоростей. Даны длина волны покоя и FWHM. Все неотмеченные абсорбции являются диффузными полосами (см. рисунок 5.9).

7. Рисунки 5.7., 5.9, 5.13, а также атлас профилей широких ДМП в электронной версии статьи Galazutdinov et al. (2020a) показывают, что широкие ДМП, как и почти все диффузные полосы имеют асимметричный профиль. Как показано на рисунке 5.13, мы определили длину волны

покоя ДМП 4882 по самой глубокой части профиля, а именно 4882.0 Å. Эта диффузная полоса имеет сильно вытянутое правое (красное) крыло с резким обрезом левого (синего) крыла, что напоминает контур колебательно-вращательной полосы спектров простых молекул, в т.ч. теллурических. Средняя FWHM 32 Å делает ДМП 4882 самой широкой диффузной полосой из известных. Центральные длины волн и FWHM других широких полос (указаны в скобках) составляют 4428.6 (17 Å), 5450.3 (14 Å), 5779.1 (16 Å) и 6174.8 (25 Å). Переменность FWHM от объекта к объекту (таблица 44) можно объяснить следующими причинами: (а) из-за малой глубины широких профилей FWHM очень чувствительна к ошибкам проведения континуума и, как следствие, положению самой глубокой точки профиля. Ситуация усложняется, если отношение S/N низкое, а также в случае сильного блендирования звездными линиями; (б) FWHM может расти с увеличением числа все более высоких населенных переходов молекулы-носителя, т. е. изменчивость FWHM может быть связана с физическими условиями в облаке. Связи между температурой возбуждения молекул и шириной отдельных ДМП посвящена отдельная подглава.

5.2.2. Профили ДМП высокого и очень высокого разрешения

Как известно, профили диффузных полос существенно шире, чем профили атомных и молекулярных линий межзвёздного происхождения (рисунок 5.14).

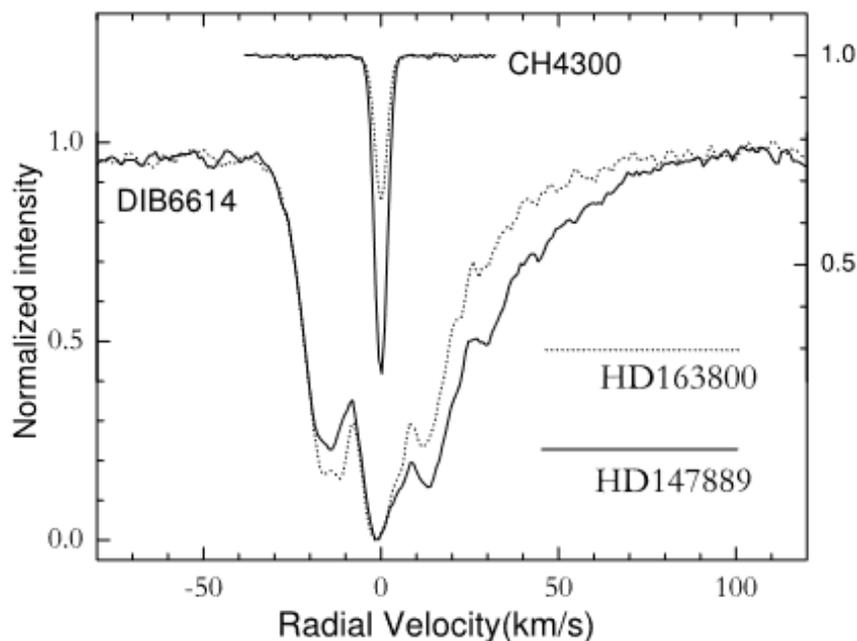


Рисунок 5.14. Сравнение профилей ДМП 6614 в спектрах звезд HD 147889 и HD 163800. Оба объекта показывают отсутствие доплеровского расщепления в профиле линии 4300 Å межзвёздной молекулы СН.

Значительно позже, с помощью спектров высокого разрешения было установлено, что в профилях ДМП видны структуры (рисунок 5.14), в т.ч. очень слабые. Последнее было продемонстрировано в профилях ДМП 6614 и 5797 полученных Sarre et al. (1995) и Kerr et al. (1998). Их спектры очень высокого разрешения ($R = 600000$), позволили увидеть мелкие детали профилей, что свидетельствует в пользу молекулярного происхождения по крайней мере некоторых ДМП. Тонкая структура также была обнаружена нами в профилях очень высокого разрешения ДМП 6379, 5850, 6196 и 5797 (Galazutdinov et al. 2003) – см. рисунок 5.15.

Walker et al. (2000) показали, что если отношение сигнал/шум достаточно высокое, то тонкая структура видна и при более низком разрешении $R = 120000$. Такие профили могут быть присущи определенным сложным молекулам (например, подструктуры могут соответствовать ветвям P, R и Q полос сложных молекул с небольшой постоянной вращения B – см., например, MacIsaac et al. 2022).

Профили ДМП высокого и очень высокого разрешения абсолютно необходимы для окончательного отождествления их носителя, когда астрономический спектр сравнивается с лабораторным спектром молекулы в газовой фазе.

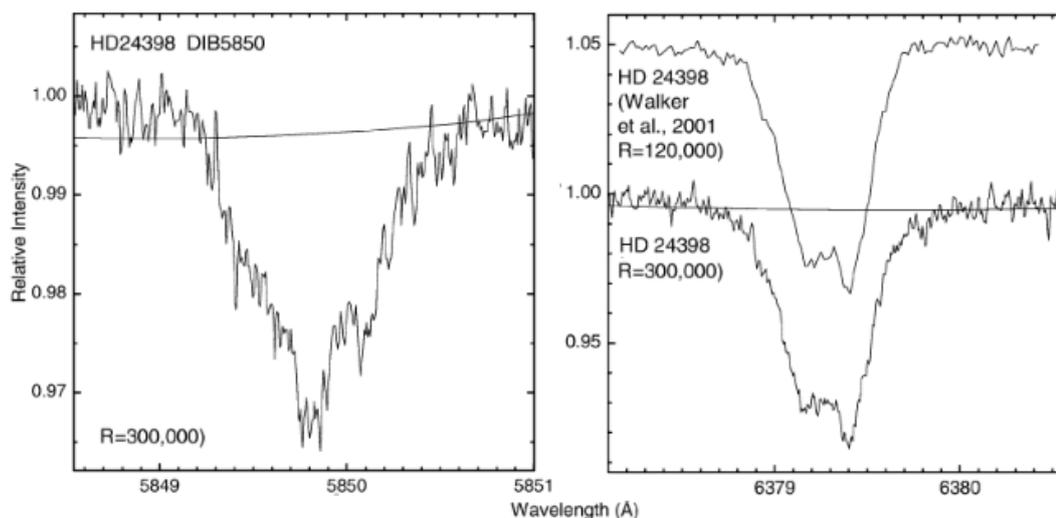


Рисунок 5.15. Субструктуры в профилях очень высокого разрешения ($R = 3 \times 10^5$), (спектрограф MAESTRO (Musaev et al. 1999), обсерватория Терскол). Слегка наклонная линия является фрагментом синтетического спектра, рассчитанного с параметрами HD24398 ($T_{\text{eff}} = 24000$ К, $\lg g = 3.0$, $v \sin(i) = 120$ км/с): профили ДМП 5850 и 6379 не блендированы звездными линиями. Профиль ДМП 6379 из Walker et al. (2001) показан для сравнения.

При работе с профилями ДМП необходимо тщательно проверять возможное искажение профиля звездными линиями. В большом обзоре профилей ДМП 4502, 4726, 4763, 4780, 4963, 4984, 5488, 5494, 5508, 5512, 5545, 5546.5 6660, 6700, 6729, 6794, 6993, 7224, 8026 высокого разрешения (Galazutdinov et al. 2001a) мы показали, что некоторые из этих ДМП блендированы

звездными линиями в широком диапазоне температур и классов светимости звезды фона. Исследовались спектры 28 звезд от В8Iа до О7V (см. таблицу 1 в Galazutdinov et al. 2001a). В частности, правое крыло профиля ДМП 4726 или левое крыло профиля ДМП 4502 относительно свободно от влияния звездных линий только в случае самых горячих и, желательно, быстро вращающихся звезд (рисунок 5.16).

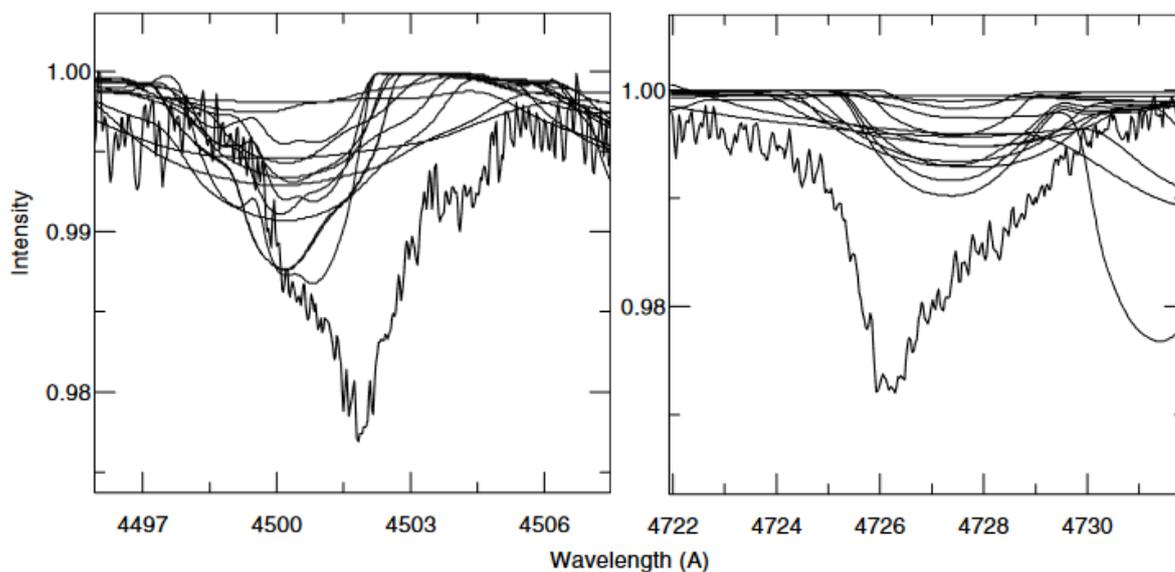


Рисунок 5.16. (Слева) Профиль ДМП 4502 полученный усреднением спектров 26 звезд с набором кривых соответствующих синтетических спектров. Сложный профиль ДМП может быть результатом вклада звездных линий. (Справа) То же самое для ДМП 4726. Очевидная асимметрия профиля, как минимум, частично обусловлена влиянием звёздных линий.

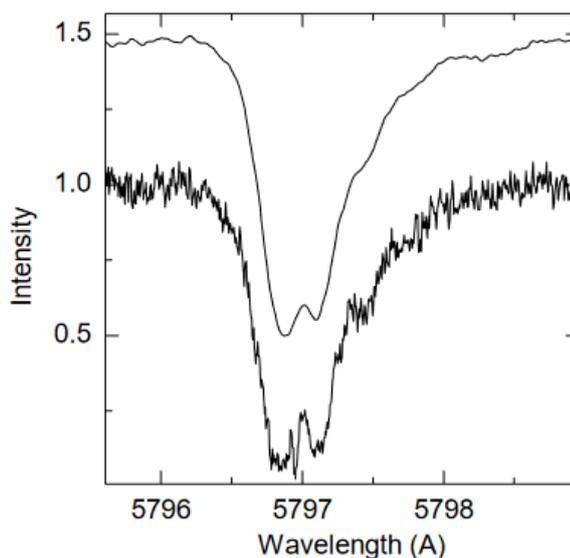


Рисунок 5.17. Сравнение профилей ДМП 5797, полученных с помощью спектрографа MAESTRO обсерватории Терскол (верхний), и UHRF англо-австралийской обсерватории (нижний). Разрешающая способность составляет 120000 и 600000 соответственно. Оба профиля нормализованы в интервал интенсивности [0 - 1] для наглядности.

Профили диффузных полос из Galazutdinov et al. (2001a) можно условно разделить на две группы. Одна из них содержит относительно широкие особенности, охватывающие диапазон 5 - 10 Å; вторая группа содержит более узкие ДМП шириной не более 2 Å. Первая группа представлена диффузными полосами 4502, 5487, 5780, 6284 и, пожалуй, 8620; возможно ДМП 4726 и 4763 также принадлежат к этой группе, но их ширина не определена из-за блендирования звездными линиями. Профили ДМП 4502 и 5487 также подвержены загрязнению звездными линиями, поэтому сравнивать их с лабораторными спектрами можно только после тщательного анализа вклада звездного спектра. Более широкие ДМП выборки обычно не показывают никаких очевидных подструктур внутри своих профилей. Они, как правило, немного асимметричны, но лишены какой-либо внутренней тонкой структуры. Возможно их носителями являются большие молекулы с маленькой вращательной постоянной.

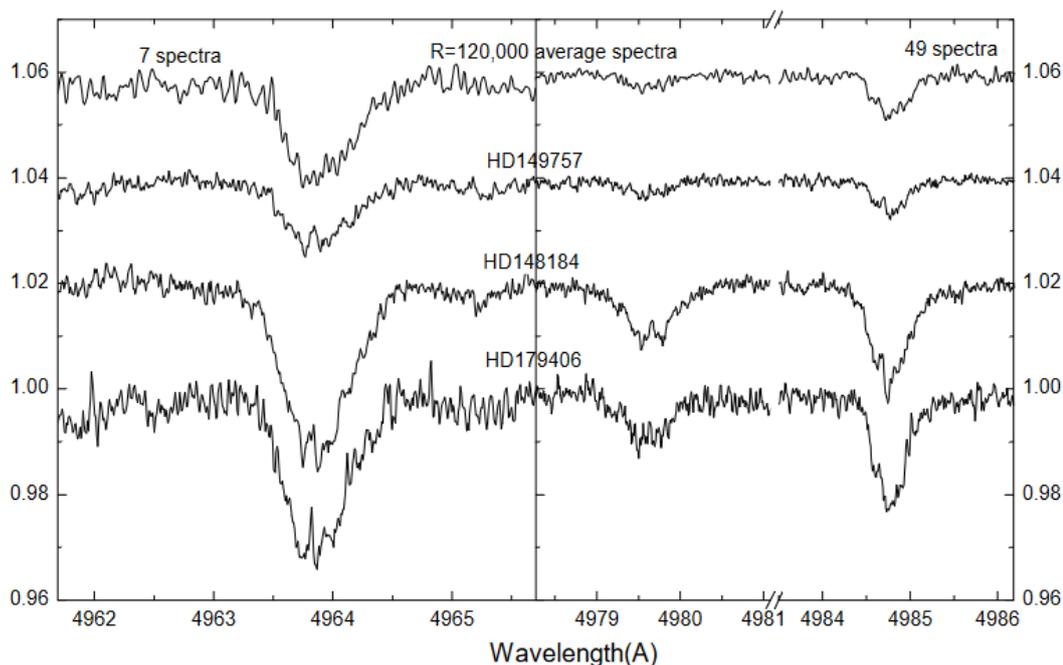


Рисунок 5.18. Профили ДМП 4964, 4980 и 4985. Верхние – полученные с помощью спектрографа MAESTRO обсерватории Терскол. Остальные – получены с помощью спектрографа CES обсерватории La Silla (R=220000).

Вторая группа ДМП характеризуется более узкими профилями, характерными, например, для одной из двух главных диффузных полос - ДМП 5797. Профили этих ДМП также, как правило, немного асимметричны, что предполагает наличие подструктур, подобных тем, которые наблюдаются в ДМП 5797.

Анализ профилей ясно показывает, что субструктуры (возможные вращательные контуры?) более характерны для более узких ДМП. В настоящее время принято считать, что таинственный компонент межзвездной среды, который образует более 500 линий поглощения в

спектрах покрасневших звезд, представляет собой набор довольно больших молекул, скорее всего, содержащих углерод.

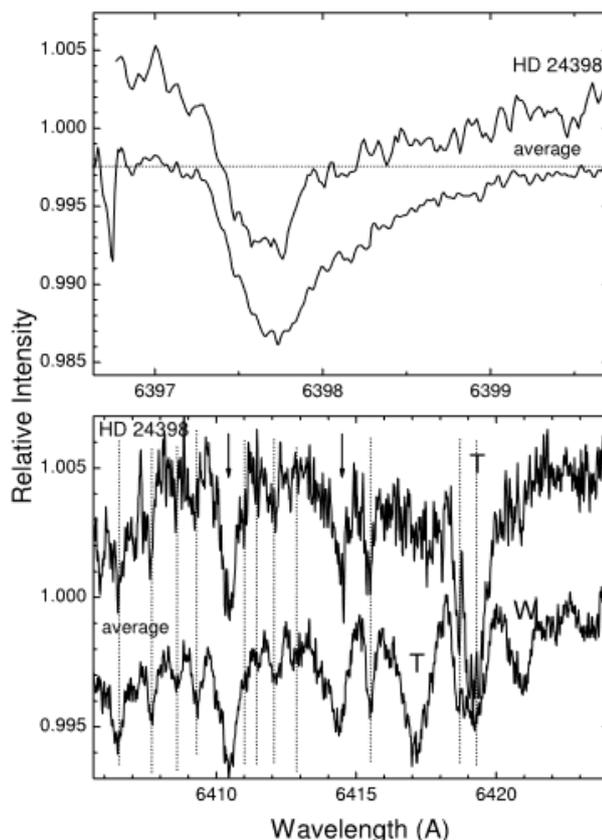


Рисунок 5.19. **(Верх)** Показан Профиль ДМП 6398 с типичным для многих диффузных полос протяженным красным крылом. **(Низ)** Пунктирные линии – новые или подтвержденные ДМП с уточненной нами длиной волны из (Galazutdinov et al. 2005a). Стрелками обозначены известные ДМП, указанные в обзоре Galazutdinov et al. (2000a). Вопросительным знаком указаны особенности, которые, вероятно, являются межзвездными, но, по-видимому, блендированные со звездными линиями. T - ДМП из обзора Tuairisg et al. (2000). Уровень S/N превышает 1000 – см. цену деления вертикальной шкалы.

К сожалению, возможность получения профилей ДМП очень высокого разрешения ограничена очень небольшим количеством соответствующих этой задаче спектрографов. На рисунке 5.17 из Galazutdinov et al. (2002c) видно, что даже $R=120000$ не всегда достаточно для выявления тонких деталей профиля ДМП. Впрочем, в этом случае единственное отличие между профилями высокого и очень высокого разрешения — очень узкая структура в центре ДМП. Более широкие структуры профиля вполне различимы.

На следующем рисунке (рисунок 5.18), сравниваются спектры с $R=120000$ и $R=220000$ где показана ключевая роль высокого отношения сигнал/шум и, что более высокое разрешение не добавило больше деталей в профили (Galazutdinov et al. 2002c). Разрешающая сила ~ 120000 во

многих случаях достаточна для выявления основных деталей в профилях ДМП (см. также рисунок 5.15), но отношение сигнал/шум желательно не ниже $\sim 1000-1500$, особенно для измерения наиболее многочисленных слабых диффузных межзвездных полос.

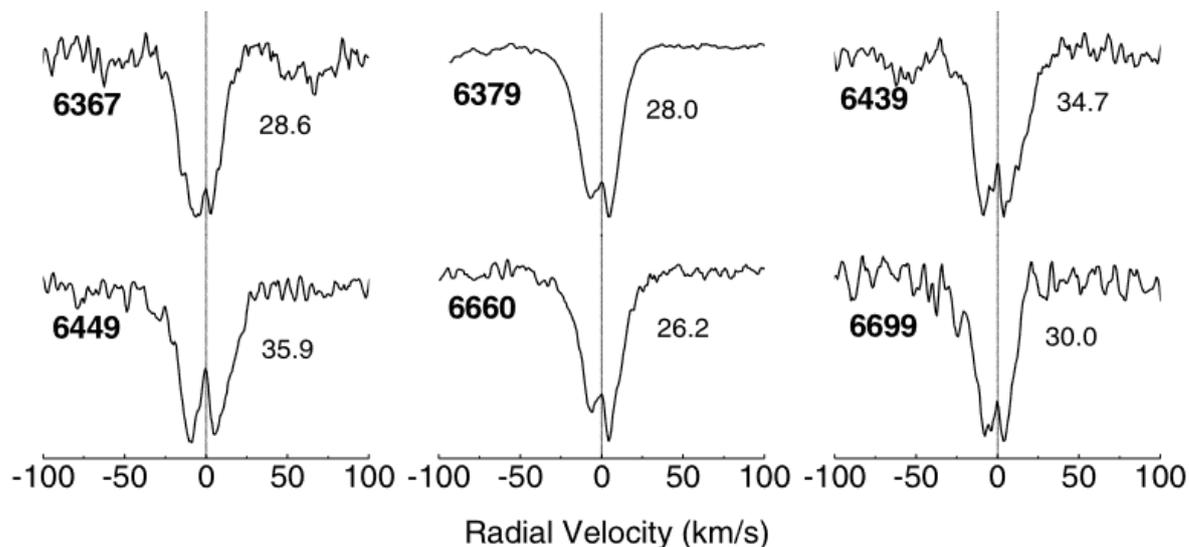


Рисунок 5.20. Нормализованные профили ряда ДМП в спектре HD 147889 шкале лучевых скоростей. Справа указана FWHM каждой ДМП в км/с.

Спектры с $S/N > 1000$ позволяют обнаружить ранее неизвестные спектральные особенности. На рисунке 5.19 показаны «новые» узкие и очень слабые ДМП (см. таблицу 45), обнаруженные в спектре с очень высоким S/N в области длин волн 6440 \AA : богатый спектр диффузных полос в этой области длин волн образует т.н. «DIB-forest» (Galazutdinov et al. 2005a).

В силу технологических ограничений, единственный способ достижения очень высоких S/N в астрономических спектрах, полученных с помощью ПЗС матриц – усреднение большого количества спектров. Таким способом нам удалось получить профили ДМП $4726.33, 4963.85, 5418.89, 5541.74, 5544.95, 5546.46, 5762.73, 5766.05, 5769.09, 6439.41, 6445.53, 6449.16, 6729.28 \text{ \AA}$ с разрешением $R=120000$ и $S/N \sim 800$ на относительно небольшом 2-м телескопе обсерватории Терскол (Slyk et al. 2006). Для всех ДМП был выполнен тщательный анализ возможного влияния звездных линий на профиль диффузной полосы.

Как уже отмечалось выше, профили ДМП меняются от объекта к объекту. С помощью спектров $R=115000$ с высоким S/N мы показали такую переменность профилей для нескольких десятков ДМП в обзорах профилей Galazutdinov et al. (2008, 2008a). Довольно характерным для многих слабых ДМП является профиль с W-образным ядром (рисунок 5.20), вероятно образованный серией спектрально неразрешенных вращательных переходов полос P и Q молекулы носителя. В результате анализа профилей ДМП было обнаружено следующее:

(i) Большинство изученных диффузных полос в спектре звезды HD179406 (объекта экстремального ζ -типа) очень узкие. Вероятно, это означает, что существенная часть носителей

ДМП чувствительна к температурному эффекту. Общепринято, что критическое различие между σ и ζ облаками – это температура и уровень УФ-потока от близлежащих звезд: в первых он выше;

(ii) Некоторые диффузные полосы более чувствительны к температурному эффекту, чем другие. Например, ДМП 6196 и 5797 шире в облаках σ -типа;

(iii) HD 147889 – пекулярный случай, демонстрирующий свойства как σ так и ζ облака, с необычно широкими диффузными полосами 6614 и 5780.

Профили ДМП высокого разрешения позволяют разделить диффузные их) на несколько групп. Группы характеризуются сходством формы и ширины и, вероятно, образованными близкими по составу (свойствам) молекулами. Профили одной и той же ДМП переменны от объекта к объекту, видимо, из-за разных физических условий в облаках. Таким образом, профили ДМП высокого спектрального разрешения являются необходимым инструментом для исследования зависимости ДМП от физических условий в облаке и для поиска возможных кандидатов в носители. Об этом в следующих подразделах.

5.3. Связь между ДМП и межзвездным покраснением

Много лет назад Merrill & Wilson (1938) установили наличие корреляции между эквивалентной шириной ДМП 6284 и избытком цвета. Позднее Greenstein & Aller (1950) продемонстрировали аналогичный эффект для самой сильной известной ДМП 4430 Å. Обширное исследование восьми ДМП и их корреляций было проведено Friedman et al. (2011). В дальнейшем, связь ДМП с пылью исследовалась неоднократно, см., например, исследования Kashuba et al. (2016), York et al. (2014). Более того, существует популярная теория образования носителей ДМП на поверхности пылинок (см, например, Duley 1995).

Особую роль в исследованиях связи ДМП с покраснением играет диффузная полоса 8620.7 Å известная как GAIA DIB (Saydjari & Finkbeiner, 2023). Эта ДМП входит в диапазон длин волн, наблюдаемый прибором GAIA Radial Velocity Spectrometer (RVS; GAIA Collaboration et al. 2018) установленном на орбитальном телескопе GAIA. RVS предназначен для наблюдения звезд до 15.5 звездной величины в фильтре G, в диапазоне 847 – 871 нм и разрешением $R \sim 11200$.

Munari et al. (2008) предложили использовать ДМП 8620 в качестве инструмента для измерения межзвездного покраснения. Эквивалентная ширина этой ДМП, согласно Munari et al. (2008), очень тесно коррелирует с $E(B - V)$, как показано на рисунке 2 указанной статьи. Однако, вывод Munari основан на 76 спектрах 68 звезд с низким разрешением ($R = 7500$) и довольно низким отношением S/N (лишь 50).

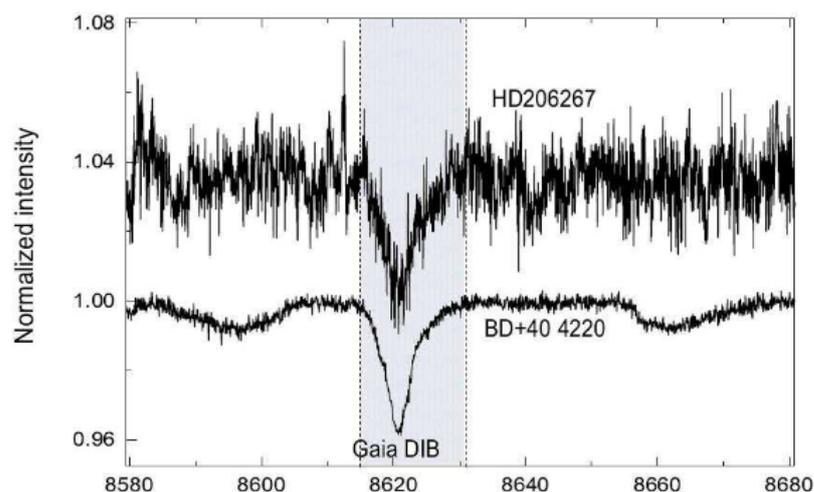


Рисунок 5.21. Иллюстрация метода, который мы применили для измерения эквивалентной ширины ДМП 8620 в спектрах с низким S/N. Профиль ДМП 8620 с высоким отношением S/N (в спектре BD+40 4220) служит шаблоном и нормируется для соответствия глубине этой же ДМП в спектре HD 206267. Затем измеряется эквивалентная ширина шаблона. На рисунке спектры разнесены по вертикали для наглядности. Для справки: $EW_{8620}(\text{BD}+40\ 4220) = 701 \pm 24 \text{ м\AA}$, $EW_{8620}(\text{HD}\ 206267) = 205 \pm 48 \text{ м\AA}$

Мы решили проверить, насколько ДМП 8620 и другие относительно сильные диффузные полосы хороши в качестве индикатора покраснения на основе данных существенно более высокого качества (Krelowski et al. 2019a). Были измерены эквивалентные ширины ряда сильных ДМП (на $\lambda\lambda$ 5780,6 Å, 5797.0 Å, 6196.0 Å, 6379.3 Å, 6613.5 Å и 8620 Å), а также молекул CH (4300.3 Å) и CH⁺ (4232.5 Å) в эшелле-спектрах 56 звезд, полученных на нескольких спектрографах (таблица 47). Эквивалентные ширины ДМП 8620 в спектрах с более низким S/N измерялись с помощью «шаблона», которым служил профиль ДМП 8620 спектра BD+40 4220 – сильно покрасневшей звезды с высокой скоростью вращения (рисунок 5.21). Была изучена корреляция ДМП с избытком цвета в диапазоне 0.1–2.0 зв. величин. Наш анализ показал, что почти все вышеупомянутые межзвездные спектральные особенности действительно коррелируют с E(B–V) с коэффициентом корреляции Пирсона ~0.8, см. например, рисунок 5.22. Более того, наблюдаемый разброс, по-видимому, вызван не ошибками измерений, а физическим происхождением. Исключением является ДМП 6379, показавший более низкую корреляцию ~0.69 (рисунок 8 в Krelowski et al. 2019a).

Однако, хорошая корреляция многих ДМП с E(B–V) не означает наличия абсолютной связи носителей ДМП с пылинками. Как показано на рисунке 5.23, в некоторых случаях, одни и те же диффузные полосы в спектрах звезд с одинаковым покраснением могут иметь совершенно разную интенсивность.

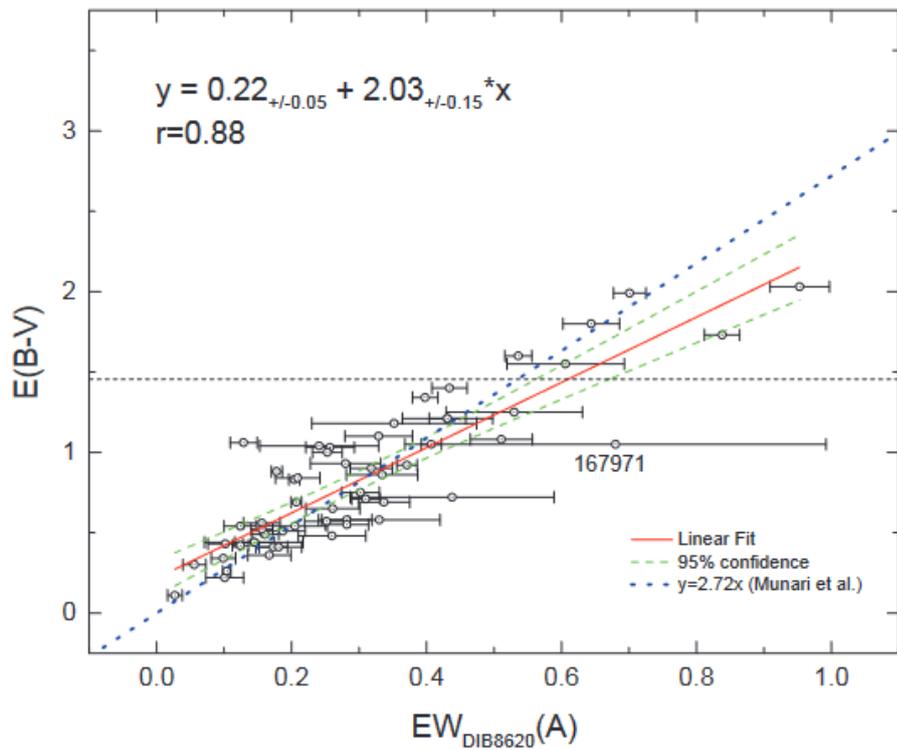
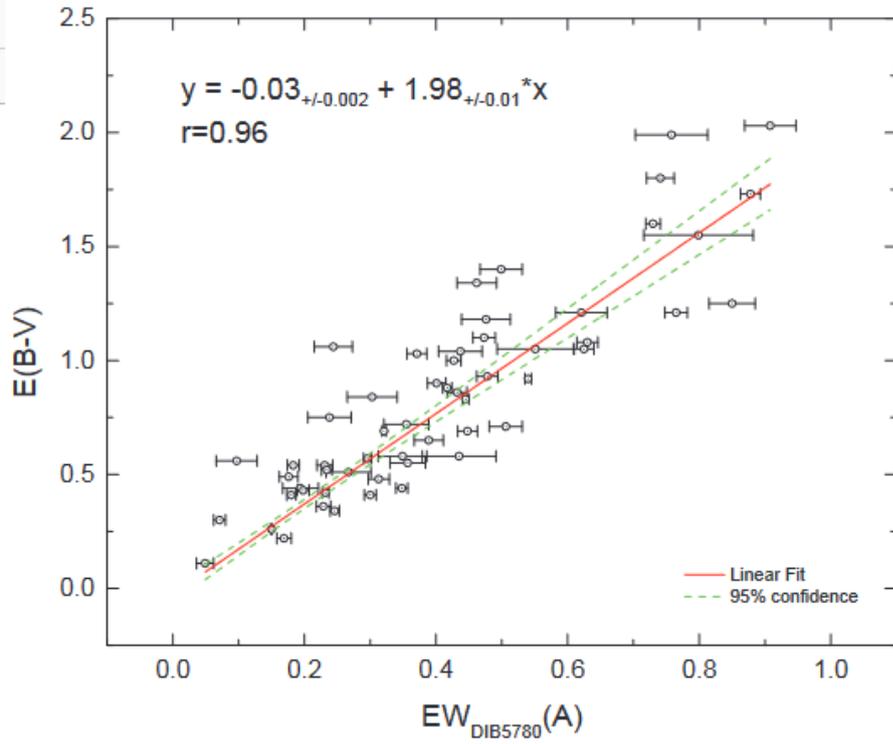


Рисунок 5.22. EW_{5780} и EW_{8620} как индикаторы $E(B-V)$. Наблюдаемый разброс, не связан с ошибками измерений. Горизонтальная пунктирная линия на нижнем графике указывает верхний предел $E(B-V)$ выборки Munari et al. (2008), чье уравнение связи также показано. Примечание: выборки не идентичны.

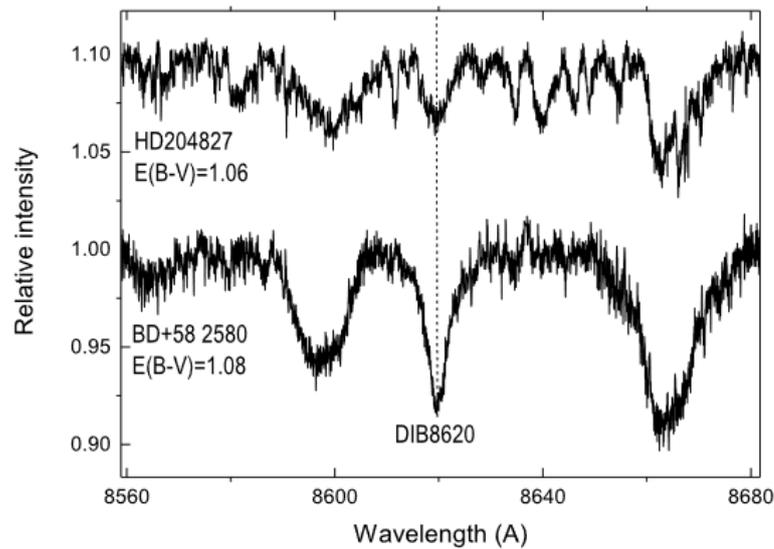


Рисунок 5.23. Спектры двух звезд с одинаковым покраснением $E(B-V)$.

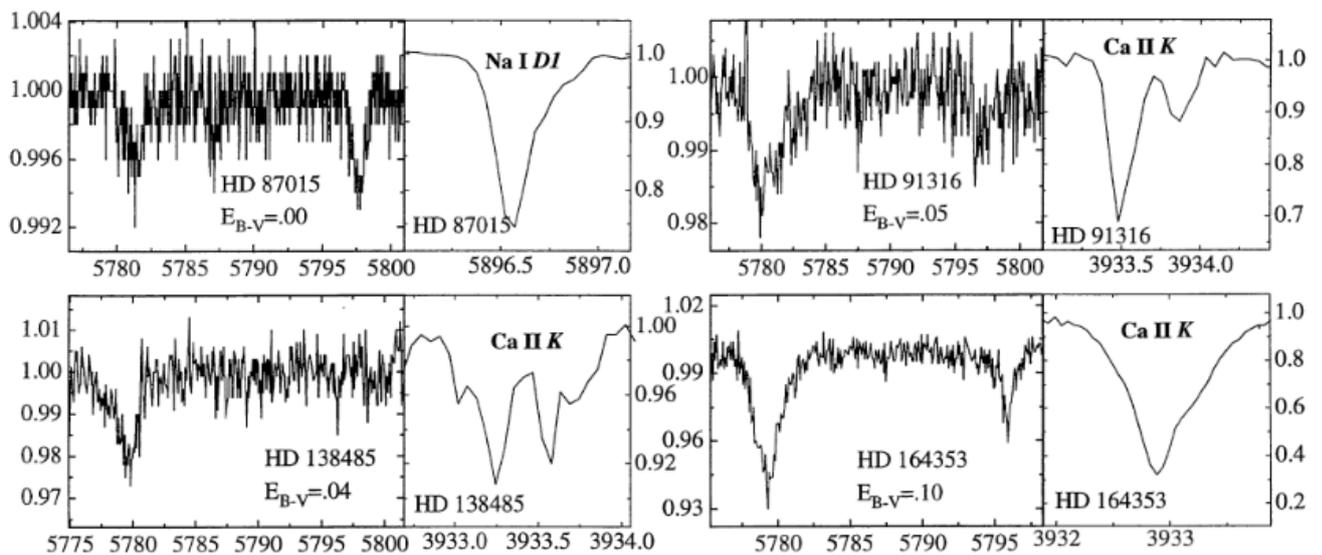


Рисунок 5.24. Диффузные полосы в звездах с небольшим (нулевым) покраснением. В каждом случае наблюдается доплеровское расщепление в атомных межзвездных линиях.

Главный вывод нашего анализа заключается в том, что носители ДМП в некотором роде связаны с пылевыми частицами (пространственная корреляция, как результат перемешивания), но ни один из них не показывает очень тесной связи. ДМП 8620 важен для наблюдений GAIA, но, например, ДМП 5780 дает не менее точную оценку $E(B - V)$. Следует подчеркнуть, что оценка покраснения, основанная на любой межзвездной спектральной особенности, может быть ошибочной, несмотря на довольно тесную корреляцию между любой из межзвездных линий/полос с $E(B - V)$. Важно отметить что эта корреляция высока, если диапазон $E(B - V)$ широк, т.е. наблюдается множество разнообразных облаков на луче зрения.

Тот факт, что все межзвездные особенности, в общем, коррелируют с покраснением, может означать, что носители всех этих линий/полос/поглощения достаточно хорошо (в среднем) перемешаны в межзвездных облаках. Таким образом, мы очередной раз приходим к выводу, что

наблюдения известных межзвездных молекул могут быть использованы для оценки физических свойств облаков и анализа их влияния на носители диффузных полос только в случаях, когда мы имеем дело с отдельными облаками. Объекты даже с сильным покраснением, но с одним облаком на луче зрения (такие как, например, HD 204827), как правило, вне корреляций.

Другим примером отсутствия прямой связи между покраснением и интенсивностью ДМП является обнаружение диффузных полос в облаках с очень маленьким покраснением $E(B-V)$, на уровне ошибок измерения, т.е. (почти) без пыли (Galazutdinov et al. 1998) – см. таблицу 48. Интересно, что даже при очень маленьких значениях $E(B-V)$ наблюдается разделение облаков на ζ и σ типы (рисунок 5.24).

5.4. Связь между ДМП и межзвездными атомами

Изучение корреляций ДМП с другими параметрами МЗС имеют важное значение для идентификации носителей диффузных полос. В одной из первых работ о связи ДМП с другими компонентами МЗС, основанной на анализе спектров высокого качества, сообщалось о наличии такой связи между носителями ДМП и атомами Na, K и C (Herbig, 1993).

В работах Krelowski et al. (1998; 1998a) мы показали, что образование и/или сохранение носителей по крайней мере некоторых диффузных межзвездных полос связано с уровнем ионизации некоторых межзвездных атомов в облаках H I, таких как калий и кальций. Спектральные линии этих элементов хорошо коррелируют с узкими диффузными полосами, такими как 5797 или 6379 Å. Физические условия, которые способствуют росту обилия нейтральных щелочных атомов, также способствуют образованию или сохранению носителей узких диффузных полос. Для широких ДМП, таких как 5780 или 6284 Å, корреляция с K I и Ca I менее выражена.

В работе Galazutdinov et al. (2004) мы проверили степень корреляции нескольких ДМП с эквивалентными ширинами линий K I 7699 и линии K ионизованного кальция. Как видно на рисунке 5.25 ДМП хорошо коррелируют с линиями нейтрального калия и в гораздо меньшей степени с линиями ионизованного кальция. т.е. носители ДМП расположены в локализованных, вероятно, относительно плотных областях облака, в то время как ионизированный кальций более равномерно распределен в межзвездной среде (Galazutdinov 2005; Megier et al. 2005, 2009).

Вероятно, степень облучения облака УФ-фотонами, способными ионизировать межзвездные атомы, играет важную роль в формировании/существовании неизвестных молекул, носителей ДМП. Предполагая, что резонансная линия K I 7698 Å не обнаруживается только тогда, когда калий полностью ионизирован УФ-полем, проникающим в эту область,

наблюдаемая корреляция с некоторыми ДМП может означать, что носители этих ДМП разрушаются аналогичным образом, тем же УФ-полем, т.е., носитель, например, ДМП 5797 имеет потенциал ионизации/диссоциации, близкий к 4.341 эВ (потенциал ионизации калия).

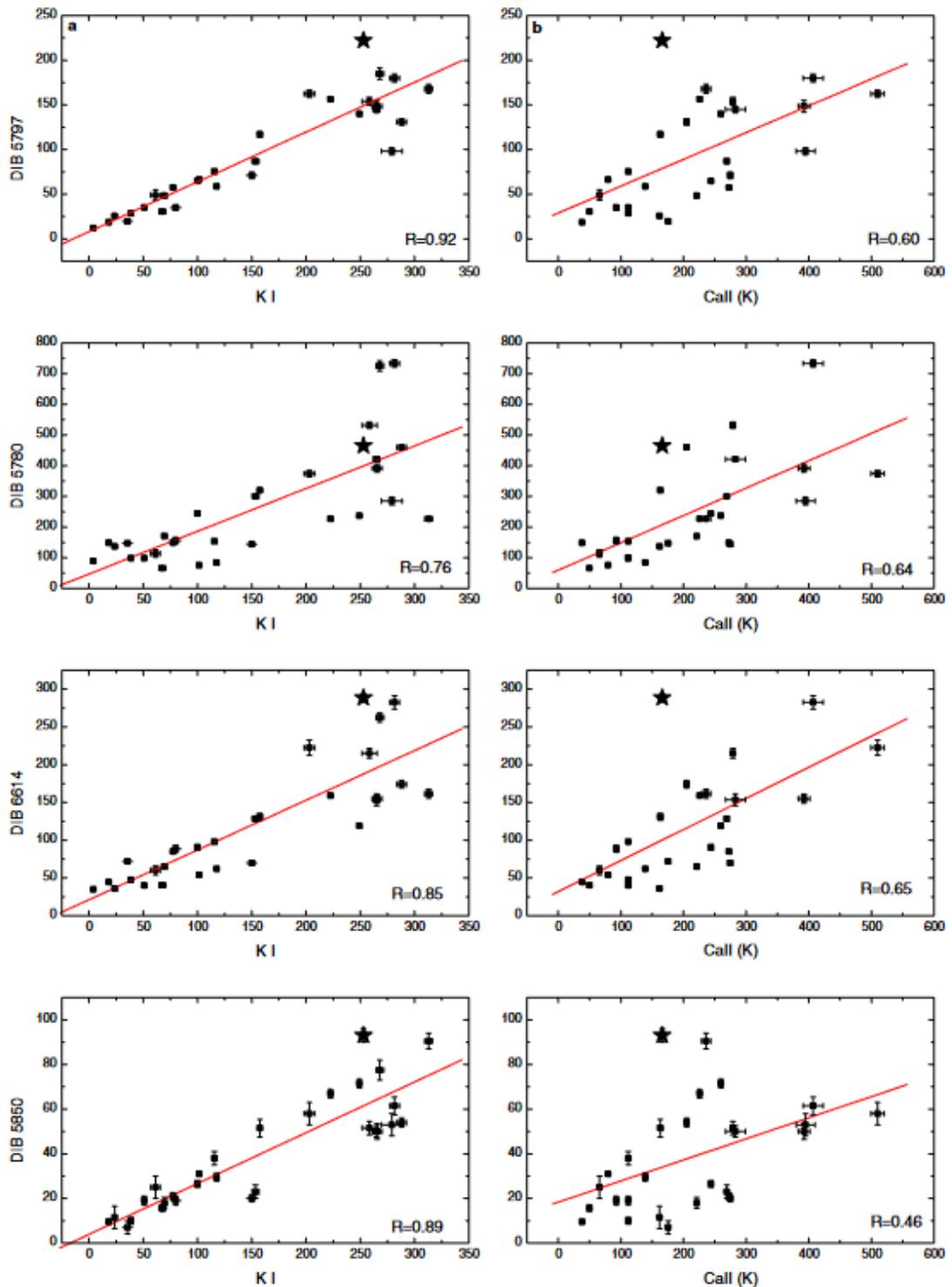


Рисунок 5.25. Исследование связи эквивалентных ширин ДМП 5850, 6614, 5780 и 5797 с калием и ионизованным кальцием. Коэффициент корреляции указан на каждом графике справа внизу. Звездочкой обозначен пекулярный случай HD186745 (экстремальный ζ объект).

5.5. Связь между ДМП и межзвездными молекулами

5.5.1. Молекулы CH, CH⁺, CN, CO и H₂

Как уже упоминалось в Главе 3, молекула CH тесно связана с молекулярным водородом H₂, как уже было показано в работах Matilla (1986), Weseleak et al. (2004), а также с OH (Weselak et al. 2009, 2010). Содержание молекулы CH также хорошо коррелирует с содержанием NH (Weselak et al. 2009a). С другой стороны, лучевая концентрация катиона CH⁺ очень плохо коррелирует с содержанием H₂, что указывает на отсутствие связи между содержанием этих двух молекул (Weselak et al. 2008). Образование и существование CH⁺ в МЗС остается нерешенной проблемой (см., например, Sheffer et al. 2008 и ссылки в статье).

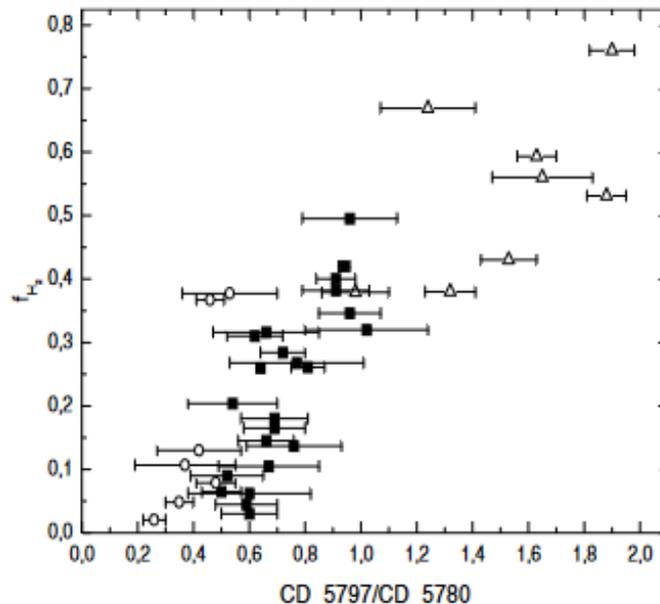


Рисунок 5.26. Корреляции между молекулярной фракцией водорода и отношением интенсивностей диффузных полос 5797 и 5780. Коэффициент корреляции равен 0.83. Объекты типа σ обозначены кружками, ζ — треугольниками. Остальные объекты обозначены черными квадратами (Weselak et al. 2004).

Можно утверждать, что объемы облаков, в которых доминирует молекула CH (т. е. области, где ее гораздо больше, чем CH⁺), и те, где доминирует CH⁺, хорошо разделены в пространстве. Этот вывод основан в т.ч. на публикации Allen (1994), где показано, что лучевые скорости CH и CH⁺ могут существенно различаться (в частности, на 7.5 км/с в спектре HD 53567). Наши исследования также показали разницу лучевых скоростей CH и CH⁺ (Weselak et al. 2009b) – см. рисунок 3.19 и отсутствие корреляции между лучевой концентрацией этих молекул - см. рисунок 3.20.

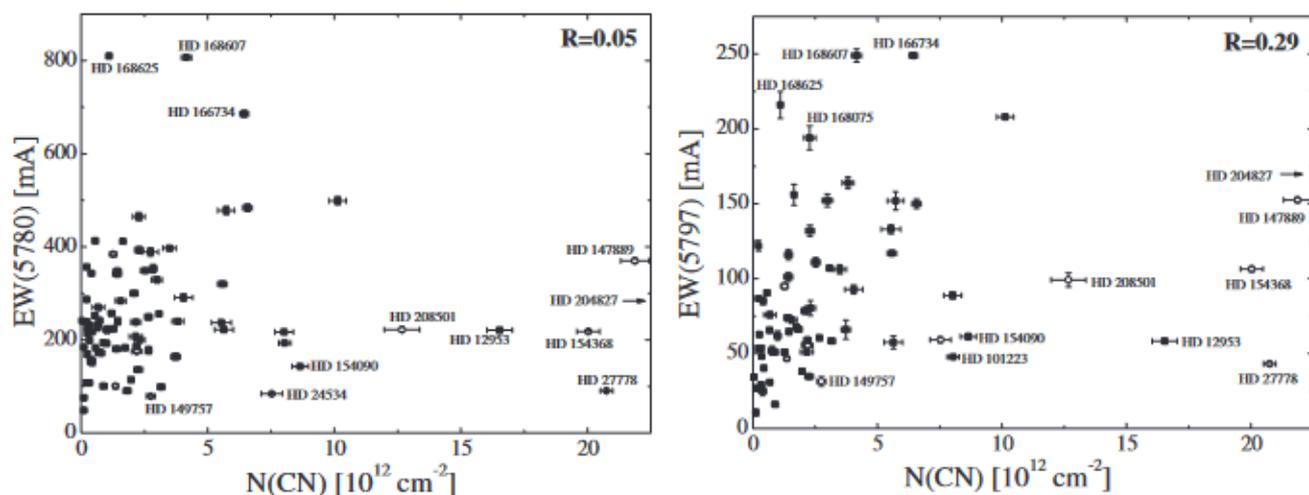


Рисунок 5.27. Отсутствие связи между лучевой концентрацией CN и эквивалентными ширинами главных ДМП (Weselak et al. 2008b).

Ранние исследования небольших выборок объектов показали наличие корреляции между главными ДМП и как CH, так и CN. (Krelowski et al. 1992). В серии работ Galazutdinov et al. (1997), Krelowski et al. (1999), Weselak et al. (2004, 2008b, 2014a) была подтверждена высокая корреляция между лучевой концентрацией CH и H₂, (а значит и CO, поскольку последняя рассматривается как индикатор молекулярного водорода) и изучена связь некоторых ДМП с простыми молекулами на основе более качественных и многочисленных спектров. По результатам исследования сделаны следующие выводы:

1. Молекулярная фракция водорода $f(\text{H}_2)$ коррелирует с отношением интенсивностей ДМП 5797/5780. Это может означать, что носители узких ДМП находятся в более плотных частях облака, в которых преобладает H₂, более защищенных от УФ-излучения (рисунок 5.26);
2. Обилие молекул H₂, CH и CO выше в облаках типа ζ ;
3. Молекула CN не показывает прямой связи с ДМП (рисунок 5.27). Это утверждение также справедливо для CH⁺;
4. ДМП, в среднем показывают хорошую корреляцию с CH, но узкие ДМП, например, 4964, 5797 показывают более высокую корреляцию. Интересно, что самая узкая известная ДМП 6196 не показывает хорошей корреляции с CH. Это важное обстоятельство в пользу нашей гипотезы об одном носителе ДМП 6196 и существенно более широкой ДМП 6614 (Bernstein et al. 2015, 2018) – см. подраздел 5.8.

Важные выводы касательно связи ДМП с другими компонентами МЗС были сделаны по результатам анализа небольшой, но тщательно отобранной выборки звезд в нашей работе Krelowski et al. (2020). С помощью лишь пяти спектров показано, что различные составляющие межзвездных облаков, такие как пыль, атомы газа (Fe I), простые молекулы (CH) и носители

диффузных межзвездных полос 5780, 5797, 5850 Å могут быть удивительно плохо связаны друг с другом (см. рисунок 5.28).

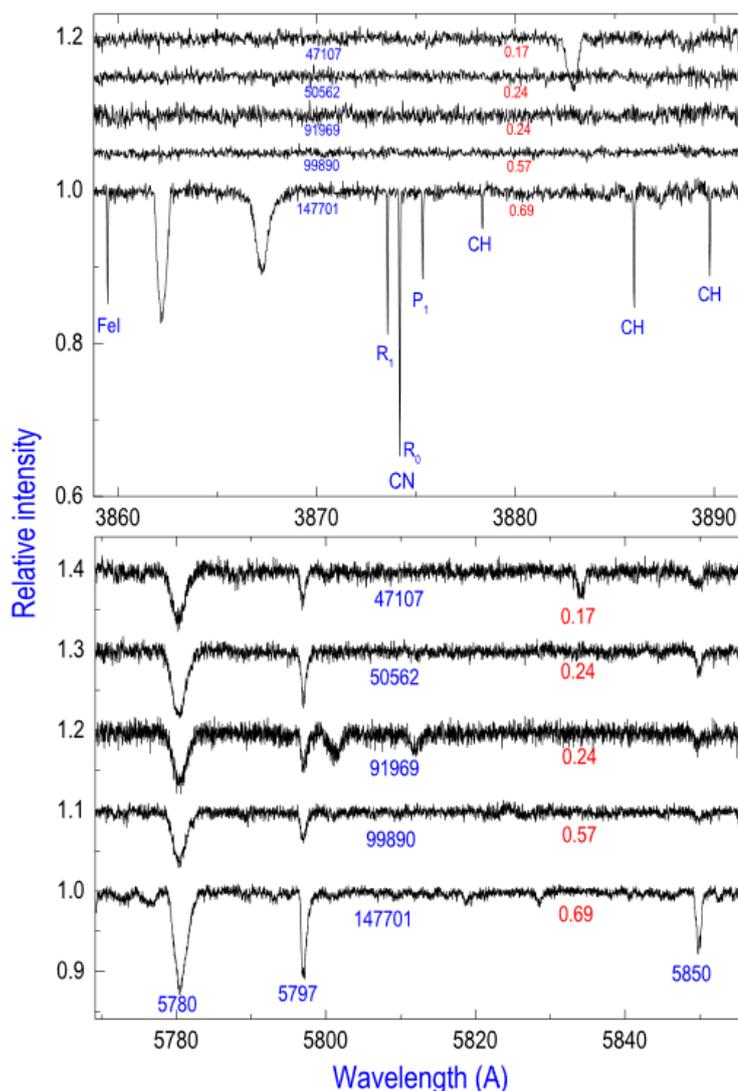


Рисунок 5.28. Покраснение $E(B - V)$ указано красным, под каждым спектром указаны номера HD. **(Верх)** Сильные молекулярные и атомные межзвездные линии видны только в спектре HD147701; **(Низ)** «Главные» диффузные полосы 5780 и 5797 Å. Интенсивность обеих ДМП не зависит от покраснения, CH, CN и Fe I.

Это означает, что носители ДМП, все же, занимают разные с CH, CN или Fe I объемы в облаках, и/или гораздо менее чувствительны к процессам, связанным с образованием/разрушением этих компонент межзвездной среды. Т.е. упомянутая выше хорошая корреляция между носителями ДМП и CH, выявленная для больших выборок, отражает факт хорошего перемешивания компонент межзвездной среды, но не доказывает их взаимосвязь - как видно на рисунке 5.28, бывают исключения.

5.5.2. Молекулы C₂ и C₃ и ДМП.

C₂ — простейшая углеродная молекула с нулевым дипольным моментом и, следовательно, радиационное охлаждение возбужденных вращательных уровней может проходить только через медленные квадрупольные переходы (van Dishoeck & Black 1982). Вращательные уровни молекулы накачиваются галактическим межзвездным радиационным полем и эффективно возбуждаются выше газокинетической температуры. Линии двухатомного углерода вращательных уровней основного состояния доступны для измерений и, в отличие от полярных молекул, таких как CN или CN, где обычно наблюдается только несколько линий поглощения самых низких вращательных уровней, могут служить инструментом для определения физических условий (температур и плотностей) в межзвездных облаках.

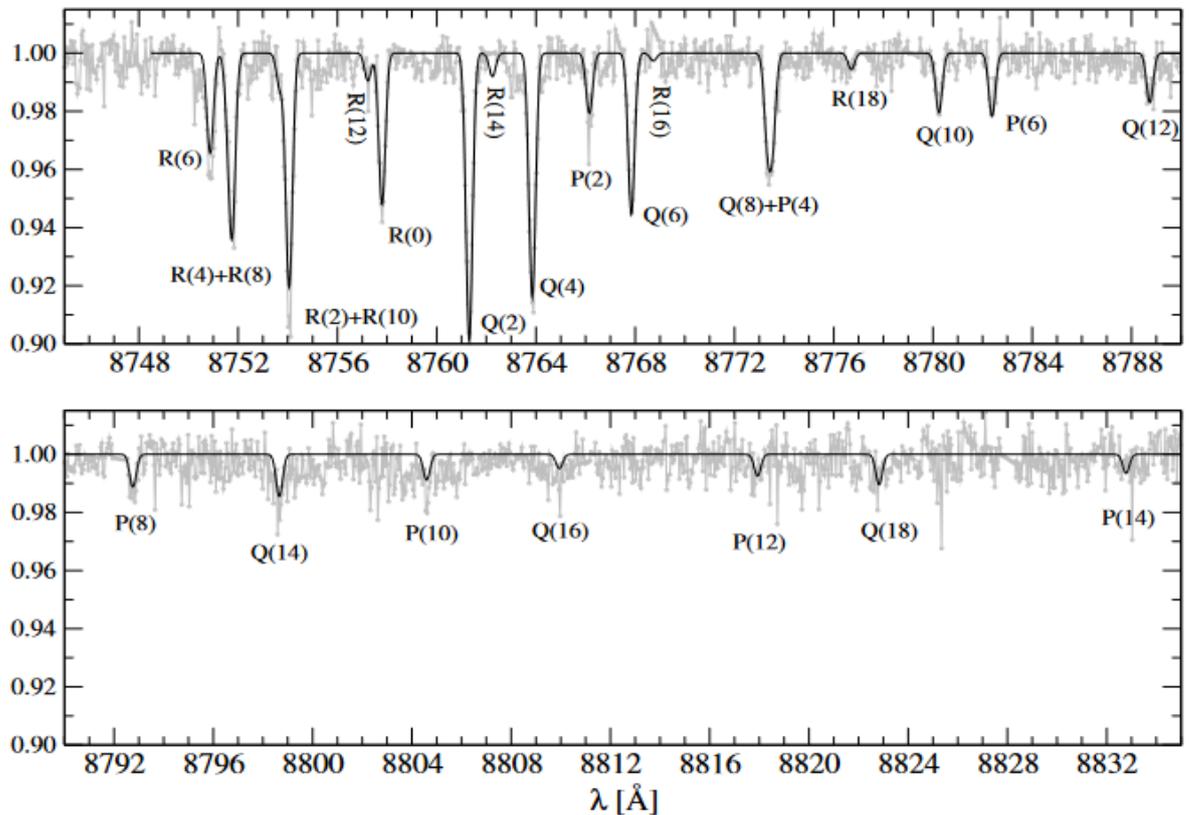


Рисунок 5.29. Аппроксимация профилей линий полосы молекулы C₂ системы Филипса (2,0) A¹Π_u - X¹Σ_g⁺ в спектре звезды HD204827.

Интерес к исследованиям межзвездной молекулы C₂ усилился после публикации Thorburn et al. (2003), где авторы сообщили, что некоторые ДМП тесно связаны с молекулой C₂. Всего в списке 17 диффузных полос, для которых получена позитивная корреляция с C₂, все они очень слабые. Межзвездное пространство содержит много линейных углеродных или углеводородных молекул, обнаруженных радиоастрономическими методами. Молекулы C₂, скорее всего, являются строительными блоками для таких более сложных молекул. Исследование связи

носителей ДМП и C_2 может дать информацию о химических процессах в H I облаках, особенно о путях образования углеродных цепочек, которые могут быть связаны с носителями диффузных межзвездных полос (Douglas 1977; Maier et al. 2006).

Однако, как сообщалось в Главе 1, измерения в Thorburn et al. (2003) выполнены, в некоторых случаях, с серьёзными ошибками. Поэтому мы проверили результат Thorburn et al. (2003) используя спектры 20 объектов в широком диапазоне межзвездных покраснений (Galazutdinov et al. 2006). Были измерены эквивалентные ширины диффузных полос (таблица 50), признанных как C_2 -ДМП в Thorburn et al. (2003). Также, в каждом случае была вычислена лучевая концентрация молекулы C_2 для чего использовалась полоса Филипса (2,0) $A^1\Pi_u - X^1\Sigma_g^+$ на $\sim 8750 \text{ \AA}$ (рисунок 5.29).

Получены следующие результаты: четыре ДМП 5176, 5542, 5546 и 5769 действительно показывают хорошую корреляцию с лучевой концентрацией C_2 . И, согласно нашим вычислениям, несколько ДМП, а именно 4726, 4969 и 5763 однозначно не коррелируют с C_2 . Для остальных ДМП из списка Thorburn et al. (2003) результат не ясен (по причине низкой точности измерений очень слабых ДМП) и требуются дополнительные наблюдения высокого качества.

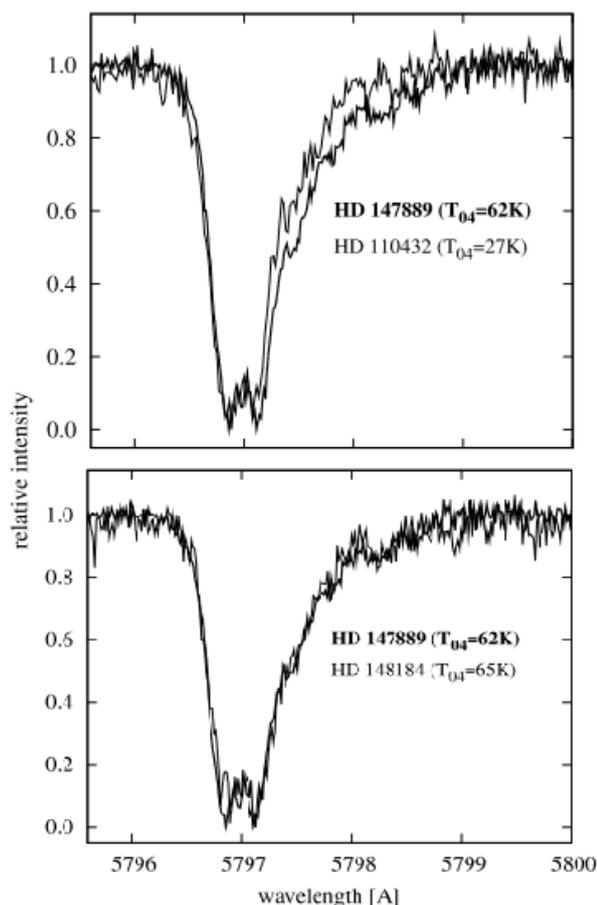


Рисунок 5.30. Нормализованные по интенсивности (для наглядности) профили ДМП 5797 Å. Ширина профиля зависит от температуры возбуждения T_{04} молекулы C_2 .

Но не все однозначно с корреляцией ДМП - C_2 : все так называемые C_2 -ДМП очень слабы в спектре пекулярной (с точки зрения межзвездного спектра) звезды HD 34078 (AE Aur), где полоса C_2 относительно сильна, как и другие молекулярные линии, например, CN. Таким образом, как и в случае с CN, хорошая корреляция обилия C_2 с некоторыми ДМП означает что эти компоненты МЗС, как правило, хорошо перемешаны (находятся примерно в одних областях облака) но это не означает наличия прямой связи между ними.

Как уже было указано выше, C_2 является чувствительным «датчиком» физических условий в облаке. В связи с этим разумно предположить наличие связи между, например, температурой возбуждения C_2 и шириной диффузных полос.

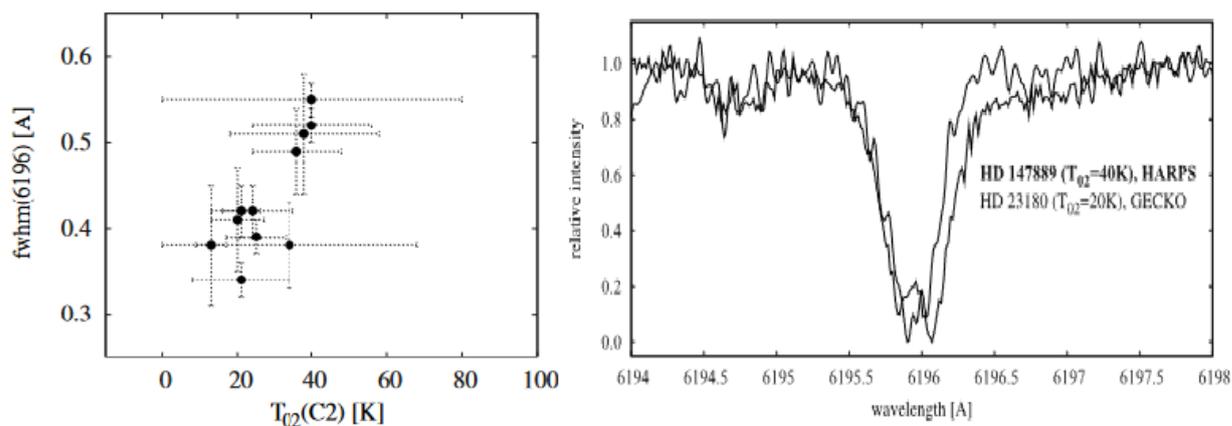


Рисунок 5.31. (Слева) Ширина профиля ДМП 6196 зависит от температуры возбуждения T_{02} молекулы C_2 ; (Справа) Нормализованные по интенсивности (для наглядности) профили ДМП 6196 Å в спектрах двух объектов с разной температурой вращения.

Действительно, если предположить, что носителями ДМП являются молекулы, то профиль ДМП является неразрешенной блендой близко стоящих вращательных переходов и, в таком случае, возбуждение все более высоких уровней приведет к увеличению ширины профиля. Исследование связи между шириной профиля некоторых ДМП и температурой возбуждения C_2 было сделано нами в работах Kaźmierczak et al. (2009, 2010a), где мы измерили ширину профилей ДМП (FWHM) и определили вращательные температуры T_{02} , T_{04} и T_{06} молекулы C_2 как средние температуры возбуждения двух, трех и четырех нижних вращательных уровней основного электронного состояния соответственно (таблицы 51, 52). Для этой цели использовались вычисленные лучевые концентрации. Ошибки определялись методом наименьших квадратов из стандартного отклонения. По результатам исследования была выявлена связь между шириной ДМП 6196, 5797 и вращательной температурой C_2 (рисунки 5.30, 5.31).

Как видно, на рисунках 5.30 и 5.31, ДМП 5797 и 6196 становятся шире с повышением вращательной температуры C_2 . Это означает, что носителями этих ДМП могут быть центросимметричные молекулы, для которых условия возбуждения примерно такие же как для

C₂. Мы также изучили ДМП 4964 и 5850 для которых не обнаружена связь с температурой возбуждения C₂ (носителями этих ДМП являются полярные молекулы?). Необходимо подчеркнуть, что обнаруженный эффект очень тонкий, разница между самым широким и самым узким профилем ДМП 6196 составляет всего 0.22 Å, т.е. для обнаружения эффекта необходимы данные очень высокого качества. Небольшие ошибки в проведении континуума могут не позволить обнаружить эффект. Это особенно критично для широких диффузных полос. В нашем случае использовались спектры с разрешающей силой до 220000 и соотношением S/N ~700 и выше и, эффект пока обнаружен только для узких ДМП.

Наши результаты (например, оценка температуры) для C₂ согласуются с результатами для молекулы C₃ (Ádámkóvics et al. 2003). Таким образом, профиль узких ДМП 6196 и 5797 Å зависит от вращательной температуры, оцененной по молекуле C₂, будучи шире для более высоких температур, что характерно как для C₂, так и для C₃.

Интересный результат был получен для молекулы C₃ в Galazutdinov et al. (2002) где мы исследовали, в том числе, обилие C₃ в разных типах облаков (ζ и σ) – см. таблицу 53. Использовались данные очень высокого качества (R=220000 и S/N ~ 700-1000) что необходимо для достоверных измерений очень слабых линий C₃. Во-первых, доказано отсутствие корреляции между лучевой концентрацией C₃ и покраснением. Во-вторых, показано, что C₃ присутствует только в ζ-облаках. В спектрах σ-облаков при соотношении S/N~5000, достигнутого сложением в шкале лучевых скоростей фрагментов спектра с центрами на месте линий всех вращательных переходов полосы C₃ на ~4050 Å, не удалось выявить даже следов линий C₃ (см. рисунок 6 в Galazutdinov et al. 2002). Удивительно, что при этом отношение лучевых концентраций N(C₂)/N(C₃) не зависит от EW(5797)/EW(5780). Впрочем, это согласуется с сообщением Fan et al. (2024) о высокой корреляции между лучевыми концентрациями C₂ и C₃ которая достигает, согласно их оценкам, значения 0.93.

5.6. Связь между ДМП и свободными электронами

Целью нашей работы Gnasiński et al. (2007) была проверка наличия возможной зависимости между ДМП и электронной концентрацией в МЗС. Для определения электронной концентрации мы измерили лучевую концентрацию двух элементов на соседних стадиях ионизации. Для исследования были отобраны покрасневшие звезды спектральных классов O и B, для которых доступны спектры высокого разрешения с космического телескопа Hubble (HST) с межзвёздными линиями Mg I и Mg II.

Электронная концентрация $n_e[\text{cm}^{-3}]$ определялась из уравнений ионизационного равновесия для двух элементов. Первым элементом был Mg, поскольку он легко наблюдается на

двух стадиях ионизации. Лучевая концентрация Mg II была определена по дублету 1240 Å, а лучевая концентрация Mg I по линиям 2026 Å, 2852 Å или 1827 Å.

Пересечение кривых зависимости $n_e(T_e)$ для разных элементов позволяет рассчитать электронную концентрацию облака (рисунок 5.32). На рисунке показаны такие кривые для MgI/MgII (сплошная линия) и SiI/SiII. Уравнение ионизационного равновесия для Mg имеет следующий вид:

$$\frac{n_e N(\text{Mg II})}{N(\text{Mg I})} = \frac{\Gamma(\text{Mg}_{12}) + n_e C(\text{Mg}_{12})}{\alpha_{\text{rad}}(\text{Mg}_{21}) + \alpha_{\text{die}}(\text{Mg}_{21})},$$

где $N(\text{MgII})$ и $N(\text{MgI})$ это лучевая концентрация ионизированного и нейтрального Mg, $\alpha_{\text{rad}}(\text{Mg}_{21})$ [cm^3/s] — коэффициент радиационной рекомбинации, $\alpha_{\text{die}}(\text{Mg}_{21})$ [cm^3/s] — темп диэлектронной рекомбинации, $\Gamma(\text{Mg}_{12})$ [$1/\text{s}$] — темп ионизации Mg I ультрафиолетовыми фотонами, а $C(\text{Mg}_{12})$ [cm^3/s] — темп ударной ионизации. Поскольку коэффициенты α_{rad} , α_{die} и C зависят от электронной температуры (T_e), нам необходимо аналогичное уравнение для второго элемента, чтобы одновременно получить n_e и T_e . Для звезд HD 24534, HD 203374, HD 206267, HD 209339 и HD 210839 вторым элементом был кремний. Лучевая концентрация Si I рассчитывалась по линии 1845 Å, а лучевая концентрация Si II — по линии 1808 Å. Из пересечения кривых $n_e(T)$ для Mg и Si (рисунок 5.32) мы получили электронную концентрацию. Результаты вычислений даны в таблице 54.

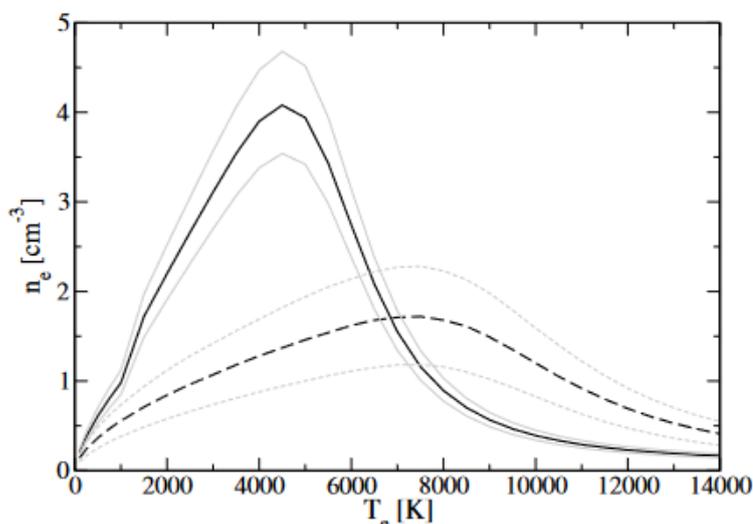


Рисунок 5.32. Кривые $n_e(T_e)$ для MgI/MgII (сплошная линия) и SiI/SiII (пунктирная линия) для облака $v = -31$ км/с в направлении HD 210839. Точка пересечения этих кривых позволяет определить электронную концентрацию n_e .

Эквивалентные ширины диффузных полос и линии CN+ 4232 были измерены в спектрах 13 звезд, для которых мы получили оценки электронной концентрации.

Сравнение нормализованной эквивалентной ширины ДМП 5780, 5797, 6614, 5850, 5844, 6203, 6270, 6284, 6376, 6379, 6660 и 6196 с электронной концентрацией показало, что эквивалентная ширина ДМП не меняется при изменении электронной концентрации в диапазоне от 0.1 до 2.5 см⁻³. Возможны два объяснения этого результата:

- носители ДМП могут наблюдаться только на одной стадии ионизации;
- либо ДМП локализованы в областях облаков (например, ядрах или коронах облаков), для которых мы не можем определить электронную плотность.

Также было показано, что нормализованная эквивалентная ширина линии СН⁺ падает с ростом электронной концентрации, как это и ожидалось из условия ионизационного равновесия.

5.7. Переменность межзвездных линий

Межзвездные линии поглощения, наблюдаемые в спектрах звезд, просвечивающих сквозь диффузные и полупрозрачные облака, долгое время считались имеющими постоянную интенсивность, поскольку размеры облаков, казалось, гарантировали, что никакие изменения не могут произойти внутри любого из них за разумное время.

Однако к концу 90-х годов стало ясно, что межзвездные облака не являются однородными, а могут содержать относительно компактные структуры (Deshpande 2000; Smith et al. 2013). В таком случае изменение интенсивности межзвездных линий могут наблюдаться в масштабах человеческой жизни (Crawford et al. 1998a). Dirks & Meyer (2016) сообщили о наблюдении переменности межзвездной линии Na I в направлении HD 47240, которая находится за остатком сверхновой Петля Единорога: наблюдения с восьмилетним периодом показывают значительную вариацию как лучевой концентрации, так и лучевой скорости. Авторы предполагают, что эта переменность связана с флуктуацией расширяющейся оболочки сверхновой на шкале ~10 а.е. Rao et al. (2016) сообщили об исчезновении сильного компонента в профиле линий Na I D в спектрах трех звезд в направлении остатка сверхновой Паруса.

Таким образом, в нашем случае (спектральные исследования межзвездной среды в оптике), переменность может быть обусловлена двумя факторами: быстрое изменение физических условий в облаке (в таком случае, лучше говорить об околозвездной оболочке или диске) между наблюдателем и звездой фона; второй вариант – относительно быстрое перемещение звезды фона в неоднородном облаке. Нам удалось обнаружить переменность для обоих случаев. Об этом ниже.

5.7.1. ДМП в околозвездных оболочках

Многие наблюдаемые свойства ДМП свидетельствуют о межзвездном происхождении этих спектральных особенностей. Поэтому возможность переменности ДМП, никогда серьезно не рассматривалась, так как в объеме огромных межзвездных облаков какая-либо обнаруживаемая переменность на разумной шкале времени невозможна. Редкий пример -- публикация Hutchins (1967), в которой автор сообщил о переменности очень широкой ДМП 4430 по фотографическим спектрам с низким отношением сигнал/шум и без серьезного обсуждения проблемы отделения звездного спектра по причине отсутствия в то время адекватных модельных расчетов с учетом не-ЛТР эффектов. Профиль ДМП 4430 включает несколько десятков звездных линий, отделить которые от межзвездного профиля непростая задача, особенно для быстровращающихся звезд. Более свежий пример, работа Law et al. (2017) в которой авторы сообщили о переменности некоторых ДМП на шкале времени ~ 10 -60 дней. Однако, вывод авторов об обнаружении переменности недостаточно убедителен из-за спектров с низким отношением сигнал/шум.

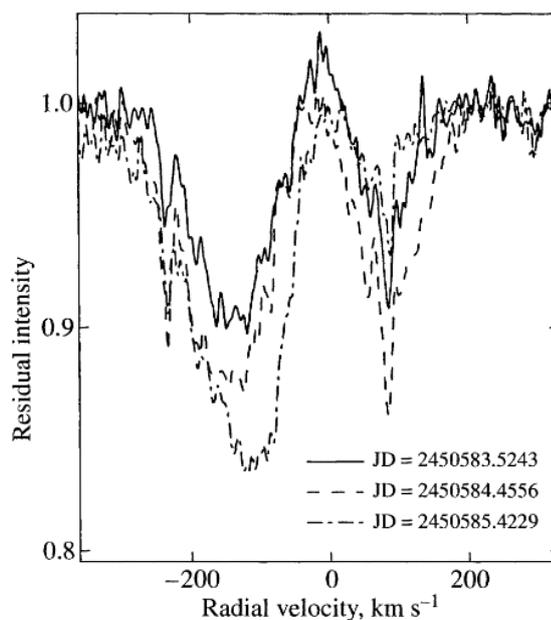


Рисунок 5.33. Профили линии H_{α} , наблюдаемые в спектре HD 188209 в трех различных фазах.

До настоящего времени природа образования ДМП не определена (о возможных исключениях см. подраздел 5.8). Принято считать, что носителями ДМП являются молекулы с размерами от «как у известных атомов и молекул» и до «как у пылевых частиц межзвездной среды». Из таких предположений о природе ДМП следует, что в принципе возможно их обнаружение и в околозвездных оболочках (CS – circumstellar shell), где образуется большое количество пыли, о чем свидетельствуют инфракрасные избытки, наблюдаемые у звезд с

большой потерей массы. Отметим, что существуют холодные звезды с очень большой потерей вещества (например, мириды), но они для поиска ДМП и их возможной переменности практически неприменимы из-за обилия звездных линий. Тем не менее, поскольку потеря вещества массивными звездами является одним из основных источников пополнения МЗС, можно предположить, что носители ДМП также могут присутствовать в околозвездных оболочках (CS – circumstellar shell). Однако, поиск носителей в CS, как правило, безуспешен или неубедителен (Le Bertre & Lequeux 1992; Luna et al. 2008).

Привлекательность поиска ДМП в околозвездных оболочках мотивируется, в первую очередь тем, что здесь плотность вещества неизмеримо выше, чем в межзвездных облаках, т.е. гипотетические носители ДМП могут быть образованы здесь быстро. Кроме того, популярная модель пылевой частицы с «вмороженными» в нее молекулами в данном случае неприменима — здесь следует ожидать реакций взаимодействия атомов(молекул) только в газовой фазе, поскольку возможность «слипания» горячих пылевых частиц с молекулами-носителями ДМП маловероятна.

Итак, если выбрать горячую звезду с потерей массы, мы можем надеяться на обнаружение ДМП в ее околозвездной оболочке. Такая звезда должна иметь некоторую переменность, особенно в профилях линий Бальмеровской линии водорода (в первую очередь, в H_α).

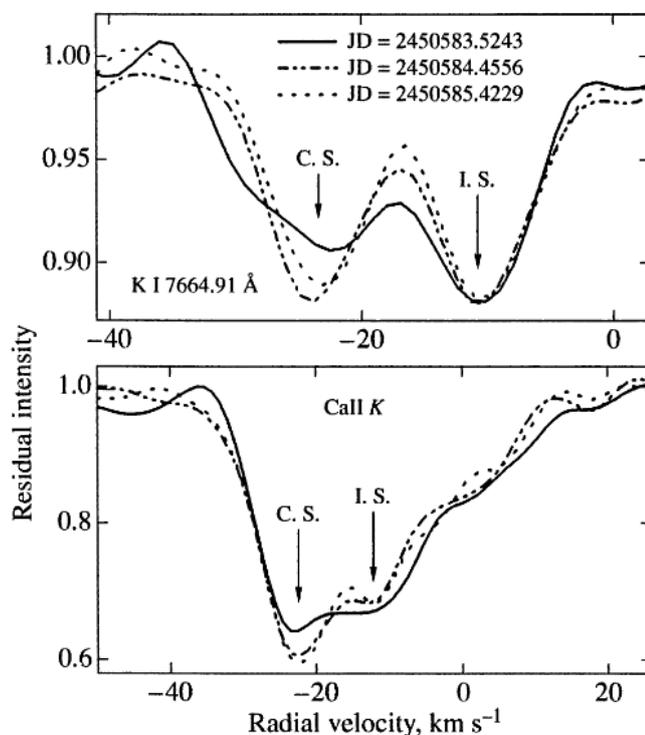


Рисунок 5.34. Профили межзвездных линий К I и Са II для тех же фаз, что и на рисунке 5.33 Помечены две компоненты: одна из них переменна и, вероятно, принадлежит околозвездной оболочке (C.S.); другая принадлежит межзвездному облаку (I.S.).

Для поиска переменности мы (Galazutdinov et al. 1999) выбрали O9.5 сверхгигант HD 188209, который представляется хорошим кандидатом для вышеупомянутой задачи. Звезда известна как объект с переменной лучевой скоростью (Stone, 1982). Изменения лучевых скоростей различаются по группам линий (Musaev & Snezhko, 1988; Musaev & Chentsov, 1988). Кроме того, анализ профилей линий показывает наличие нескольких периодов переменности лучевой скорости (1.25, 2.7 и 4.9 дня). Профиль $H\alpha$ изменяется на короткой шкале времени (18.85 дней, Aab & Chentsov 1989), и свидетельствует о переменности скорости звездного ветра. Сильная переменность обнаружена и в линиях, связанных с околозвездной оболочкой (Conti, 1974). HD 188209 - слабо покрасневшая звезда ($E(B-V)=0.15-0.19$), т.е. интенсивность ДМП не может быть большой. Поэтому для поиска переменности ДМП мы выбрали лишь несколько наиболее сильных, а именно 5780, 5797, 6196, 6203, 6614.

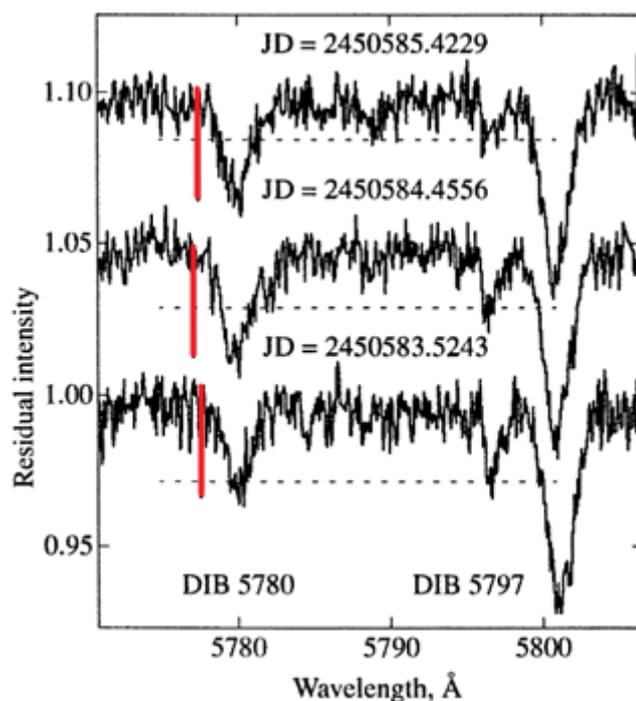


Рисунок 5.35. Изменение интенсивности диффузной полосы 5797 с фазой. Вертикальная красная линия слева от ДМП 5780Å имеет одинаковую высоту для всех трех фаз и служит для сравнения. Глубина ДМП 5797 на нижнем спектре в ~ 2 раза больше, чем на верхнем.

Из более 50 спектров HD188209 только в трех, полученных в течение трех последовательных ночей, мы обнаружили сильную переменность. Эти три спектра (JD=2450583.5243, JD=2450584.4556 и JD=2450585.4229) мы рассмотрим более подробно.

Как уже отмечалось выше, HD188209 звезда с небольшим покраснением. Однако, все атомные межзвездные линии четко разделяются на две компоненты. Мы уже показали (Galazutdinov et al. 1998) что ДМП могут наблюдаться даже при очень небольших покраснениях,

и при этом всегда наблюдается расщепление атомных межзвездных линий. Мы связали этот феномен с истечением вещества от звезд — по нашему мнению ударное столкновение «порций» вещества является катализатором по крайней мере для части ДМП. Удары такого рода постоянно происходят в оболочке, окружающей звезду с ветром, что может способствовать возникновению молекул-носителей ДМП.

На рисунке.5.33 показано изменение профиля $H\alpha$ за исследуемые три фазы — видна сильная переменность. Переменность скорости истечения может вести также к вариациям плотности в околосветной оболочке, см., например, Conti (1974). Также она может ускорять или замедлять процесс образования/разрушения молекул и зерен пыли. Высокая плотность любой околосветной оболочки должна облегчить процессы формирования молекул и зерен пыли. С другой стороны, быстрый отток вещества за короткое время уменьшает плотность, резко замедляя процессы формирования молекул(пыли) и уменьшая оптическую толщину околосветной оболочки.

Наблюдаемым свидетельством влияния звездного ветра на окружающую звезду оболочку являются профили линий «межзвездных» $Ca II$ и $K I$ (рисунок 5.34), свободные здесь от эффектов насыщения, в отличие от $Na I$ ($D1, D2$). Профили обоих элементов имеют два хорошо выделенных компонента. Один из них мы назвали $I.S.$ — «межзвездным» а второй $C.S.$ — «околосветным». Первый из них не показывает никаких изменений в профиле и видимо образуется далеко от звезды. Второй компонент, более «синий» — сильно переменный, особенно в фазе, выделенной жирной линией — здесь более широкий и немного сдвинут в красную сторону, относительно других фаз. Эффект особенно хорошо виден в узкой линии $K I$. Очевидно, что переменный компонент относится к околосветной оболочке: за время рассматриваемых 3-х фаз околосветная оболочка разделилась на несколько слоев с различными скоростями движения. Подчеркнем, что все это происходит за очень короткое время - не более суток.

Главные ДМП 5780 и 5797 показаны на рисунке 5.35 — это фрагменты спектров, соответствующих тем же фазам, что показаны на рисунках 5.33 и 5.34. На рисунке 5.35 видна сильная переменность узкой ДМП 5797 - за двое суток ее интенсивность изменяется в два раза! Широкая ДМП 5780 не показывает заметной переменности, по крайней мере, обнаружимой при имеющемся отношении S/N (более 200 в области этих ДМП). То же самое можно сказать о звездных линиях $C IV$, также приведенных на рисунке. С другой стороны, глубина и эквивалентная ширина ДМП 5797 четко уменьшается с датой.

Для ДМП 5797 ошибка измерения эквивалентной ширины не превышает 2.4 m\AA , в то время как величина эквивалентной ширины меняется от 40 до 20 m\AA . Результаты измерений Herbig (1993) совпадают с нашими измерениями для фазы, когда интенсивность ДМП 5797 минимальна. Хорошо известно, что соотношение интенсивностей этих ДМП переменное от

звезды к звезде (Krelowski & Walker, 1987), т.е. от облака к облаку. Однако здесь мы впервые наблюдаем такую переменность в одном объекте, на короткой шкале времени. Это означает что, в частности, носитель ДМП 5797 может быть образован очень быстро, в значительных объемах. Очевидно, в ближайших окрестностях звезды.

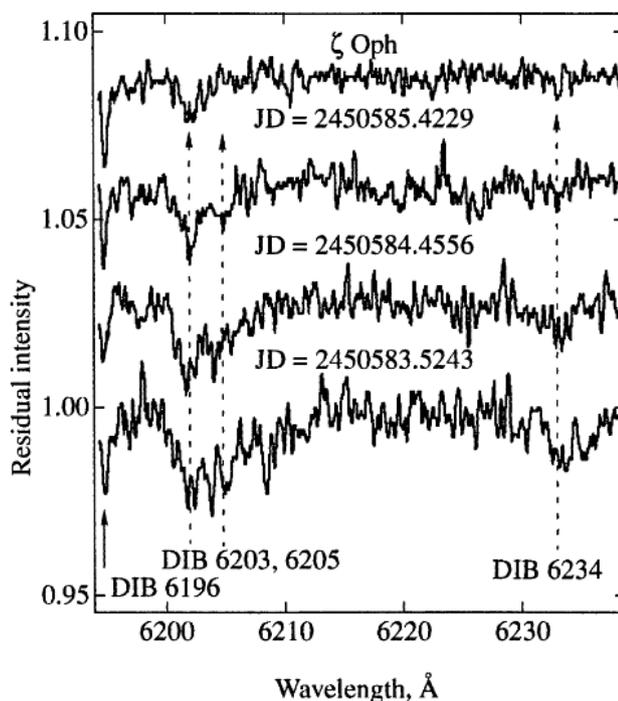


Рисунок 5.36. Переменность в профилях ДМП 6205 и 6234. Спектр ζ Oph сверху показан для сравнения.

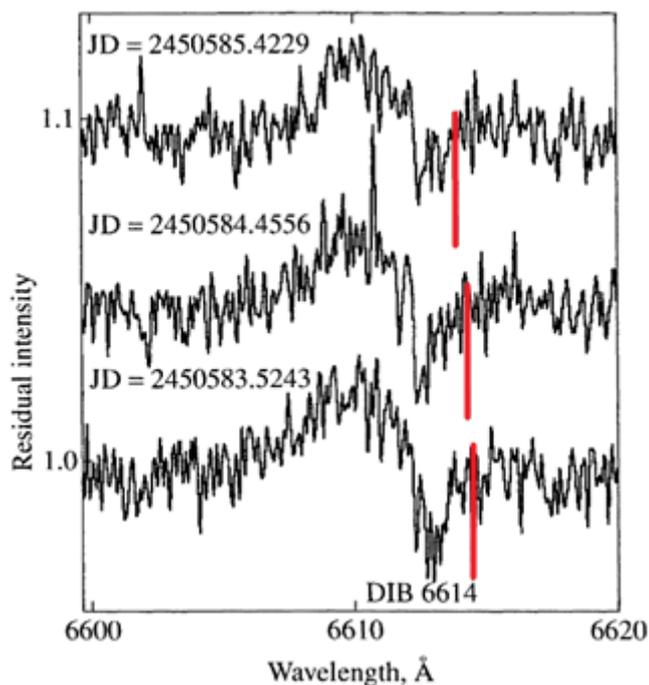


Рисунок 5.37. ДМП 6614 в трех фазах. Вертикальная красная линия справа от ДМП имеет одинаковую длину во всех трех случаях и показана для сравнения. Эмиссия слева от ДМП, предположительно, звездная линия N II.

На следующем рисунке показаны диффузные межзвездные полосы в спектральной области между 6196 и 6240 Å (рисунок 5.36). Из-за недостаточного уровня S/N трудно сказать, есть ли переменность в узкой ДМП 6196 и соседней с ней ДМП 6203. С другой стороны, ДМП 6205, очень близко стоящая к ДМП 6203 и в фазе $JD=2450583.5243$ совершенно с ней идентичная по форме и интенсивности, показывает сильную переменность. Такие вариации интенсивностей ДМП 6205 уже были показаны ранее (Porceddu et al. 1982) но для разных звезд внутри ассоциации Ori OB1. В нашем случае видны ежедневные изменения, свидетельствующие о том, что молекула-носитель ДМП 6205 создается в относительно плотной околозвездной оболочке, как и в случае ДМП 5797. Сильные изменения наблюдаются в области ДМП 6234. Для сравнения показан фрагмент спектра звезды ζ Oph (HD149757), почти идентичный спектру HD188209 в фазе $JD= 2450585.4229$, где ДМП 6234 едва виден. Однако в двух других фазах ее наличие вне сомнений.

Сильная ДМП 6614А также показывает заметную переменность, коррелирующую с поведением ДМП 5797А (рисунок 5.37). Отметим что слева от этой ДМП наблюдается эмиссия. ДМП 6614 показана в трех исследуемых фазах. Вертикальная линия справа от ДМП имеет одинаковую длину во всех трех случаях и дана для наглядности. Эмиссия слева от ДМП имеет звездное происхождение. Предположительно, это линия N II (Krelowski & Schmidt, 1997). Переменность ДМП касается также и ширины профиля, как это показано на рисунке 5.38. Профиль быстро меняющейся ДМП 5797 в фазе с максимальной ее интенсивностью более широк чем в спектре звезды HD149757, в то время как профили широкой ДМП 5780А идентичны по ширине. Однако в одной из фаз ($JD = 2449321.1951$) ширина ДМП 5797А в HD188209 и HD149757 идентична. Отметим, что в спектре HD149757 расщепления атомных межзвездных линий при спектральном разрешении $R=40000$ не обнаружено.

Широкая ДМП 6284 не показывает переменности, как и ДМП 5780, но этот вывод менее бесспорен из-за сильного влияния в этой области спектра теллурических линий, поэтому профиль ДМП 6284 мы здесь не приводим. Результаты измерений эквивалентных ширин ДМП для трех спектров HD188209 собраны в таблице 55.

Физические процессы, связанные с описанной выше переменностью сложны: звезда HD 188209 интенсивно теряет массу и, вероятно, в некоторых фазах физические параметры в расширяющейся оболочке (температура и плотность) позволяют сформироваться молекулам (носителям ДМП) и зернам пыли.

Мы предлагаем следующий сценарий развития событий, влекущий переменность в ДМП. Когда расширяющаяся оболочка охлаждается до известной величины, быстро формируются молекулы и пылинки, в том числе носители ДМП. Этот процесс не включает реакции

взаимодействия на поверхности пылинок, поскольку поблизости от звезды температура пылинок высока и вероятность «приклеивания» к ним молекул невелика. Сформированные пылинки ускоряют процесс раздувания благодаря увеличению парусности. Пылинки, ускоренные давлением излучения и истекающим газом, уносятся прочь от звезды, что в свою очередь, быстро уменьшает оптическую толщину околос звездной оболочки и временно возросшая интенсивность ряда ДМП также быстро уменьшается до своей обычной («межзвездной») величины. Процесс может сопровождаться разрушением сложных молекул в быстро движущемся газе.

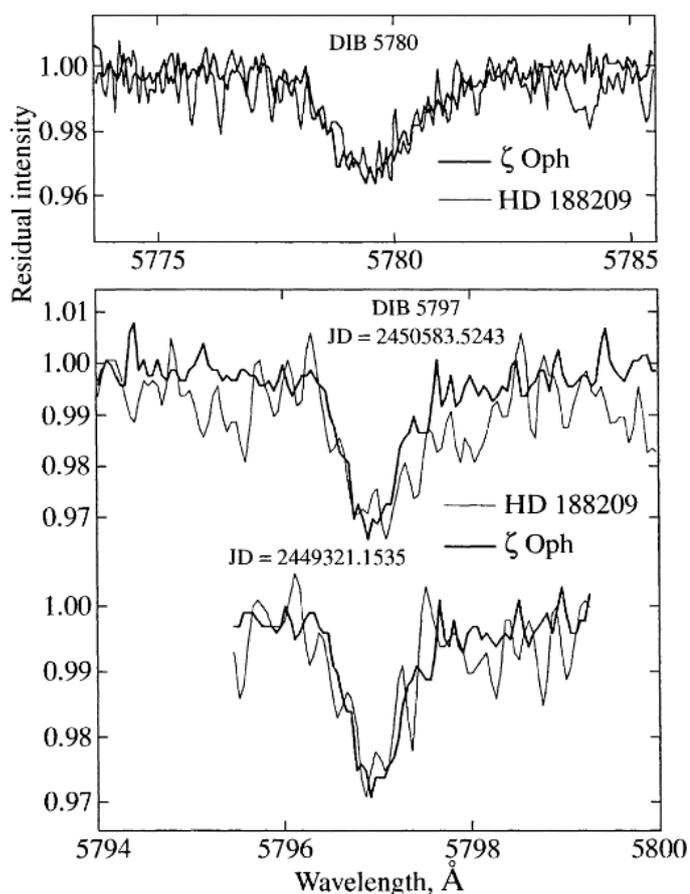


Рисунок 5.38. Профили ДМП 5780 и 5797 «активной» (максимальная интенсивность ДМП) фазы звезды HD188209 в сравнении с теми же структурами в спектре HD149757. В нижней части рисунка профиль ДМП 5797 звезды HD149757 сравнивается с профилем этой структуры в спектре «неактивной» фазы HD188209. Видно, что профиль шире в активной фазе.

Необходимо еще раз подчеркнуть, что носители ДМП, образующиеся в околос звездной оболочке вероятнее всего формируются в реакциях т.н. газовой фазы. Возможно в результате таких реакции создаются «блоки», формирующие в дальнейшем частички пыли. К сожалению, все ДМП наблюдаемые в HD188209 весьма слабы и в имеющихся спектрах нет никакой возможности проверить поведение многочисленных более слабых ДМП. Фотометрическая переменность звезды HD188209 не имеет регулярного характера, как и истекающий от нее

звездный ветер. К сожалению, дальнейший спектральный мониторинг HD188209 не выявил признаков переменности диффузных полос в этом объекте. Таким образом, обнаружение переменности ДМП в спектре HD188209 явилось уникальным событием (Galazutdinov et al. 1999), которое показало возможность синтеза носителей ДМП в непосредственной близости от звезд. Однако наблюдения касаются переменного объекта, характеризующегося нерегулярностью.

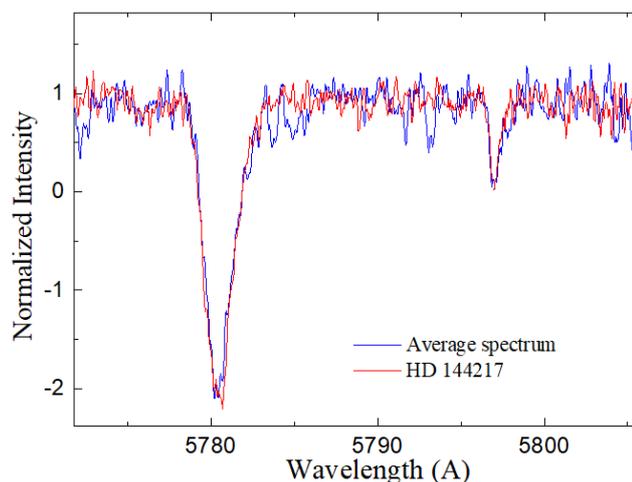


Рисунок 5.39. Сравнение среднего спектра звезд программы (кроме HD36917) со спектром σ -объекта HD144217. В обоих спектрах ДМП 5797 нормирована на единицу для наглядности сравнения.

Мы сочли интересным изучить диффузные межзвездные полосы в звездах, все еще связанных с некоторыми остатками их родительских облаков, а именно, звездами Ae/Be Хербига. Эти объекты, обнаруженные Herbig (1960), являются звездами до главной последовательности, промежуточной массы (2-10 M_{\odot}), характеризуются переменной яркостью, поляризацией и эмиссионными линиями, что подразумевает значительное количество околозвездного вещества вокруг них. Имеются сообщения об обнаружении диффузных межзвездных полос в этих объектах, см., например, Miroshnichenko et al. (2001). Таким образом, нашу идею можно описать как «поиск переменности ДМП в спектрах звезд Ae/Be в разных фазах». В работе Galazutdinov et al. (2003a) мы изучили спектры 6 звезд Ae/Be Хербига (The et al. 1994), которые являются довольно яркими объектами, затененными окружающими оболочками с относительно низким содержанием околозвездного вещества.

Диффузные межзвездные полосы обнаружены в спектрах всех 6 объектов. Звезды имеют разные спектральные классы, но все они относительно горячие - ни одна из них не холоднее A3. Это не случайно, так как отделение профилей ДМП от спектров звезд более поздних типов, богатых атмосферными линиями, является сложной задачей. Измерения эквивалентных ширин ДМП 5797 и 5780 (см. таблицу 56) показывают, что интенсивность ДМП 5797 намного ниже, чем

у ДМП 5780, за одним исключением звезды HD36917, которая, по-видимому, является звездой типа Веги. Мы считаем этот факт не случайным, а вызванным физическими условиями: широкие ДМП, такие как 5780 или 6284, видны всегда, если вообще наблюдаются какие-либо ДМП. Эти диффузные полосы наблюдаются даже в звездах ассоциации Ori OB1 (HD37022, HD37023, HD34076 и т. д.), где УФ-поток от очень горячих молодых звезд, очень силен. Очевидно, носители таких ДМП очень устойчивы к диссоциации энергичными УФ-фотонами. Поэтому мы видим ДМП, подобные 5780, в непосредственной близости от звезды Ae/Be Хербига, где близость центральной звезды компенсирует ее низкий поток УФ-излучения. По-видимому, носитель ДМП 5797 имеет гораздо меньше шансов выжить в интенсивном УФ-излучении (Krelowski et al. 1998, 1998a), чем носитель ДМП 5780.

Сравнение усреднённого спектра главных ДМП, полученного сложением спектров звезд программы (кроме HD36917) со спектром типичного σ -объекта HD144217 показало полное совпадение. Для ясности оба спектра нормализованы на одинаковую глубину ДМП 5797 (рисунок 5.39). Это совпадение указывает на то, что в случае звезд Ae/Be Хербига мы наблюдаем ДМП околосредного происхождения, где узкие диффузные полосы ослаблены близким излучением звезды. Это согласуется, например, с низкой интенсивностью K I, что типично для σ -облаков.

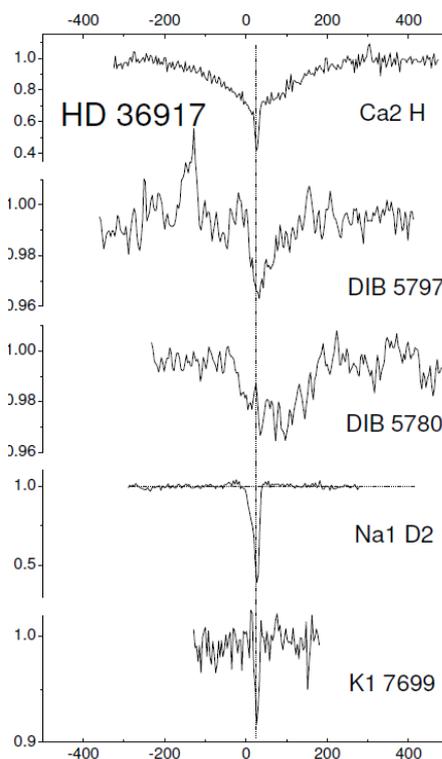


Рисунок 5.40. Красное смещение ДМП 5780. Подобный эффект также наблюдается у некоторых звезд из ассоциации Ori OB1 (Krelowski et al, 2015).

Еще одним аргументом в пользу околозвездного происхождения ДМП в нашей выборке звезд является совпадение лучевых скоростей ДМП и линий звездного и околозвездного происхождения – см. рисунки в Galazutdinov et al. (2003a). Исключением является HD 36917, где ДМП 5780 показывает красное смещение. Подобный эффект наблюдается у звезд из ассоциации Ori OB1, где некоторые ДМП (например, 5780 – см. рисунок 5.40) показывают красное смещение неизвестного происхождения (Krelowski et al. 2015). Таким образом, можно предположить, что ДМП 5780 в HD 36917 смещено в красную часть спектра вследствие влияния УФ-излучения звезды.

Отсутствие эмиссионных крыльев у ДМП, возникающих в околозвездных оболочках (подобных тем, что наблюдаются в линиях Na I и/или K I), дает еще одно подтверждение гипотезе, связывающей носители ДМП либо с большими молекулами, либо с пылевыми частицами. В таком носителе поглощенный фотон быстро распределяется по внутренним степеням свободы, что препятствует его простому переизлучению.

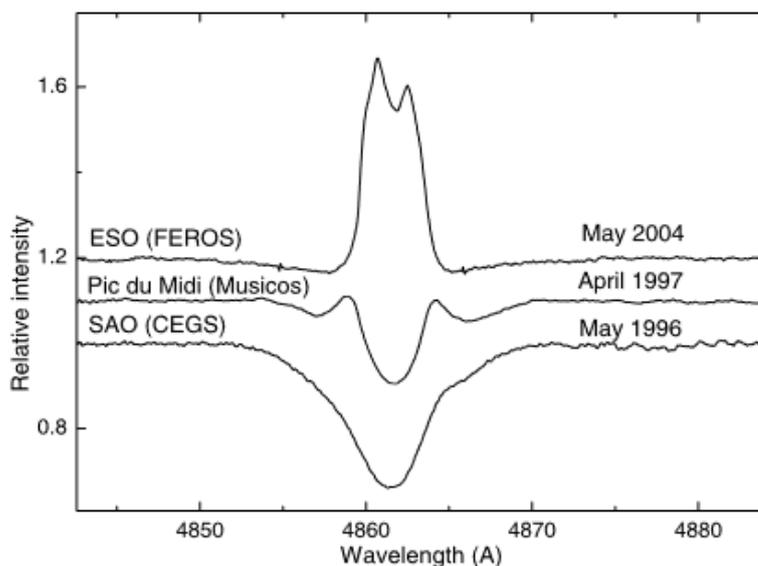


Рисунок 5.41. Переменность профиля линии $H\beta$ в спектрах звезды HD143275.

Лучшим подтверждением выдвинутой идеи о возможности синтеза/разрушения носителей ДМП в околозвездных оболочках звезд Ae/Be было бы обнаружение кратковременной переменности ДМП.

В работе Galazutdinov & Krelowski (2006) мы продолжили поиск ДМП в околозвездных оболочках, на этот раз в околозвездном диске HD 143275 (δ Sco). Были исследованы спектры звезды, полученные за период с 1989 по 2004 год. На этот раз было показано, что межзвездные линии, наблюдаемые в спектрах этого объекта никаким образом не связаны (таблица 57) с мощной переменностью в линиях звездного спектра (рисунок 5.41), т.е. в спектре этой звезды наблюдаются именно межзвездные линии.

5.7.2 Переменность, связанная с мелкомасштабной структурой облаков

Как уже говорилось выше, одной из причин переменности межзвёздных линий может быть быстрое движение звезды фона сквозь неоднородное по составу и/или плотности облако. Это должна быть звезда с большим собственным движением. Наиболее перспективные кандидаты для наблюдения такого эффекта, это яркие звезды, поскольку большие собственные движения характерны для близких звезды. Обзор ключевых физических процессов в диффузной межзвездной среде на малых масштабах (а.е.) и результатов наблюдений (очевидно, не полный) можно найти в работе Stanimirović & Zweibel (2018).

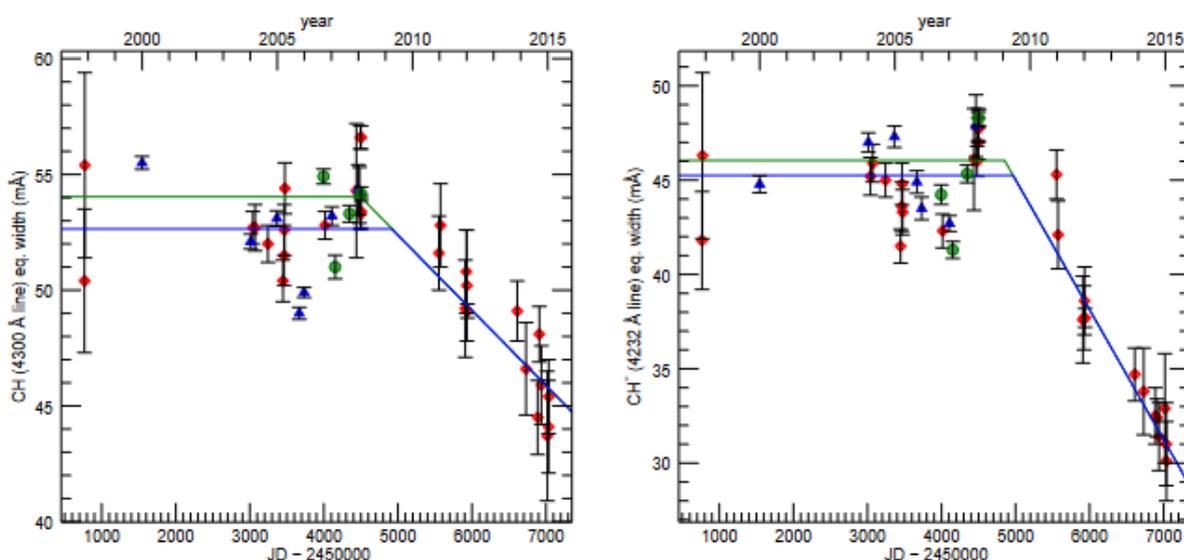


Рисунок 5.42. Изменение эквивалентной ширины линий CH 4300 Å (слева), CH+ 4232 Å (справа) с временем (внизу юлианские даты, сверху - годы). Эквивалентная ширина у линии CH+ падает быстрее чем у CH. Красные точки — наши измерения, синие и зеленые точки из Boissé et al. (2009).

Herbig (1999) предложил исследовать AE Aur (HD 34078), объект с большим собственным движением, где возможно обнаружить заметные изменения межзвездных линий в масштабе нескольких лет. Эта звезда O9.5V, видимая звездная величина V около 6, движется на небе со скоростью 43 угловые миллисекунды в год (Boissé et al. 2009). На расстоянии ~500 пк до звезды (Megier et al. 2009) это соответствует линейной скорости поперечного компонента движения 22 а.е. в год. Если характерная структура неоднородностей вещества в облаке имеет размер несколько а.е., этой скорости может быть достаточно для обнаружения изменений интенсивности и лучевой скорости межзвездных линий со временем. Однако Herbig (1999) не обнаружил таких изменений, сравнивая свои спектры 1998 года со спектрами Adams (1949).

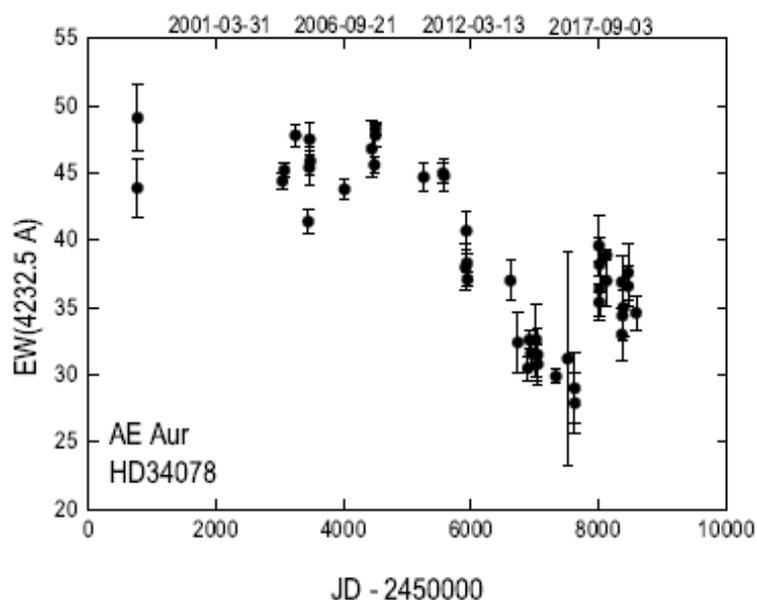


Рисунок 5.43. Интенсивность линии CH^+ 4232 Å за период с 1997 по 2019 год. За падением EW в 2010–2015 годах, последовал рост в 2016–2019 годах.

Попытки обнаружения переменности межзвездных линий в спектре AE Aur предпринимались и позднее, впрочем, без особого успеха, например, Rollinde et al. (2003); Boissé et al. (2005). Впрочем, Boissé et al. (2009) сообщили об обнаружении переменности в линиях CH и CH^+ , но, как видно на рисунке 5.42, не подтвердили это наблюдательными данными.

Мы посвятили этому интересному объекту несколько работ: Galazutdinov et al. (2006a, 2015a), Krelowski et al (2016b, 2017a, 2020a). По итогам мониторинга переменности межзвездных линий с 1997 года получены следующие результаты:

1. Используя спектры звезды AE Aur (HD 34078), охватывающие период 1997–2015 гг., мы обнаружили, что две сильные молекулярные линии CH 4300 Å и CH^+ 4232 Å показали резкое уменьшение эквивалентной ширины, начиная с 2010 года, при этом отношение эквивалентных ширин $\text{EW}(\text{CH})/\text{EW}(\text{CH}^+)$ неуклонно росло (рисунок 5.42). Никаких изменений в лучевых скоростях в течение изученного периода не обнаружено.
2. Линии CH и CH^+ достигли минимума эквивалентной ширины в 2015–2016 годах, а затем последовал рост у CH^+ (рисунок 5.43, таблица 58). Рост эквивалентной ширины CH кажется незначительным, если вообще имеет место. Никаких изменений в лучевых скоростях, как и прежде, не обнаружено в течение всего охваченного периода времени.
3. Линии межзвездных атомов и все сильные диффузные межзвездные полосы не показали обнаружимой переменности в течение всего периода наблюдений (в пределах 3-5% интенсивности) в отличие от CH и CH^+ , которые за период 2010-2015 изменились на 13% и 28% соответственно (таблица 59).

Систематическое снижение интенсивности линий CH и CH+, длившееся около шести лет, указывает на резкое падение общей лучевой концентрации в пространственном масштабе более сотни а.е.

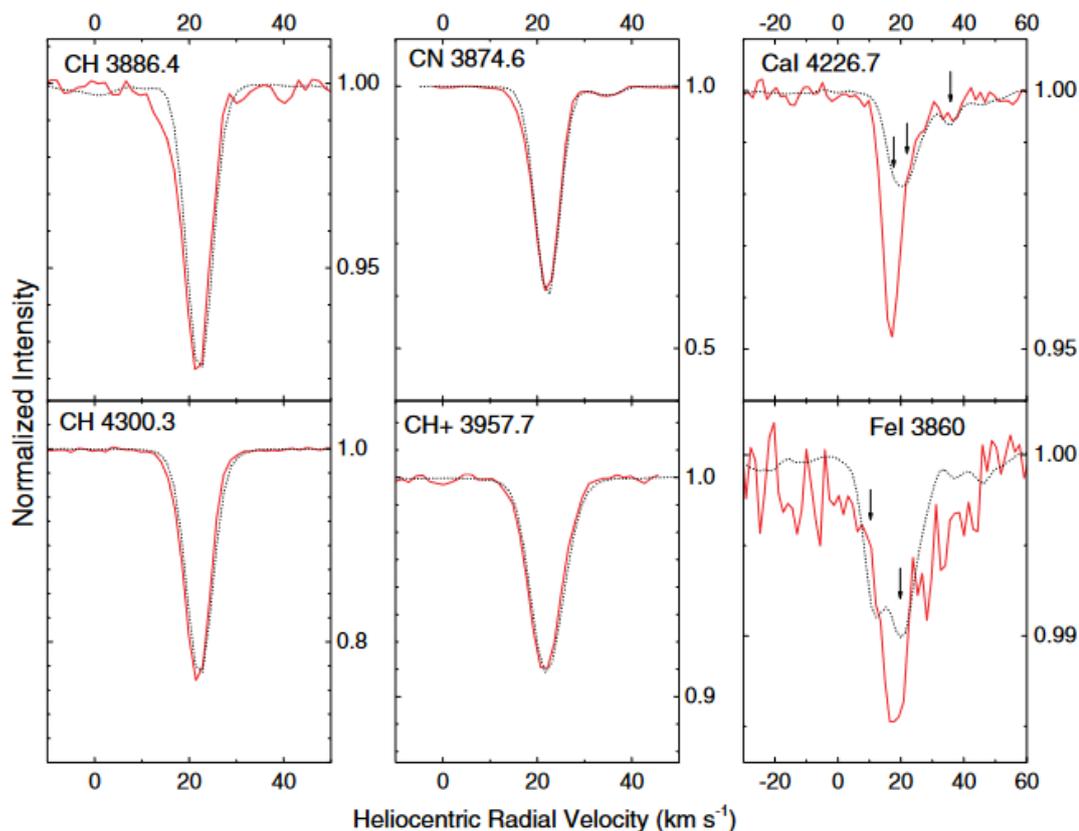


Рисунок 5.44. Сравнение межзвёздных линий в спектрах MIKE 2012 (красный) и UVES 2006 (черный). Спектр UVES свернут с инструментальным профилем MIKE для достижения равенства спектрального разрешения.

В отличие от AE Aur, звезда HD 73882 не демонстрирует впечатляющего собственного движения (всего 5 миллисекунд дуги в год), поэтому обнаружение у этого объекта переменности межзвёздных линий можно назвать случайным (Galazutdinov et al. 2013). HD 73882 — яркая ($V \sim 7.3$ зв. величины) звезда класса O8V (Schild et al. 1983) находится за остатком сверхновой Vela и внутри туманности Gum. Звезда является центром большой области H II с диаметром около 1.7° (Pettersson & Reipurth, 1994) и имеет относительно высокое межзвездное покраснение $E(B-V) \sim 0.66$. Звезда довольно тщательно изучена в широком диапазоне длин волн, включая дальний ультрафиолет (например, Snow et al. 2000; Ferlet et al. 2000) и инфракрасную область (например, Crabtree et al. 2011). Переменность межзвездных линий обнаружилась после сравнения двух спектров HD73882, полученных с разницей ровно в 6 лет (таблица 60). Обнаружение стало возможным благодаря очень высокому качеству спектров, полученных на

спектрографах UVES (в 2006 году) и MIKE (в 2012 году) – отношение S/N в обоих спектрах ~1000 (рис 5.44).

В двух спектрах HD73882 наблюдается сильное изменение профилей межзвездных линий Ca I и Fe I, а именно увеличение эквивалентной ширины примерно в 1.7 раз, которое произошло между 2006 и 2012 годами. Переменность не обнаружена в других межзвездных линиях, включая ДМП, хотя небольшое (≤ 1 км/с) синее смещение всех линий, возможно, имело место. Существует по крайней мере две различные гипотезы относительно природы переменности межзвездных линий такого рода. Smith et al. (2013) придерживаются идеи наличия в диффузных облаках мелкомасштабных относительно плотных областей, тогда как Welty (2007) пишет о «не слишком плотных узлах или нитях». Вероятно, наше обнаружение можно отнести ко второму типу. Поскольку изменения произошли только в линиях Ca I и Fe I, можно говорить о том, что на луче зрения на звезду HD73882, между 2006 и 2012 годами появилось CaFe-облако. Об обнаружении таких облаков мы сообщили в работе Bondar et al. (2007).

5.7.3. Профили ДМП и физические условия в облаках

Под переменностью диффузных полос подразумевается:

1. Быстрая переменность интенсивности диффузных полос (в течение суток). Обнаружена лишь в нескольких спектрах HD188209 (Galazutdinov et al. 1999) и подробно рассмотрена в разделе 5.7.1 этой главы.
2. Переменность профиля ДМП от объекта к объекту.

Переменность профиля диффузных полос проявляется различным образом. Кроме очевидной переменности интенсивности ДМП, как уже сообщалось в первой главе, в некоторых случаях наблюдается изменение положения, формы и ширины профилей ДМП. Исследование причин такой переменности привело к выводу о необходимости использования (для контроля смещения диффузных полос) самой узкой ДМП 6196 в качестве нуля-пункта «межзвездной» шкалы длин волн (Galazutdinov & Vabina, 2024) – см. раздел 1.5 первой главы. Рассмотрим переменность формы профилей ДМП более подробно.

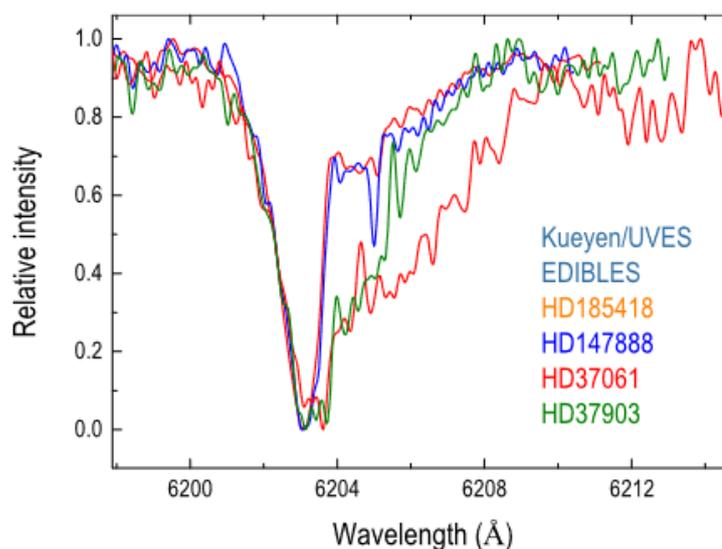


Рисунок 5.45. Профили ДМП 6203 нормализованные к одинаковой глубине для наглядности.

Эксперименты показывают, что спектры предполагаемых молекул обычно содержат одну сильную и несколько слабых особенностей. Связать слабые ДМП с сильными и, таким образом, разделить их на «семейства», связанные с единым носителем довольно сложно из-за высоких требований к качеству спектрального материала (Ebenbichler et al. 2024).

Очевидно, наиболее интересны «одно-облачные» спектры, поскольку в этом случае можно говорить о возможной пространственной связи различных компонент облака и влиянии на них физических условия в этом облаке. Профили ДМП могут меняться в зависимости от

температуры возбуждения носителя в т.ч. повлечь изменение эффективной длины волны (смещение). Обнаружение любой связи с другими измеримыми параметрами/особенностями МЗС может дать подсказку о происхождении диффузных полос, как например, обнаруженная нами корреляция вращательной температуры простейших углеродных молекул с формой профиля некоторых ДМП (Kaźmierczak et al. 2009, 2010) – см. главу 3.

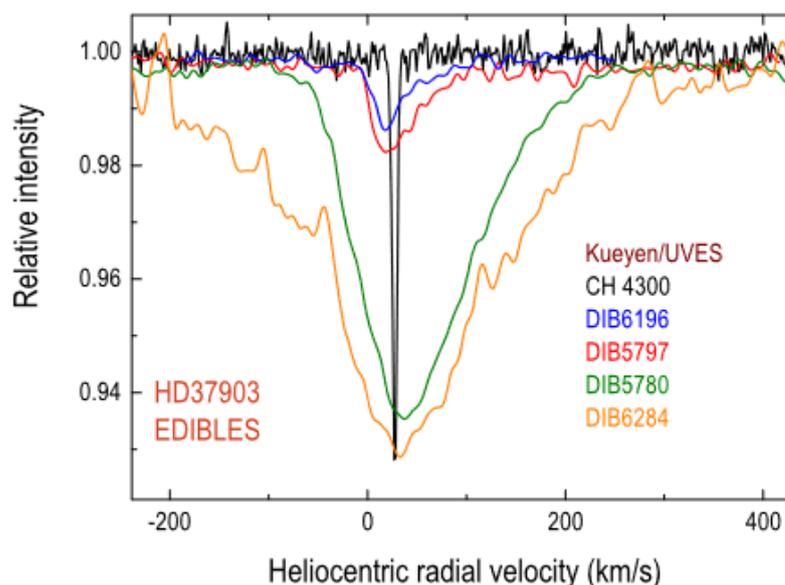


Рисунок 5.46. Широкие и узкие ДМП в гелиоцентрической шкале лучевых скоростей в спектре HD 37903.

Касательно вышеупомянутых сдвигов длины волны ДМП. Последние особенно очевидны в уникальном объекте Herschel 36 (Dahlstrom et al. 2013; Oka et al. 2013). ДМП в спектре этого объекта демонстрируют крайне необычные широкие профили, в частности, имеют исключительно протяженные красные крылья. Причем, атомные и молекулярные межзвездные линии в спектре Herschel 36, как показали Dahlstrom et al., свободны от доплеровского расщепления. Такие пекулярные случаи особенно интересны для изучения связей между профилями ДМП и физическими условиями в облаке.

В статье Krelowski et al. (2021) мы изучили эффект увеличения ширины профилей ДМП и плавного развития его крыльев для выборки из 46 объектов без видимого доплеровского расщепления в линиях межзвездных К I и СН. Исследование показало, что FWHM ДМП 5780, 5797, 6196 и 6614 Å демонстрирует сильную переменность. Несмотря на высокую амплитуду переменности, анализ был ограничен самыми сильными ДМП, поскольку более слабые требуют гораздо более высокого отношения сигнал/шум.

Как выяснилось (Krelowski et al. 2021), расширение ДМП смещает центры профилей в сторону более длинных волн, вероятно, из-за возбуждения более высоких уровней ветви Р неизвестного молекулярного носителя (пример на рисунке 5.45, сводная информация в таблице

61). Объекты, которые имеют очень широкие профили ДМП, редки. Самые широкие профили, по современным данным, наблюдаются в спектре Herschel 36. Следующий по силе эффекта объект в выборке – HD 37903: как видно на рисунке 5.46, широкие ДМП смещены в красную сторону примерно на ~ 20 км/с относительно положения линии СН, в то время как узкие (слабые) ДМП остаются в «нормальном» положении или, возможно, немного смещены в синюю сторону.

Предварительные оценки анализа профилей ДМП в 46 «одно-облачных» объектах показывают, что расширение ДМП 5780, 5797, 6196, 6203 и 6614 коррелирует с вращательной температурой молекулярного водорода, оцененной на колебательном уровне $H_2 v=2$. Широкие ДМП (например, 5780, 6284) смещены в красную сторону.

Что на самом деле вызывает уширение и красное смещение профилей ДМП? Окончательный ответ не может быть дан до полной идентификации носителей ДМП. Существует несколько возможных причин расширения ДМП (в основном это увеличение красного крыла профиля), как указано ниже.

(i) Прежде всего, наблюдаемые изменения в профилях диффузных полос не могут быть вызваны тепловым доплеровским расширением, поскольку наблюдаемое расширение не симметрично. Расширяется только длинноволновая сторона профиля. Наблюдаемое расширение ДМП также не может быть объяснено наложением нескольких профилей, образованных в разных облаках – профили атомных/молекулярных линий не имеют доплеровских компонентов.

(ii) Oka et al. (2013) предложили рассмотреть возможную причину расширения и красного смещения в терминах вращательного возбуждения относительно небольших полярных молекул. Ширина ДМП 5780, 6196, 6203 и 6614 больше в облаках, где заселены более высокие колебательно-возбужденные уровни молекулярного водорода. Ширина ДМП тем больше, чем выше температура $T_{para v=2}$ молекулярного водорода (Krelowski et al. 2021). Однако температура водорода T_{01} не коррелирует с уширением ДМП, в то время как кинетическая температура S_2 коррелирует (Kazmierczak et al. 2009, 2010). Также известен механизм флуоресцентного возбуждения молекулы H_2 (Black & van Dishoeck 1987). Подобный эффект может иметь место и с носителями ДМП. Наконец, Marshall et al. (2015) изучили вариации ширины ДМП 6614 и предложили интерпретацию, основанную на распределении населенности среди вращательных, колебательных и потенциально низколежащих электронных состояний сплюсненной молекулы среднего размера средней (~ 20 атомов) типа полициклических ароматических углеводородов (ПАУ). Профиль может зависеть от наличия низколежащих колебательных-вращательных состояний молекулы-носителя, т. е. от того, насколько значительно эти переходы смещены по длине волны от основного состояния.

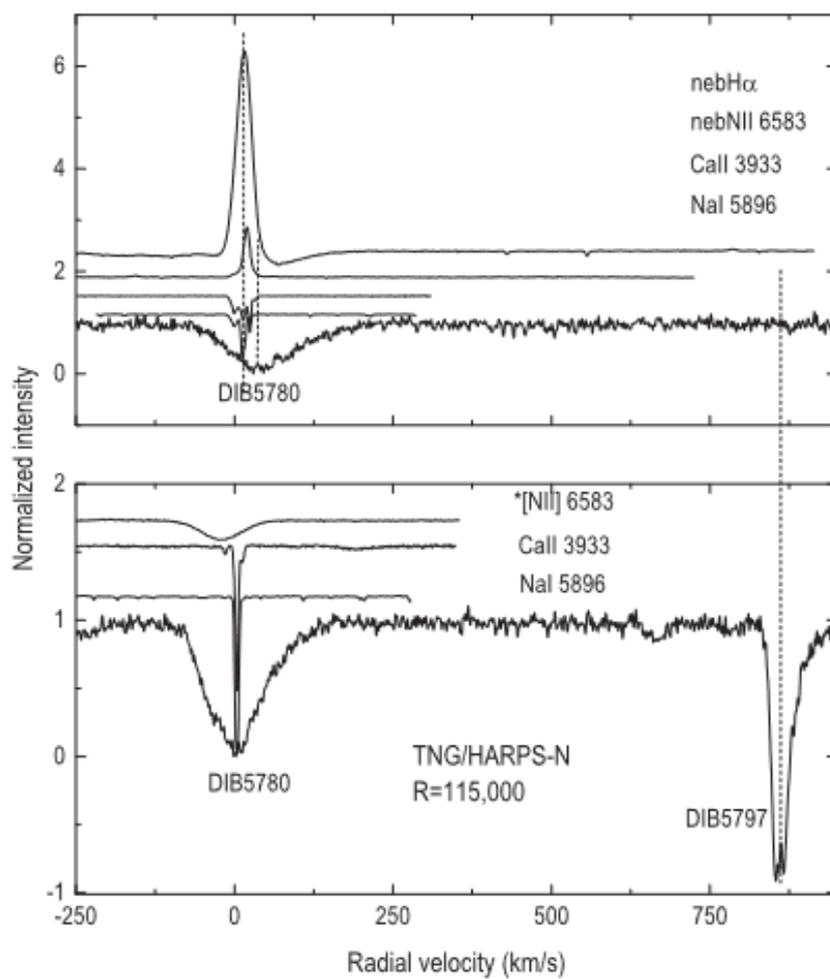


Рисунок 5.47. **Верх.** ДМП 5780 в спектре HD 37022 в шкале лучевых скоростей вместе с другими межзвездными и небулярными линиями. Шкала ординат произвольна. Две пунктирные линии отмечают положение нулевого компонента скорости и положение пика ДМП 5780, явно смещенного в красную сторону на ~ 30 км/с. **Низ.** То же самое для «обычного» облака в спектре HD 24398. Этот объект не имеет небулярных линий. ДМП 5780 не смещен.

(iii) В работе Krelowski et al. (2015) мы сообщили об обнаружении красного смещения некоторых ДМП в двух звездах ассоциации Ori OB1: HD 37020 и HD 37022 (рисунок 5.47) с пекулярными кривыми экстинкции (рисунок 5.48). В связи с этим была выдвинута еще одна интересная идея — связь между поведением профилей ДМП и формами кривых поглощения. Красное смещение и расширение профиля могут быть вызваны присоединением молекул к пылинкам (см., например, Tielens & Allamandola 1987). В среде, богатой пылевыми частицами, есть вероятность того, что некоторые носители ДМП могут частично прикрепляться к поверхностям зерен, создавая то, что мы наблюдаем в расширенных профилях ДМП и в формах кривых поглощения. Макроскопический пылевой компонент, по-видимому, очень похож для двух пекулярных звезд на рисунке 5.48, они сильно отличаются от средних кривых справа на рисунке.

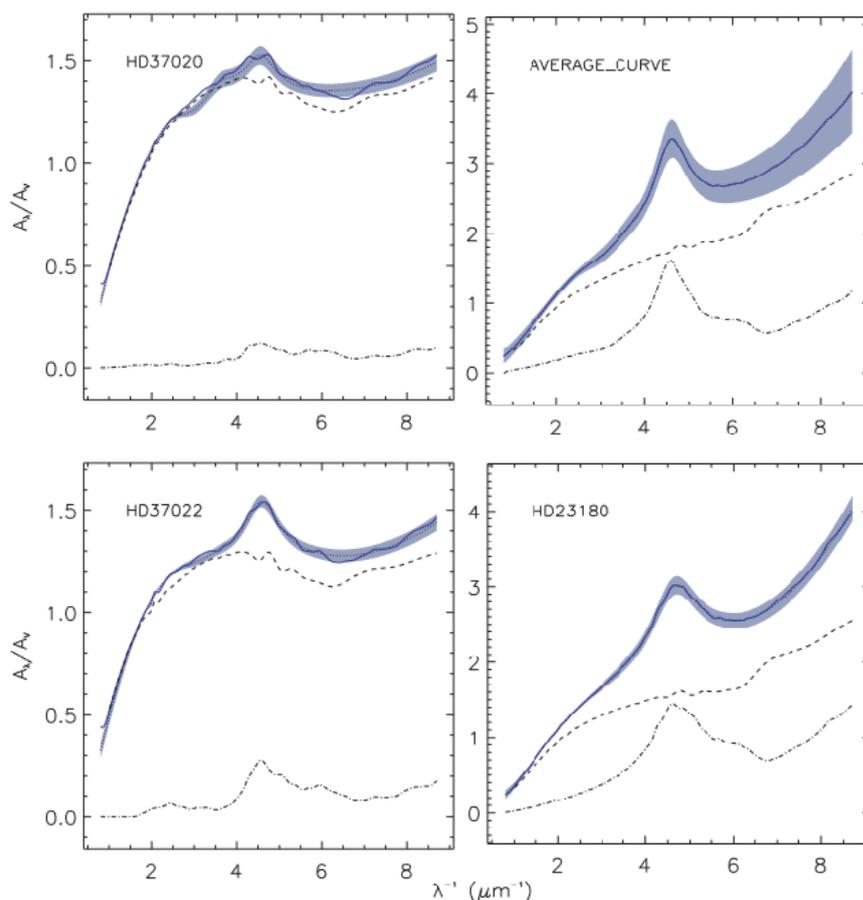


Рисунок 5.48. Кривые поглощения HD 37020, HD 37022 в сравнении со средней галактической кривой поглощения и кривой поглощения «обычного» облака HD 23180, в котором не наблюдается смещение или уширение профилей ДМП. Пунктирные линии — наблюдения Fitzpatrick & Massa (2007), а заштрихованная область представляет ошибку, оцененную в Krelowski et al. (2015). Сплошные линии представляют наилучшее соответствие модели Mulas et al. (2013), пунктирные линии обозначают вклад макроскопической пыли, а штрихпунктирные линии — вклад ПАУ (Mulas et al. 2013).

Согласно таблицам 4 и 5 в Mulas et al. (2013), в случаях HD 37020 и HD 37022, при сравнении со средним галактическим значением и HD 23180, в популяции пыли преобладают крупные силикатные зерна, покрытые толстой мантией сильно переработанного (полностью или почти полностью ароматического) углеродистого материала. ПАУ очень мало в обоих случаях по сравнению с HD 23180, аналогичной галактической средней. В эволюционном сценарии, предложенном Cecchi-Pestellini et al. (2014), эти пекулярные случаи, по-видимому, состоят из старой, сильно переработанной пыли.

Отметим, что красное смещение и уширение в молекулярных электронных полосах обычно вызываются присоединением молекул к твердому субстрату (см., например, Tielens & Allamandola 1987). В среде, по-видимому, лишенной мелких частиц пыли и ПАУ (Mulas et al.

2013), в которой, по-видимому, более мелкие нанозерна и макромолекулы либо разрушены, либо объединяются в более крупные, некоторые носители ДМП также могут частично прикрепляться к поверхностям зерен, создавая то, что мы наблюдаем в HD 37020 и HD 37022. (Напомним об обнаружении серой экстинкции в HD 37020 – см. главу 4 и Krelowski et al. 2016). Таким образом, пока неясно, являются ли ДМП и кривые экстинкции пекулярными из-за какой-то общей физической причины, связанной с окружающей средой, или на ДМП повлияли особые свойства пыли.

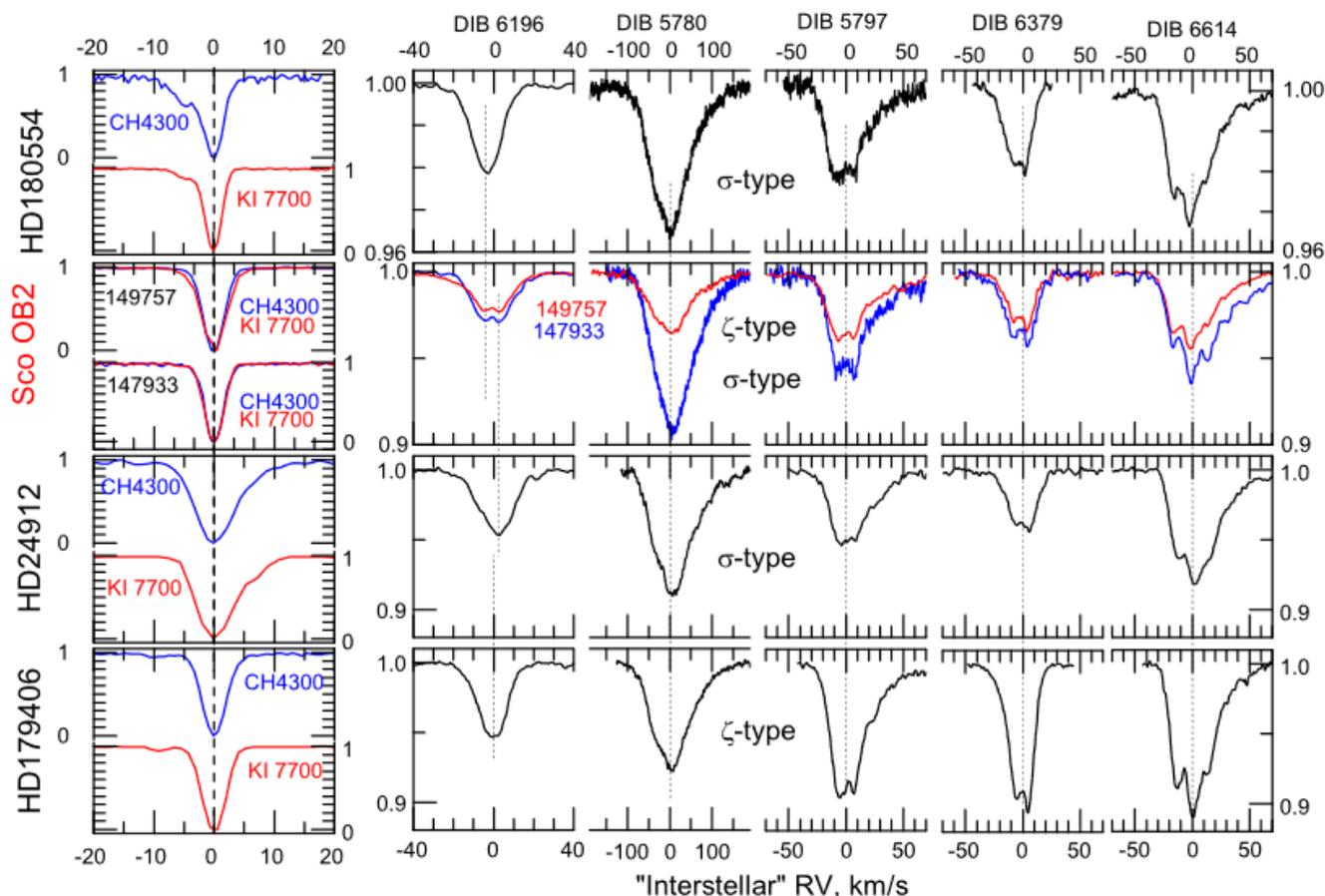


Рисунок 5.49. Сравнение профилей ДМП 6196. Межзвездная шкала длин волн опирается на линии СН 4300.3Å и/или К I 7698.965Å (как показано рисунках в левой колонке). Профили двух объектов из Sco OB2, показанных во втором ряду, демонстрируют расщепление профиля ДМП 6196. В других облаках (не принадлежащих Sco OB2), в первом, третьем и четвертом ряду, профиль ДМП 6196 не расщеплен. Вертикальные пунктирные линии показаны для наглядности.

Несмотря на отсутствие окончательного объяснения явления красного смещения профилей, наблюдаемое расширение ДМП может использоваться в качестве дополнительного критерия для выделения диффузных полос в группы, предположительно образованные одной и той же молекулой.

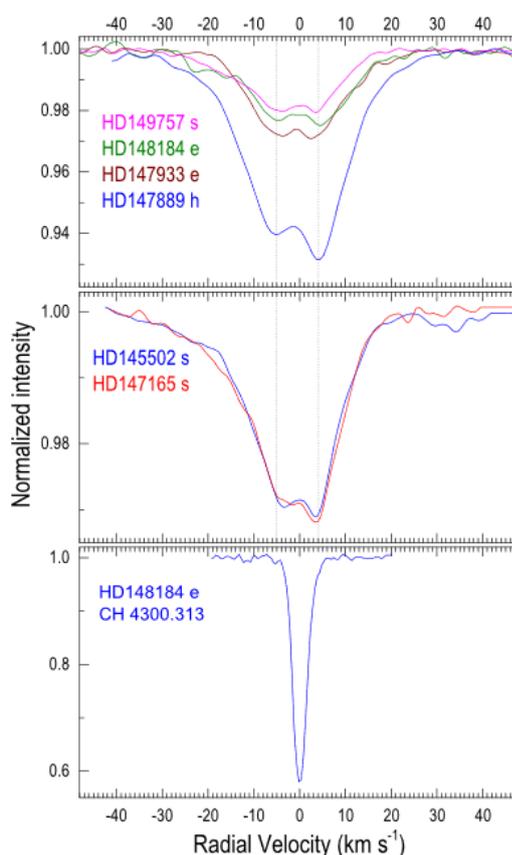


Рисунок 5.50. Расщепленные профили ДМП 6196 Å. Вертикальные пунктирные линии (между ними 9 км/с) показаны для наглядности.

Другой пример необычного поведения профилей ДМП 6196 – их расщепление, обнаруженное в объектах, принадлежащих ассоциации Sco OB2 (Galazutdinov & Krelowski 2023). Покрасневшие объекты ассоциации показывают слегка расширенные и расщепленные (W-образные) профили ДМП 6196. Расщепление не может быть объяснено наличием на луче зрения двух (или более) облаков с разными лучевыми скоростями, поскольку намного более узкие атомные/молекулярные линии не показывают доплеровских компонент (рисунки 5.49, 5.50, таблица 62). Оценки вращательной температуры молекулы C_2 показывает систематически более высокие значения для объектов с эффектом расщепления. Расщепленные профили наблюдаются как в облаках ζ , так и в σ , но только в направлении на Sco OB2. Таким образом, причиной расщепления являются специфические характеристики МЗС внутри ассоциации. Возможно это, как мы уже предположили для Ori OB1, меньшее количество мелких пылевых частиц в Sco OB2, в меньшей степени влияющее на плотность потока УФ-фотонов, тем самым, обеспечивая повышенную вращательную температуру носителей ДМП 6196, что проявляется в виде расщепления профиля. Более подробно о возможном отождествлении ДМП 6196 и ее связи с ДМП 6614 см. в разделе 5.8.3.

5.8. Идентификация диффузных межзвездных полос

Проблема идентификации носителей диффузных полос является самой старой проблемой астрономической спектроскопии и ждет своего решения уже более 100 лет. Из более чем 500 известных ДМП возможно удалось отождествить несколько полос в ближнем инфракрасном диапазоне и связать их с фуллереном C_{60}^+ , но и в этом случае, по нашему мнению, говорить об окончательном отождествлении преждевременно. См. подробное обсуждение возможного обнаружения этой молекулы в МЗС в отдельном разделе ниже.

В качестве возможных носителей ДМП предлагались различные формы материи, от пылевых частиц (Merrill et al. 1937) до простых и сложных молекул в газовой фазе (Tielens & Snow 1995). Последние варьируются от молекулярного водорода (Sorokin et al. 1998) до полициклических углеводородов и их катионов (Leger et al. 1987 и ссылки в статье; Crawford, et al. 1985) и фуллеренов (Kroto & Jura 1992). В настоящее время принято считать, что большинство ДМП происходят из углеродсодержащих молекул, а именно: (i) линейные молекулы на основе углеродного скелета, (ii) полициклические ароматические углеводороды (ПАУ), (iii) фуллерены. Поиск носителей диффузных межзвездных полос ведется в тесном сотрудничестве с лабораторными исследованиями. Окончательная идентификация носителя возможна, если профиль диффузной межзвездной полосы совпадает с профилем спектра молекулы в газовой фазе, полученном в лаборатории.

Касательно пылинок известно, что пылинки очень важный фактор образования/существования ДМП, но прямыми носителями диффузных полос они не являются. Теперь более подробно об остальных вариантах.

5.8.1. Линейные молекулы

Гипотеза о том, что линейные молекулы углерода, C_n , могут быть потенциальными носителями ДМП, была сформулирована Douglas (1977). Радиоастрономические обнаружения множества линейных углеродных цепочек в плотных облаках укрепило веру в то, что электронные переходы таких молекул могут быть вовлечены в образование ДМП. Первые экспериментальные данные были получены из измерений поглощения электронных переходов углеродных цепочек в неоновой матрице (Fulara et al. 1993), затем был получен электронный спектр молекулы C_7^- в газовой фазе Tulej et al. (1998). Более подробное сравнение спектра C_7^- с астрономическими данными является предметом двух статей (Galazutdinov et al. 1999a, и McCall, et al. 2000) и рассматривается в этом разделе ниже.

Разрешение вращательных переходов, обычно достигаемое в лаборатории, недостижимо в астрономических спектрах из-за доплеровского уширения в МЗС, но общий контур профиля вращения должен быть виден. Профили ДМП 5797 с разрешающей способностью $R \sim 600000$, полученный Kerr et al. (1998), напоминают вращательный контур неразрешенных P, Q и R-ветвей. В целом, субструктуры, обнаруженные в профилях ДМП высокого разрешения, говорят о том, что, скорее всего, носителями диффузных полос являются молекулы газовой фазы.

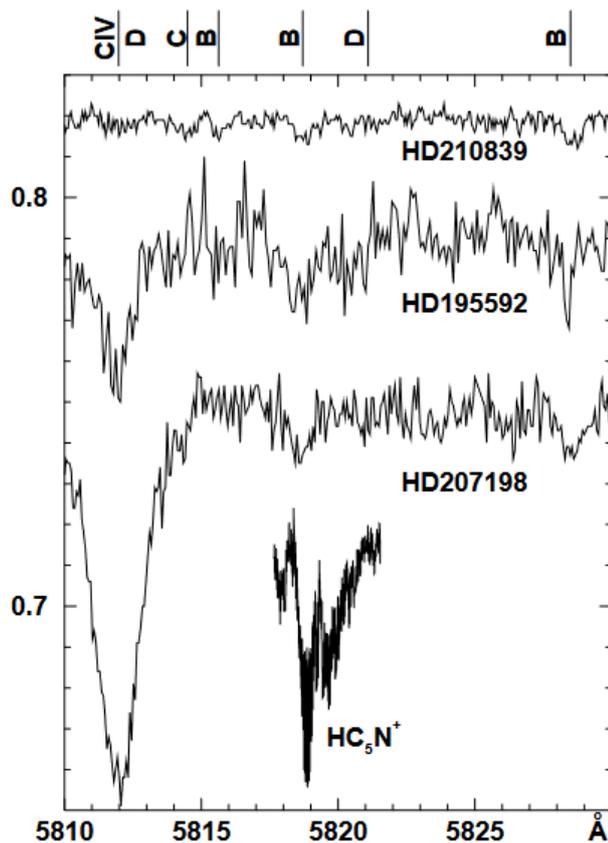


Рисунок 5.51. Лабораторный спектр молекулы HC_5N^+ в газовой фазе и спектры трех покрасневших звезд.

В популярном обзоре линейных углеродных молекул мы впервые сравнили газофазные спектры 10 линейных молекул (C_{2n}H ($n=3-6$), HC_{2n}H^+ ($n=2-4$), $\text{NC}_{2n-2}\text{N}^+$ ($n=3, 4$)) с астрономическими спектрами высокого качества (Motylewski et al. 2000). К сожалению, совпадения между лабораторными и астрономическими данными обнаружить не удалось, может быть за одним исключением: полоса молекулы HC_5N^+ совпадает с очень слабой межзвездной особенностью (рисунок 5.51). Мы оценили верхний предел содержания указанных молекул в $2 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$. Аналогичный результат мы получили для анионов углеродных цепочек C_6^- , C_7^- , C_8^- и C_9^- для которых Tulej et al. (1998) получили спектры в газовой фазе. В работах Galazutdinov et al. (1999a, 2000b) мы показали отсутствие совпадений между лабораторными и астрономическими профилями.

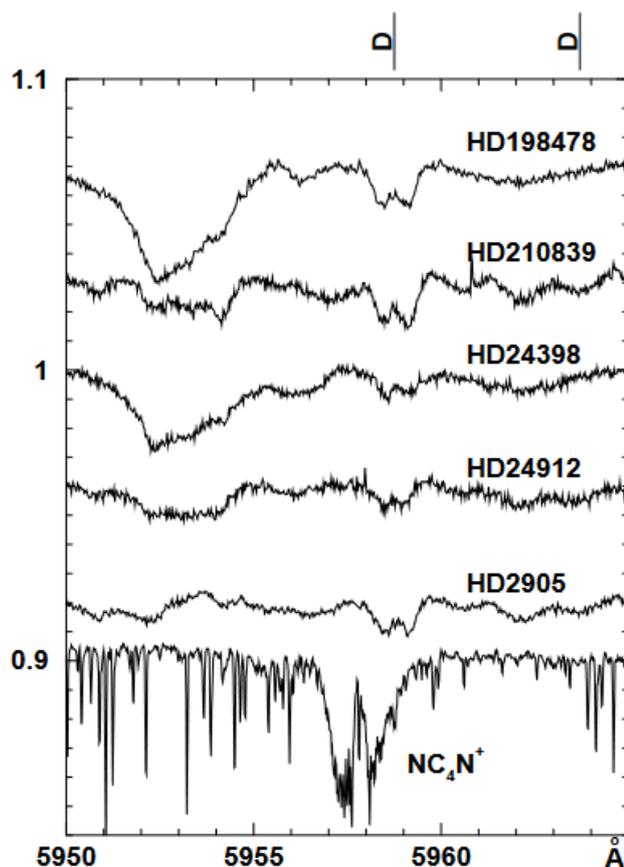


Рисунок 5.52. Лабораторный спектр молекулы NC_4N^+ в газовой фазе и спектры трех покрасневших звезд.

Полученный нами результат не означает, что вышеупомянутые углеродные цепочки отсутствуют в диффузной межзвездной среде. Скорее всего их лучевые концентрации слишком малы, чтобы их можно было обнаружить с помощью современных методов наблюдения в оптическом диапазоне. Действительно, абсорбции чисто вращательные переходов нескольких нейтральных углеродных молекул (C_2H , C_3H , C_2H_3 , C_4H) были обнаружены в миллиметровом диапазоне в МЗС в направлении на несколько компактных внегалактических источников (Lucas & Liszt 2000). Лучевая концентрация составила $10^{12} - 10^{13} \text{ см}^{-2}$ что не сильно отличается от значений, полученных в плотных темных облаках. Это может показаться удивительным, поскольку предполагается, что фотодиссоциации уничтожит более мелкие частицы в диффузных облаках. Поскольку, лучевая концентрация C_6H , вероятно, меньше, чем лучевая концентрация C_3H (в темных облаках примерно в 5 раз – Ohishi & Kaifu, 1998), то $N(\text{C}_6\text{H})$ в диффузных облаках должно быть меньше чем 10^{12} см^{-2} , что ниже предела обнаружения, указанного в таблице 63.

Самые сильные ДМП предположительно могут иметь эквивалентную ширину не более $\sim 10 \text{ \AA}$ (это весьма завышенная оценка, с запасом). Предполагая силу осциллятора электронного перехода в диапазоне 0.1 – 1, можно предположить лучевую концентрацию молекул-носителей таких ДМП до $10^{13} - 10^{14} \text{ см}^{-2}$. Таким образом, если среди носителей ДМП есть полярные

молекулы, они должны быть легко наблюдаемы в поглощении радиоастрономическими методами.

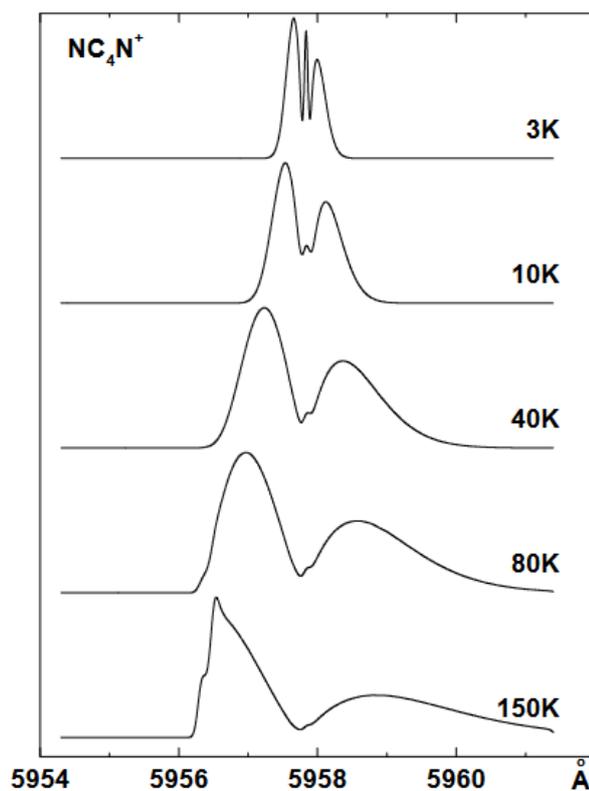


Рисунок 5.53. Изменение профиля молекулы NC_4N^+ с температурой. При моделировании использовалось разрешение 50000.

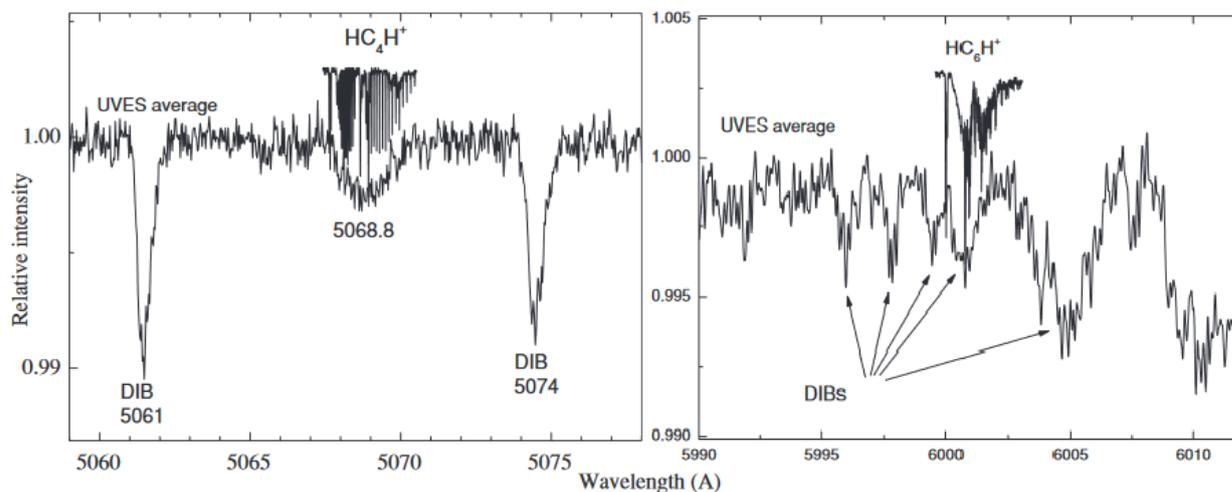


Рисунок 5.54. Сравнение лабораторных спектров молекул HC_4H^+ и HC_6H^+ (Motylewski et al. 2000) с усредненным спектром 11 покрасневших звезд ($S/N \sim 2000$).

В случае с молекулой NC_4N^+ видно поразительное сходство ее профиля с профилем ДМП 5959.5 (рисунок 5.52). Структура, видимая в профиле этой ДМП, напоминает неразрешенный контур ветвей P, Q и R, аналогичный наблюдаемому в лабораторном спектре. Однако длины волн лабораторной и астрономической особенностей различаются на $\sim 0.9 \text{ \AA}$ ($\sim 2.5 \text{ cm}^{-1}$). Хотя это

составляет всего 0.015% от абсолютной частоты электронного перехода, это существенно выше ошибок измерения. Из-за поразительного сходства профилей, калибровки длин волн как астрономических, так и лабораторных спектров были тщательно проверены. Межзвездная коррекция шкалы длин волн была выполнена с точностью лучше 0.1 Å. Лабораторный спектр был откалиброван с точностью 0.03 Å с использованием линий поглощения I₂. Положение максимума в профиле молекулы зависит от температуры (как, например, показано, на рисунке 5.53) но, как видно на рисунке, этот эффект не может обеспечить необходимый для совпадения сдвиг лабораторного профиля на 0.9 Å в сторону больших длин волн. Мы считаем, что сходство профилей и близость положения полос случайна и демонстрирует, на каком уровне точности должно быть достигнуто согласие между лабораторными и астрономическими данными для однозначной идентификации ДМП.

В 2010 году мы вернулись к поиску линейных углеводородов в МЗС (Krełowski et al. 2010a). Высококачественные спектры, полученные нами в трех различных обсерваториях, позволили обнаружить новую очень слабую диффузную полосу на 5069 Å. Спектральный профиль этой ДМП совпал с опубликованным в Motylewski et al. (2000) лабораторным профилем низкотемпературного оптического поглощения катиона диацетилена HC₄H⁺ (рисунок 5.54). Используя силу осциллятора молекулы из Motylewski et al. (2000), мы оценили лучевую концентрацию катиона диацетилена как $4.95(\pm 1.25) \times 10^{11} \text{ см}^{-2}$, что дает соотношение $N(\text{CH})/N(\text{HC}_4\text{H}^+)$ около 63. Для полосы катиона триацетилена HC₆H⁺, предполагаемой на длине волны 6001.1 Å, несмотря на очень высокое отношение сигнал/шум (~2000), мы сочли возможным оценить только верхний предел, что подразумевает отношение лучевых концентраций $N(\text{HC}_6\text{H}^+)$ к $N(\text{HC}_4\text{H}^+)$ менее ~1/3. Данный результат вызвал большой интерес у исследователей молекулярных спектров (Maier et al. 2011), которыми был получен газофазный спектр молекулы HC₄H⁺ с более высоким разрешением, чем в Motylewski et al. (2000) – см. рисунок 5.55.

Как видно на рисунке 5.55, форма профиля ДМП и лабораторный спектр отличаются по форме. Поэтому, трудно говорить об однозначном отождествлении носителя ДМП 5079. Напомним, что астрономический спектр на рисунках 5.54 и 5.55 является средним из спектров 11 звезд. Для более однозначного вывода нужны астрономические спектры еще более высокого качества для отдельных «однооблачных» объектов.

Очередная попытка обнаружения углеродной цепочки в МЗС была предпринята в Maier et al. (2011). Авторы сообщили, что линии газофазного спектра линейной молекулы *l*-H₂C₃ совпадают с диффузными полосами на длинах волн 4881 и 5450 Å и, сделали вывод об обнаружении этой молекулы в МЗС. Мы подвергли сомнению это утверждение в Krełowski et al. (2011) по следующим причинам:

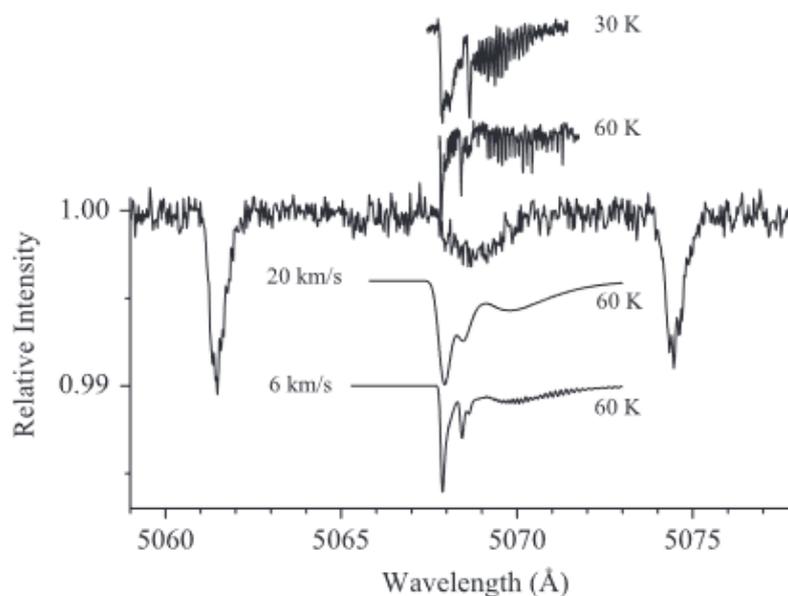


Рисунок 5.55. Рисунок из Maier et al. (2011). Здесь показан наш астрономический спектр из Krelowski et al. (2010a) – см. рисунок 5.54, и новые лабораторные спектры HC_4H^+ с более высоким разрешением, чем в Motylewski et al. (2000).

1. Широкие диффузные полосы 4882 и 5450 Å, якобы образованные молекулой $l\text{-H}_2\text{C}_3$, имеют сильно переменное отношение интенсивности. Если у них один носитель, как предположили Maier et al. (2011), это отношение должно оставаться почти постоянным, поскольку оба перехода начинаются с одного и того же нижнего состояния;

2. Даже в спектрах сильными ДМП 4882 и 5450 не обнаружена третья линия $l\text{-C}_3\text{H}_2$, которая, как предсказано, должна находиться между 5165 и 5185 Å;

3. Лучевая концентрация $l\text{-C}_3\text{H}_2$, согласно оценкам, сделанным в Maier et al. (2011) и основанная на измерениях ДМП 5450, в 10–20 раз выше, чем лучевая концентрация $\text{N}(\text{CH})$ в тех же объектах, что невозможно. Кроме этого, значения $\text{N}(l\text{-C}_3\text{H}_2)$ Maier et al. (2011) по крайней мере на два порядка выше, чем значения лучевой концентрации из независимых радиоастрономических наблюдений этой молекулы в диффузной межзвездной среде (Cernicharo et al. 1999).

Таким образом, мы считаем, что отождествление широких ДМП 4882 и 5450 с молекулой $l\text{-C}_3\text{H}_2$, предложенное Maier et al. (2011), является ошибочным.

5.8.2. Полициклические ароматические углеводороды

Полициклические ароматические углеводороды (ПАУ) — это класс очень стабильных органических молекул, состоящих из конденсированных бензольных колец и атомов водорода.

Углеродные молекулы в нейтральных и ионизированных формах играют важную роль в межзвездной среде из-за способности образовывать большое разнообразие сложных молекулярных соединений, включающих водород — наиболее распространенный элемент.

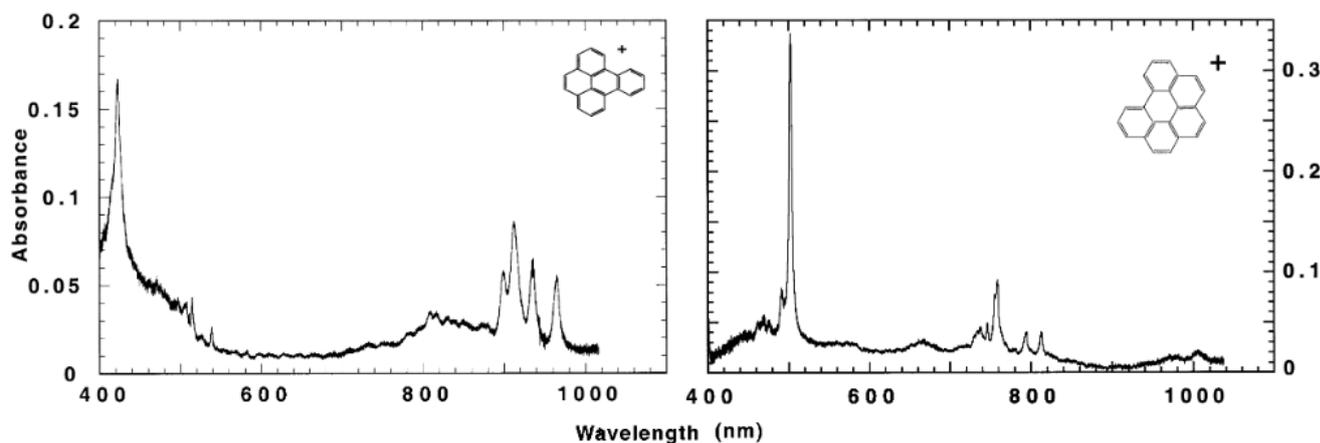


Рисунок 5.56. Абсорбционные спектры катионов ПАУ $C_{20}H_{12}^+$ (слева) и $C_{22}H_{12}^+$ (справа), полученные в неоновой матрице.

ПАУ были предложены в качестве возможных носителей ДМП на основе оценок высокого содержания ПАУ в межзвездной среде и их устойчивости к УФ-фотодиссоциации (Van der Zwet & Allamandola 1985; Leger & d'Hendecourt 1985; Crawford et al. 1985). В настоящее время считается, что ПАУ в значительной степени ответственны за дискретные инфракрасные эмиссионные полосы, наблюдаемые на 3.3, 6.2, 7.7, 8.6 и 11.3 мкм во многих астрономических объектах, включая области H II, планетарные и отражательные туманности в межзвездной среде Млечного Пути и других галактик. Наблюдения космических телескопов в инфракрасном диапазоне (Infrared Space Observatory (Mattila et al. 1996); Infrared Telescope in Space (Onaka et al. 1996); Spitzer (Flagey et al. 2006)) подтвердили, что ПАУ повсеместно распространены в рассеянной межзвездной среде.

Согласно астрофизической модели, ПАУ, как ожидается, присутствуют в виде смеси свободных, нейтральных и ионизированных молекул с размерами, которые могут варьироваться от небольших молекул газовой фазы (≤ 25 атомов углерода) до крупных графитовых пластинок (Allamandola et al. 1989; Puget & Leger 1989). По некоторым оценкам, до 10–25 % всего межзвездного углерода заключено в ПАУ (Tielens 2013).

Первоначальное тестирование гипотезы ПАУ - ДМП было затруднено из-за отсутствия лабораторных спектров ПАУ, полученных в условиях, приближенных к МЗС. Однако эта ситуация улучшилась благодаря лабораторным исследованиям, которые были проведены для измерения спектроскопических свойств нейтральных и ионизированных ПАУ, изолированных в неоновых матрицах при низкой температуре 4.2 К (Salama & Allamandola 1991, Leger et al. 1995). Длины волн спектральных линий молекул в таких спектрах смещены на произвольную величину

(Salama, 1996) и не могут быть использованы для окончательного отождествления ДМП. Величина сдвига может составлять несколько ангстрем, что позволяет сделать выборку ДМП, возможных кандидатов на отождествление. Такая работа была сделана нами в первом большом обзоре ПАУ - ДМП (Salama et al. 1999). Было исследовано 14 ионов ПАУ и были предварительно отобраны кандидаты для дальнейших исследований - см. полный список молекул в таблице 64. Примеры спектров ПАУ показаны на рисунках 5.56, пример сравнения ДМП-ПАУ на рисунке 5.57.

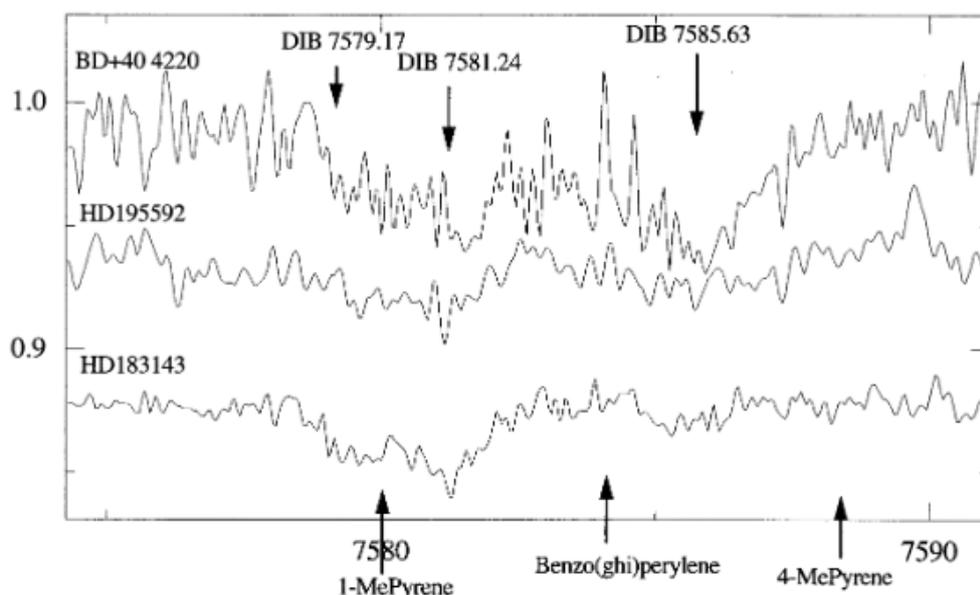


Рисунок 5.57. Слабые межзвездные диффузные полосы в спектрах сильно покрасневших звезд вблизи лабораторных положений ионов 1-метилпирена ($\text{CH}_3\text{C}_{16}\text{H}_9^+$), бензо(ghi)перилена ($\text{C}_{22}\text{H}_{12}^+$) и 4-метилпирена, ($\text{CH}_3\text{C}_{16}\text{H}_9^+$) (лабораторные положения из экспериментов MIS). Положения молекулярных линий получены из спектров в неоновых матрицах, т.е. отличается от таковых в газовой фазе. Поэтому такое сравнение ДМП-ПАУ является предварительным.

Последующее развитие сверхчувствительного метода внутривибрационной лазерной спектроскопии (cavity ring down spectroscopy - CRDS) позволило получить спектры поглощения молекул и ионов ПАУ в газовой фазе (Biennier et al. 2003; Rouille et al. 2004; Tan & Salama 2005, 2005a; Staicu et al. 2006; Rouille et al. 2007; Kokkin et al. 2008). В этих лабораторных экспериментах создаются физические условия, близкие к условиям в межзвездных облаках — низкие температуры, отсутствие столкновений, сильные поля УФ-излучения.

В следующем обзоре Salama et al. (2011) мы сравнили лабораторные спектры молекул в газовой фазе с астрономическими спектрами с исключительно высоким S/N – см. пример на рисунке 5.58 и результаты сравнения в таблице 65. Для достижения столь высокого уровня сигнал/шум были усреднены спектры 18 горячих покрасневших звезд.

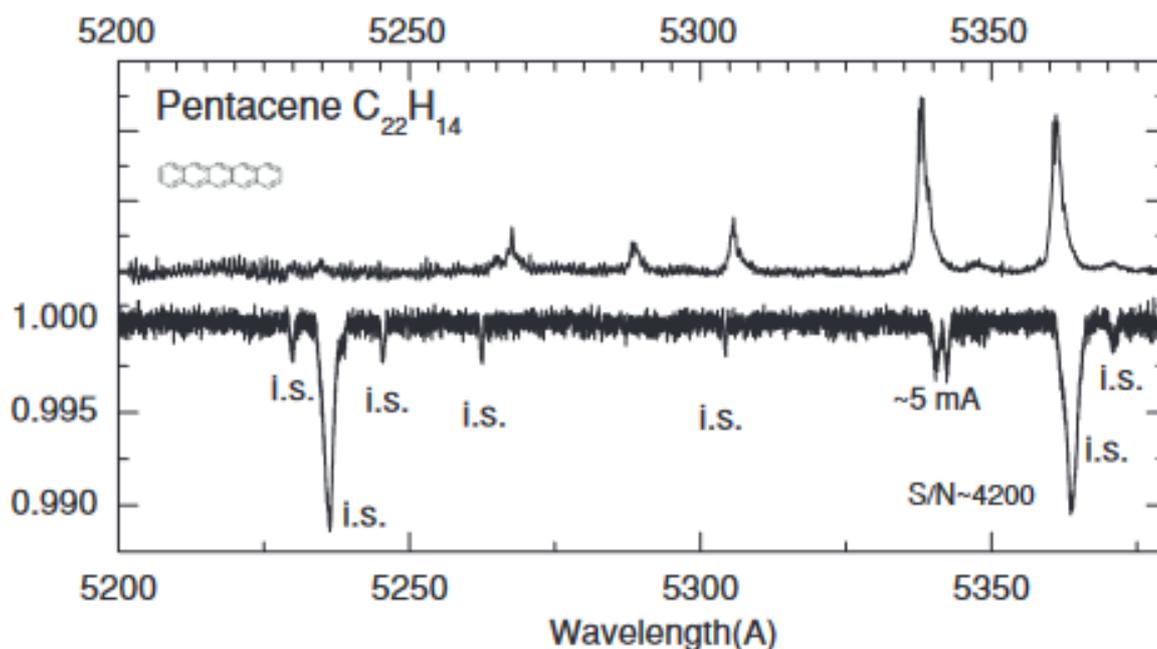


Рисунок 5.58. Сравнение CRDS-спектра пентацена ($C_{22}H_{14}$) с усредненным спектром горячих покрасневших звезд. Отношение сигнал/шум в усредненном спектре более 4000!

По результатам обзора можно сделать три основных вывода. Во-первых, исследование показало, что спектры ПАУ, как правило, можно охарактеризовать одной-двумя сильными особенностями и несколькими более слабыми полосами. Более слабые диффузные полосы, связанные с определенным ПАУ, очевидно, будут наблюдаться только тогда, когда самая сильная особенность ПАУ связана с одним из сильных или умеренно сильных, хорошо известных ДМП. И наоборот, если самая сильная особенность ПАУ совпадает с одной из слабых ДМП, наблюдаемой на уровне обнаружения, очевидно, нет возможности обнаружить более слабые полосы этой ПАУ. Другими словами, есть два сценария, которые могут возникнуть при попытке сопоставить определенные ДМП с определенными ПАУ: (1) ситуация, когда многие полосы поглощения одной ПАУ коррелируют с комбинацией сильных и слабых ДМП. Это лучшая ситуация, когда можно сделать решительную и однозначную идентификацию на основе сравнения положений длин волн, энергетических интервалов и относительных интенсивностей многочисленных полос; (2) ситуация, когда самая сильная полоса поглощения ПАУ коррелирует со слабой ДМП. Это случай сам по себе не представляет собой однозначное отождествление. Однако совпадение может приобрести значимость, если обнаружится, что эта ПАУ коррелирует со слабыми ДМП во многих объектах, и при этом, есть корреляция с покраснением.

Во-вторых, и это самое важное, прямое сравнение спектров выборки из 10 нейтральных молекул ПАУ, измеренных в соответствующих астрофизических лабораторных условиях (т. е. свободных, холодных молекул), с астрономическими спектрами с высоким отношением

сигнал/шум, измеренными в направлении выборки 15 покрасневших звезд, не привело к идентификации ДМП. Мы оценили верхний предел лучевой концентрации для каждой молекулы (таблица 65).

В-третьих, лабораторные спектры ПАУ в газовой фазе позволяют определить собственные профили этих молекул, которые в некоторых случаях очень похожи на профили некоторых ДМП. Например, на рисунке 5.58 профиль полосы 5362.8 Å нейтрального пентацена ($C_{22}H_{14}$) почти идентичен профилю узкой ДМП 5363.8 Å. Ширина (FWHM) полосы пентацена составляет ~1,9 Å, в то время как FWHM диффузной полосы в усредненном спектре ~2.1 Å. Обратите внимание, что в лабораторном спектре $C_{22}H_{14}$ видна еще одна полоса сопоставимой силы на 5339.5 Å, где в астрономических спектрах видна существенно более слабая расщепленная структура (рисунок 5.58). Поэтому мы вынуждены исключить молекулу пентацена из списка потенциальных носителей ДМП 5363.8.

Аналогичные результаты получены по результатам сравнения полос поглощения пирена ($C_{16}H_{10}$) с серией слабых ДМП в диапазоне 3160–3170 Å (рисунок 5.59). Здесь, также, оба набора полос имеют сходные значения FWHM (порядка 1.0 Å). Здесь, также, отсутствие ДМП на длинах волн, соответствующих самым сильным полосам молекулы в диапазоне 3200–3210 Å исключает пирен из потенциальных носителей ДМП, наблюдаемых в области 3160–3170 Å.

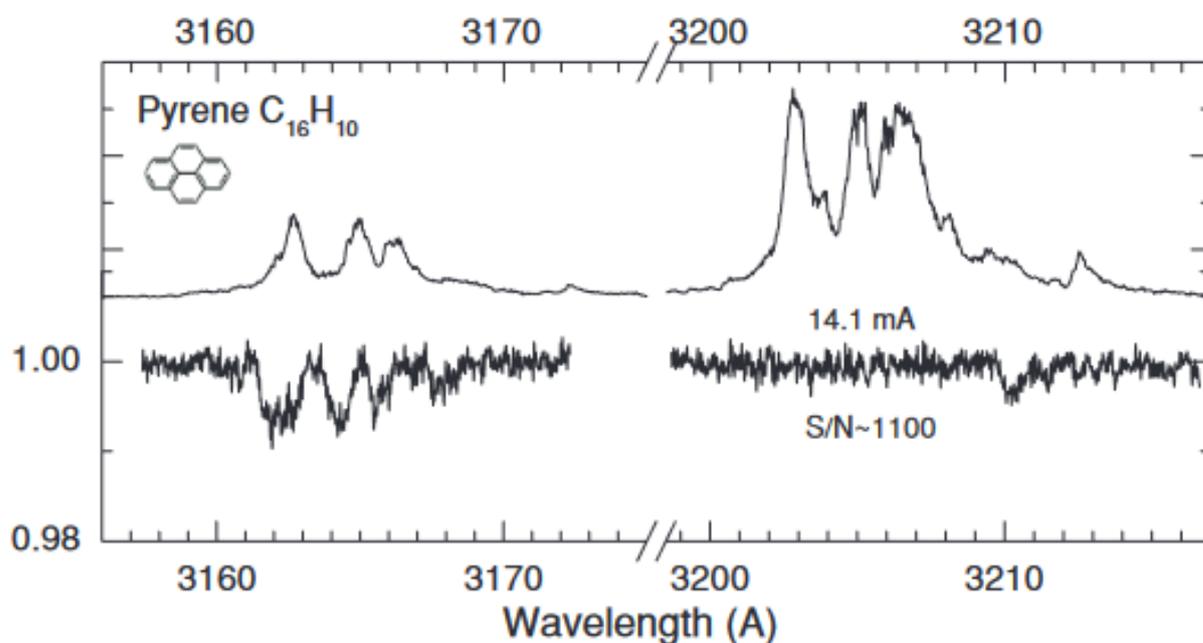


Рисунок 5.59. Сравнение CRDS-спектра пирена ($C_{16}H_{10}$) с усредненным спектром горячих покрасневших звезд.

Таким образом, среди ПАУ обзора не обнаружено кандидатов в носители ДМП. Некоторое время в качестве носителя рассматривался катион нафталина, простейший ПАУ $C_{10}H_8$ (Krelowski et al. 2001; Iglesias-Groth et al. 2008). В раннем исследовании (Krelowski et al. 2001) мы

сравнили газофазный спектр катиона нафталина со спектрами покрасневших звезд и пришли к выводу, что несмотря на обнаружение двух ДМП, примерно соответствующих положению двух самых сильных линий катиона нафталина, нет возможности утверждать об идентификации ДМП. Расхождение в длинах волн существенное, причем разное у каждой пары линий. Мы оценили верхний предел лучевой концентрации катиона нафталина нормированный на $E(B-V)=1$ как $4 \times 10^{15} \text{ см}^{-2}$.

Новый всплеск интереса к обнаружению ПАУ в диффузных облаках вызвала публикация Iglesias-Groth et al. (2008), где авторы сообщили об обнаружении нескольких ДМП, совпадающих с линиями катиона нафталина $C_{10}H_8^+$, в спектре пекулярного объекта Cernis 52, находящегося в области неба с аномально высоким микроволновым излучением (Tibbs et al. 2009). Позднее, теми же авторами было сообщено об обнаружении в этом же объекте катиона антрацена $C_{14}H_{10}^+$ (Iglesias-Groth et al. 2010), следующей после нафталина простой молекулы ПАУ, состоящей из трех конденсированных бензольных колец.

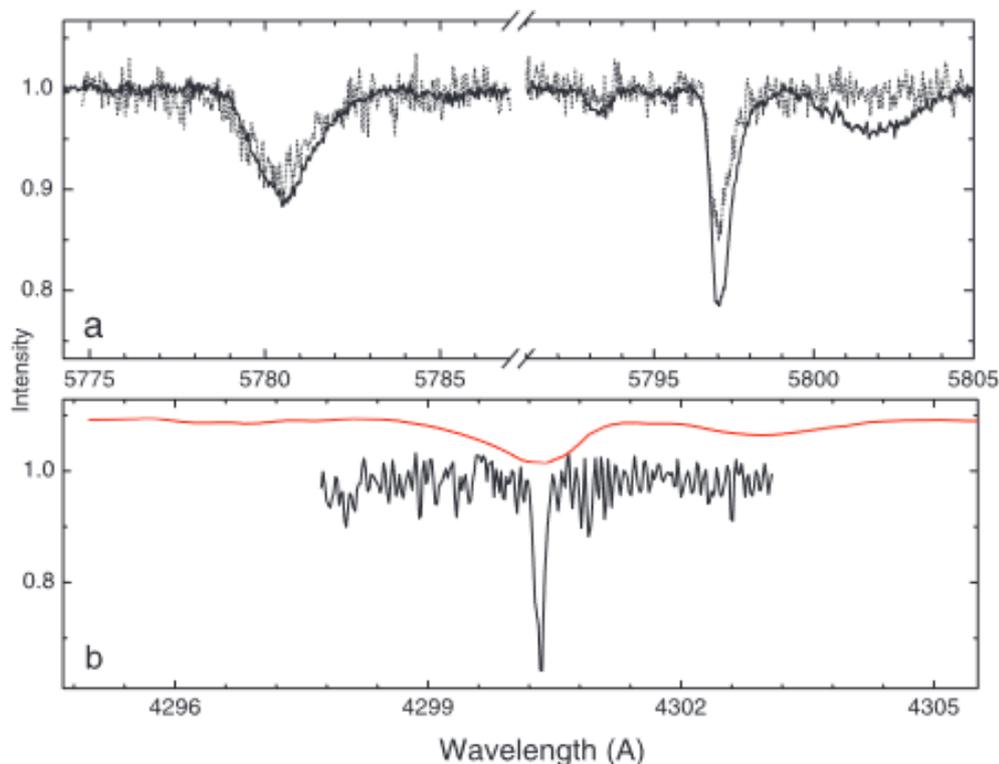


Рисунок 5.60. **(a)** Сравнение основных «главных» ДМП 5780 и 5797 Å в наших спектрах Cernis 52 (пунктирная) и HD 204827 (сплошная). **(b)** Сравнение нашего (нижнего) спектра Cernis 52 с опубликованным в Iglesias-Groth et al. (2008) (верхний) в области длин волн СН 4300 Å

Мы провели тщательное исследование возможного обнаружения этих двух простых ПАУ и пришли к заключению о преждевременности вывода о соответствии линий этих молекул диффузным полосам. Ниже более подробно о причинах такого заключения.

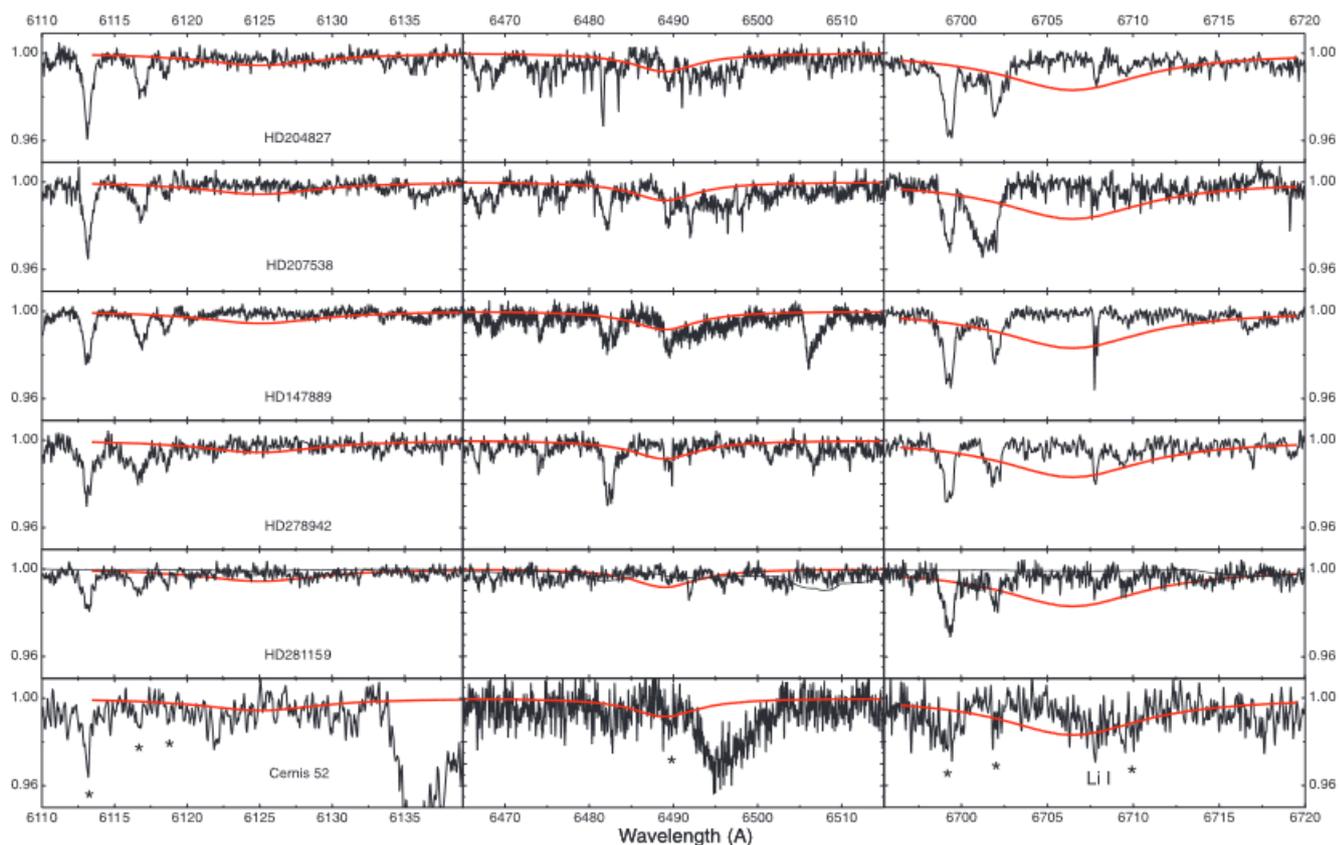


Рисунок 5.61. Спектры звезд программы в области трех основных линий катиона нафталина. Обратите внимание, что вертикальная шкала одинакова на всех графиках: красные профили Лоренца соответствуют ширине и соотношению интенсивностей линий нафталина в лабораторном спектре. Интенсивность самой сильной линии нормализована по глубине абсорбции, видимой в спектре Cernis 52 (правый нижний рисунок). Обратите внимание, интенсивность линий растет от синего к красному, например, пик ~ 6125 Å должен быть в три раза слабее самого сильного ~ 6707 Å. Известные ДМП отмечены звездочками; обратите внимание, что те, что в Cernis 52, самые слабые. Черная пунктирная линия, видимая в спектре HD 281159, является синтетическим спектром, рассчитанным с использованием модели атмосферы Kurucz (1993) с $T_{\text{eff}} = 15\,400$ К, $\log g = 3,75$ и $v \cdot \sin i = 152$ км/с, согласно Montesinos et al. (2009).

Прежде всего несколько слов об объектах исследования. Согласно Iglesias-Groth et al., «Cernis 52 [находится] в области комплекса молекулярных облаков Персея с аномальным микроволновым излучением» (цитируется по Iglesias-Groth et al. 2008), обстоятельство, которое делает звезду объектом с уникальными свойствами. К счастью, у нас есть спектры двух дополнительных звезд (HD 278942 и HD 281159), расположенных в этой области, изученной Tibbs et al. (2009). Они обозначили эти объекты как «D» (HD 278942) и «A1» (HD 281159) соответственно, в то время как Cernis 52 обозначен как «A2». Подчеркнем, что согласно Tibbs et

al. (2009), плотность потока 33 ГГц (~ 9085 мкм) в направлении HD 281159 в 2.5 раза слабее, чем у Cernis 52, но ситуация резко меняется с уменьшением длины волны. Рисунок 5 из Tibbs et al. (2009) показывает, что плотность потока в направлении HD 281159 в несколько раз выше, чем у Cernis 52 на всех длинах волн: а именно на 100, 60, 25 и 12 мкм. Напомним, что широко известные неопознанные инфракрасные (UIR) полосы на 3.28, 6.2, 7.6, 8.6 и 11.2 мкм приписываются ПАУ (Tielens 2008). Кроме, того интенсивность ДМП в спектре HD 281159 даже выше чем в Cernis 52 (рисунок 5.60). Таким образом, HD 281159 является очень многообещающим объектом, если мы ищем линии, сформированные ПАУ, и предполагаем, что «аномальное микроволновое излучение» может играть важную роль. Действительно, нафталин демонстрирует сильный пик на 59 мкм (Mulas et al. 2006), в то время как HD 281159 почти в четыре раза ярче на 60 мкм, чем Cernis 52 (таблица 6 в Tibbs et al. 2009).

Мы также получили наш собственный спектр Cernis 52. Его сравнение со спектром из Iglesias-Groth et al. (2008) в диапазоне СН 4300 показано на рисунке 5.60: видно, что наш спектр имеет более высокое спектральное разрешение, что делает наши измерения эквивалентных ширин более точными, несмотря на более низкое отношение сигнал/шум в нашем спектре. Кроме HD 281159 мы добавили в выборку еще несколько покрасневших звезд с сильными ДМП (таблица 66). Сравнение астрономических спектров с модельными профилями, соответствующими как положению, так ширине и соотношению интенсивностей линий катиона нафталина показано на рисунке 5.61. Здесь самая сильная полоса нафталина 6707 \AA должна совпадать с дублетом межзвездного лития (он виден в спектрах всех звезд). В спектре Cernis 52 широкий профиль поглощения виден немного сдвинутым от ожидаемого положения. Наши измерения этой широкой особенности дают ее центральное положение как $6708.2 \pm 0,1 \text{ \AA}$ и полную ширину на полувысоте (FWHM) как $6,0 \pm 0,1 \text{ \AA}$. Это значение FWHM почти в два раза ниже, чем сообщалось Viennier et al. (2003). Различие в положении достигает 1.2 \AA что слишком много, чтобы его можно было объяснить температурным эффектом. Например, возможная идентификация ДМП 5959.5 \AA как линии молекулы NC_4N^+ , была отвергнута из-за разницы в длине волны 0.9 \AA , несмотря на поразительное сходство профилей (Motylewski et al. 2000).

Ситуация вокруг следующей полосы 6489 \AA более сложная. В этом диапазоне обнаружено множество ДМП (Galazutdinov et al. 2000; Hobbs et al. 2008). Но здесь, как и для третьей полосы (6490 и 6125 \AA соответственно) мы не видим никакой возможной абсорбции, которая могла бы быть приписана нафталину. Напомним, что профили Лоренца на рисунке 5.61 имеют ширину FWHM $\sim 11 \text{ \AA}$ и отношение интенсивностей согласно Viennier et al. (2003). Тогда, интенсивность линий катиона нафталина должна расти от синего к красному, где линия на $\sim 6125 \text{ \AA}$ должен быть в три раза слабее самой сильной линии на $\sim 6707 \text{ \AA}$, а вторая линия на $\sim 6489 \text{ \AA}$ должен быть вдвое слабее линии $\sim 6707 \text{ \AA}$.

Несмотря на относительно низкое соотношение S/N у нашего спектра Cernis 52, можно однозначно заключить, что межзвездный спектр объекта вполне соответствует его покраснению и ζ -фактору: например, интенсивность и соотношения интенсивности ДМП в области 6110–6120 Å имеют тот же характер, что и в других подобных объектах. Абсорбции, которые можно было бы считать принадлежащими катиону нафталина также не обнаружены в спектрах более высокого качества, включая звезду HD 281159, которая является самым ярким, в микроволновом диапазоне, объектом в области вокруг Cernis 52.

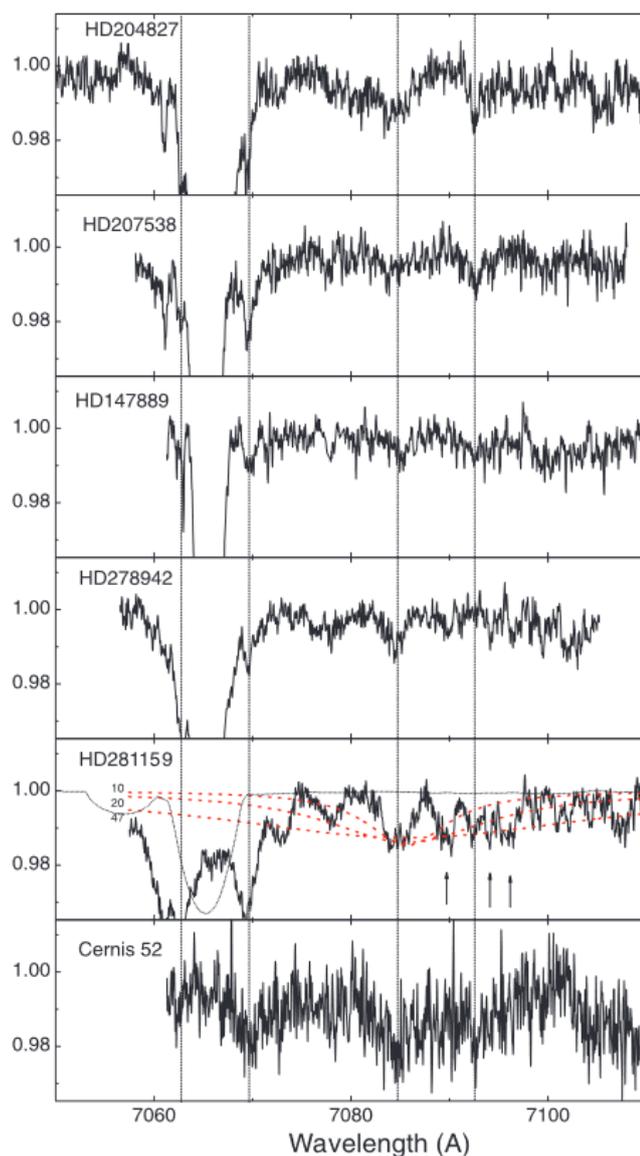


Рисунок 5.62. Область длин волн вокруг особенности 7088 Å, которая, якобы, связана с катионом антрацена. На самом деле это бленда нескольких ДМП. Обратите внимание на переменность отношения интенсивности этих ДМП. Известные ДМП отмечены пунктирными линиями. Новые ДМП отмечены стрелками. Профили Лоренца с FWHM 10, 20 и 47 Å показаны на месте главной линии газофазного спектра катиона антрацена (Sukhorukov et al. 2004). Синтетический спектр, показанный тонкой пунктирной линией на графике для HD 281159, был рассчитан с теми же параметрами, что и на рисунке 5.61.

Все вышеизложенное ставит под сомнение возможную идентификацию нафталина в Cernis 52, предложенную Iglesias-Groth et al. (2008). Используя наш спектр HD 281159, который, как мы считаем, более привлекателен для поиска межзвездного нафталина, мы приходим к выводу, что лучевая концентрация нафталина, нормализованная к $E(B - V) = 1.0$, не превышает $2.16 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$.

Теперь, касательно катиона антрацена $C_{14}H_{10}^+$. Iglesias-Groth et al. (2010) сообщили об обнаружении новой широкой межзвездной или околозвездной полосы на 7088.8 \AA , совпадающей в пределах погрешностей измерений с самой сильной полосой катиона антрацена. Однако, эта длина волны, на самом деле, не совсем совпадает с лабораторной. Согласно Sukhorukov et al. (2004), длина волны линии $C_{14}H_{10}^+$ составляет $7085.7 \pm 1.3 \text{ \AA}$, т. е. положения пиков перекрываются, только если предположить самые высокие значения погрешности.

На рисунке 5.62 показаны наши спектры в области 7088 \AA . Однако, широкая симметричная особенность, обнаруженная Iglesias-Groth et al. (2010), не наблюдается в нашем спектре Cernis 52. Широкая особенность, действительно существующая в этом диапазоне, асимметрична. При более высоком отношении S/N становится видно, что абсорбция представляет собой бленду из нескольких ДМП с переменным отношением интенсивностей. Две из них уже были известны ранее: ДМП 7084.94 \AA упомянута в обзоре Galazutdinov et al. (2000); ДМП 7092.67 \AA указана в обзоре Hobbs et al. (2008). Очевидно, переменное соотношение интенсивности этих ДМП не позволяет рассматривать их как единую особенность, образованную молекулой.

Для наглядности на рисунке 5.62 мы приводим профиль Лоренца с использованием данных из Sukhorukov et al. (2004): центральная длина волны $7085.7 \pm 1.3 \text{ \AA}$ и FWHM 47 \AA . Поскольку ширина особенности может меняться в зависимости от температуры, показаны еще два дополнительных профиля с FWHM 10 и 20 \AA . Как видно на рисунке, нет возможности рассматривать какую-либо ДМП связанной с катионом антрацена, м.б. за исключением диффузной полосы 7084.94 \AA . Однако, аппроксимация этой ДМП профилем Лоренца дает длину волны $7084.7 \pm 0.1 \text{ \AA}$, эквивалентную ширину $73.9 \pm 9 \text{ m\AA}$ и FWHM = 3.5 \AA . Из-за большой разницы в форме профиля (ширине) ДМП и лабораторной линии, а также отсутствия данных для других линий антрацена, мы рассматриваем эти измерения лишь как верхний предел лучевой концентрации. Тогда лучевая концентрация катиона антрацена, нормализованная на $E(B - V) = 1.0$ не превышает $1.4 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$.

5.8.3. Общий носитель диффузных полос 6196 и 6614?

Признаком общего носителя диффузных полос является взаимная корреляция их интенсивности. Как показали исследования, самый высокий коэффициент корреляции, близкий к 1, обнаружился у пары ДМП 6196 и 6614 (Moutou et al. 1999; Krelowski et al. 2016a): отношение интенсивностей (6614/6196) этих диффузных полос от объекта к объекту почти неизменно и составляет 3.88 ± 0.13 (Krelowski et al. 2016a). Более детальное изучение профилей этих диффузных полос, основанное на спектрах исключительно высокого качества ($R=220000$, $S/N \sim 800-1000$) показало, что корреляция не идеальна, причем разброс данных на графике $EW(6614)/EW(6196)$ не может быть объяснен ошибками измерений (Galazutdinov et al. 2002b) – рисунок 5.63.

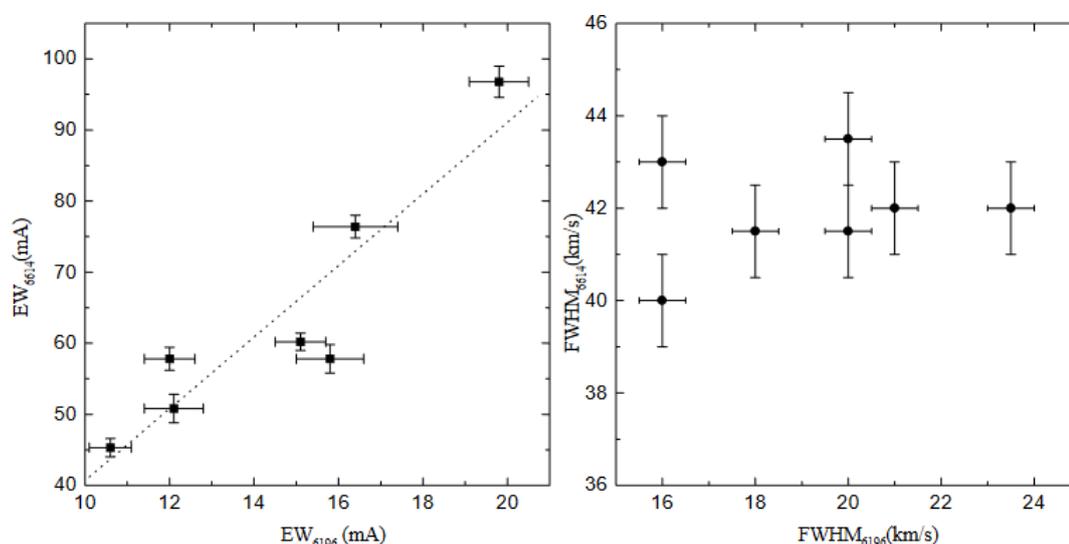


Рисунок 5.63. (слева) Корреляция между эквивалентными ширинами ДМП 6196 и 6614. (справа) Соотношение между FWHM 6196 и 6614 (км/с).

Интересно, что отсутствует корреляция между шириной (FWHM) ДМП 6196 и шириной ДМП 6614 (правая часть рисунка 5.63), хотя обе полосы показывают рост красного крыла в профиле с увеличением ротационной температуры некоторых молекул, например, C_2 (см. рис 4.64 и Krelowski et al. 2016a).

Профиль ДМП 6614 содержит по крайней мере три подструктуры (рисунки 5.65, 5.66), образующие, весьма вероятно, вращательный контур некоторой молекулярной полосы. Webster (1996) предложил объяснить наличие наблюдаемых подструктур изотопными сдвигами, вызванными присутствием атомов ^{13}C в больших межзвездных молекулах, содержащих углерод.

В нашем следующем исследованию профилей ДМП 6614 (Cami et al. 2004) было показано, что положение (длина волны) левой и правой субструктуры пиков профиля ДМП 6614 изменяется от объекта к объекту. В то время как длина волны самого сильного центрального

компонента «Q» не меняется, расстояния между пиками «Q-R» и «Q-P» (где P – левый, а R – правый компоненты или пики 3 и 1 соответственно – см. рисунок 5.66) согласованно увеличиваются или уменьшаются, хотя и в разной степени. Это напоминает изменение контуров молекулярных полос в зависимости от температуры. Мы оценили диапазон изменений вращательной температуры в $\sim 21-25$ K (Cami et al. 2004). Отметим, что вариации расстояния между пиками означают, что предположение Webster (1996) об изотопном происхождении профиля ДМП 6614 не соответствует действительности.

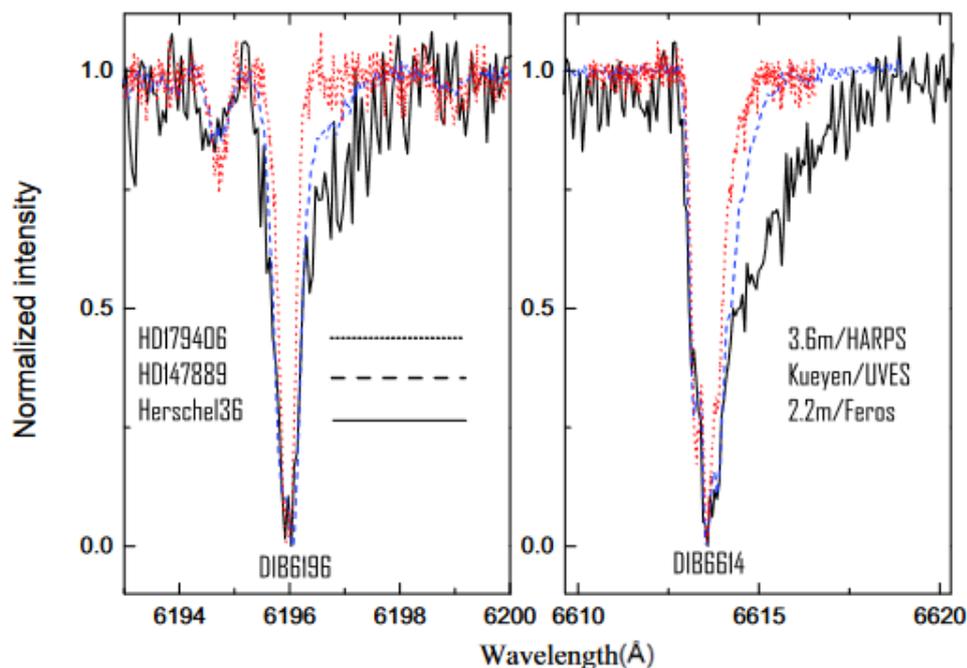


Рисунок 5.64. Развитие красного крыла в профиле с увеличением ротационной температуры некоторых молекул, например, C_2 (Krełowski et al. 2016a).

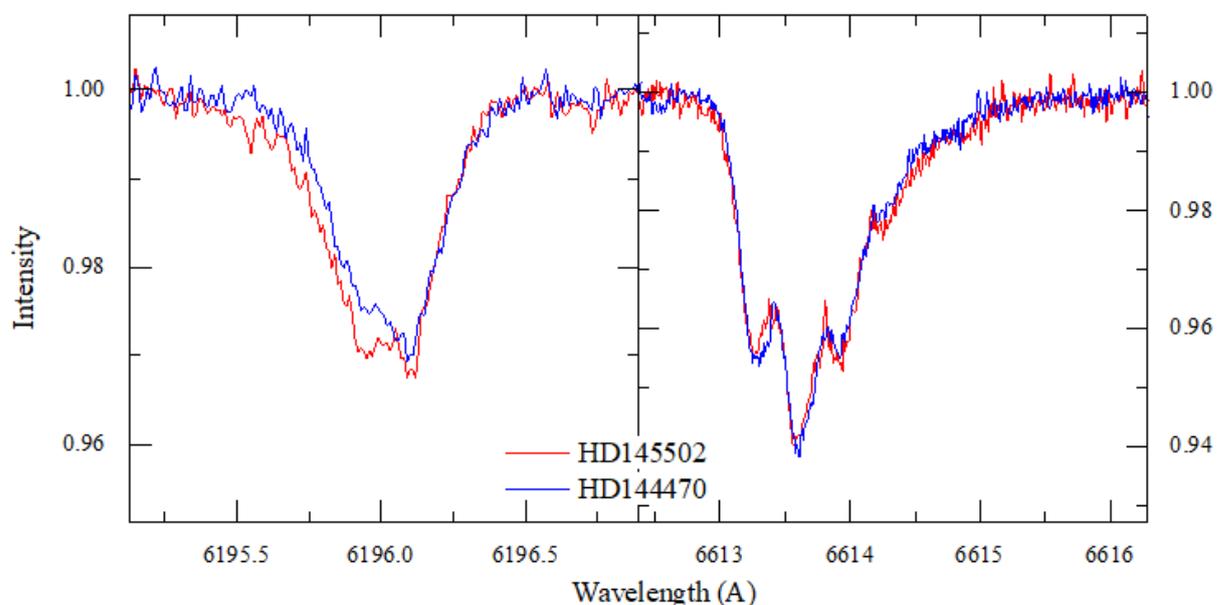


Рисунок 5.65. Профили очень высокого разрешения $R \sim 220000$ ДМП 6196 и 6614 в спектрах двух покрасневших звезд (Galazutdinov et al. 2002b).

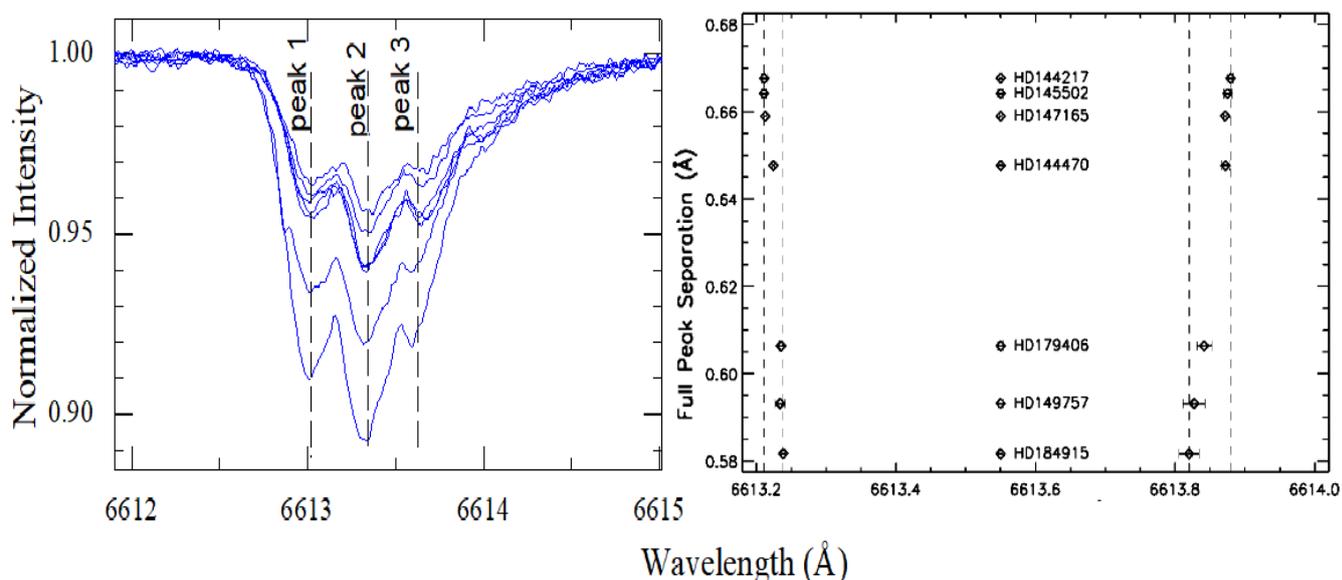


Рисунок 5.66. Положение пиков в профилях очень высокого ($R = 220000$) разрешения ДМП 6614 (Galazutdinov et al. 2002b, Cami et al. 2004).

Трехпиковая структура профиля ДМП 6614 позволяет сделать предварительную оценку параметров неизвестного носителя. Для линейных (например, CO_2 , N_2O) или сферических (например, фуллерены) молекул энергии вращательных уровней в пределах колебательной полосы определяются единственной вращательной константой B и квантовым числом J (угловым моментом). Правила отбора по J : $\Delta J = \pm 1$ (ветви P и R соответственно) и $\Delta J = 0$ (Q -ветвь). Для заданного вращательного уровня J частоты переходов P и R относительно соответствующего перехода Q можно записать как:

$$\Delta\nu_{RQ} = 2(J + 1)(B'' + \Delta B) \approx 2(J + 1)B'',$$

$$\Delta\nu_{QP} = 2J(B'' + \Delta B) \approx 2JB'',$$

где $\Delta\nu_{RQ} \equiv \nu_R - \nu_Q$ и $\Delta\nu_{QP} \equiv \nu_Q - \nu_P$, двойные штрихи относятся к нижнему колебательному уровню, а ΔB – разница между вращательными константами верхнего и нижнего колебательных уровней. Кроме того, использовалось общее предположение, что $\Delta B/B \ll 1$. При прочих равных условиях, пиковое поглощение связано с наиболее населенным вращательным уровнем в нижнем колебательном состоянии. В предположении ЛТР-распределения населенностей вращательных уровней в этом нижнем состоянии, можно вычислить наиболее населенный вращательный уровень (Ehrenfreund & Foing 1996):

$$J_{\max} = \sqrt{\frac{kT_{\text{rot}}}{2hcB''}} - \frac{1}{2},$$

где B'' в cm^{-1} . Из этих трех уравнений следует, что пики R - и P -ветвей удаляются от центрального пика Q -ветви (с разной скоростью) с увеличением вращательной температуры T_{rot} .

Действительно, по мере увеличения T_{rot} растет и J_{max} , что, в свою очередь, увеличивает разделение пиков. Это в точности соответствует тому, что показано на рисунке 5.66. В таком случае, центральный пик ДМП 6614 (пик 2 на рисунке 5.66) соответствует неразрешенной Q-ветви, а пики 1 и 3 — R- и P-ветвям соответственно.

Структура с тремя пиками профиля ДМП 6614 позволяет получить 14 независимых измерений ($\Delta\nu_{\text{RQ}}$ и $\Delta\nu_{\text{QP}}$ для семи объектов) для восьми свободных параметров (B'' и семь вращательных температур). Тогда с помощью трех вышеуказанных уравнений и метода наименьших квадратов эти параметры могут быть определены – см. таблицу 68. Вычисленная вращательная константа $B''=(16.4\pm 3.1)\times 10^{-3}$ см⁻¹ не сильно отличается от опубликованных значений известных линейных и ароматических молекул, например, C₉ (0.014 см⁻¹, van Orden et al. 1993), HC₇N (0.018 см⁻¹, Sinclair et al. 2000) и C₁₃H₉N или C₁₅H₉N (0.018 см⁻¹, Mattioda et al. 2003).

Еще в работа Galazutdinov et al. (2002b) мы предположили, что ДМП 6614, возможно, представляет собой бленду двух диффузных полос. Действительно ДМП 6614 показывает узкий (FWHM ~0.9 Å) центральный пик на длине волны ~6613.6 Å и переменное от объекта к объекту красное крыло на ~6614.2 Å, как показано на правой части рисунка 5.65 и на рисунке 5.67.

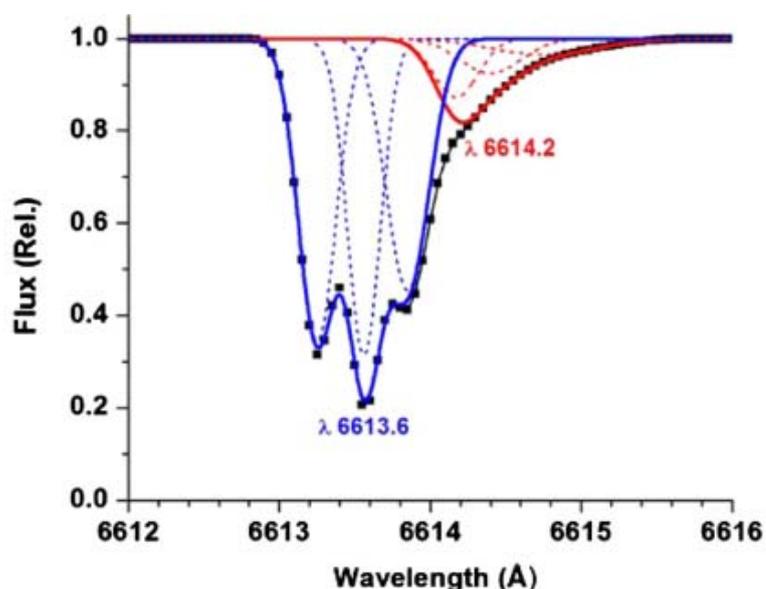


Рисунок 5.67. Деконволюция профиля ДМП 6614 в спектре HD 179406 профилями Гаусса.

Dahlstrom et al. (2013) и Oka et al. (2013) обнаружили уникальные профили ДМП с характерными протяженными красными крыльями, в т.ч. в ДМП 6614, в направлении на Herschel 36 (Her 36). Oka et al. (2013) назвали это явление «remarkable extended tails toward red (ETR)». Her 36 демонстрирует ETR и в других ДМП, в частности 5780 и 5797. Считается, что носители ETR возникают в окрестностях Her 36, где физические условия сильно отличаются от средних в МЗС. Хотя эти условия вблизи Her 36 не определены количественно (Dahlstrom et al. 2013), мы

считаем, что область формирования диффузных полос в Her 36 горячее, плотнее, сильнее облучена в сравнении со средними условиями в диффузных облаках. Если один и тот же молекулярный носитель дает как узкие профили, так и профили ETR, то его спектроскопические свойства должны соответствовать сильно расходящимся физическим условиям вблизи Her 36 и в «обычной» МЗС что трудно представить для многоатомных молекул. Как отмечалось ранее для ДМП 6614, спектральные модели, которые учитывают его узкий профиль, не могут создать ETR для более высоких температур вблизи Her 36 (Bernstein et al. 2013). Мы предполагаем, что ETR в профиле ДМП 6614 представляет собой отдельную диффузную полосу, спектроскопические параметры ее носителя приводят к образованию ETR при высокой вращательной температуре (Bernstein et al. 2015).

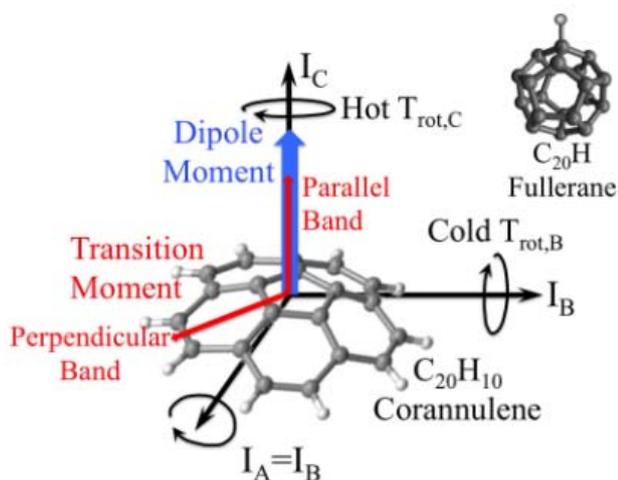


Рисунок 5.68. Обзор некоторых ключевых свойств, связанных с возможным общим носителем ДМП 6614 и 6196. В правом верхнем углу показан альтернативный тип носителя, почти сферический фуллерен. Оба типа носителей представляют имеют сплюснутые симметричные вершины с дипольным моментом вдоль оси симметрии высшего порядка.

Используя обоснованное предположение о том, что ДМП 6614 представляет собой blendу двух диффузных полос, мы решили вернуться к идее об общем происхождении ДМП 6614 и 6196 (Bernstein et al. 2018). Мы предположили, что разброс, наблюдаемый на рисунке 5.63 (связь между эквивалентными ширинами ДМП 6614 и 6196) объясняется вкладом «отдельного» ДМП 6614.2 в правое крыло общего профиля ДМП 6614.

С помощью деконволюции профилей ДМП 6614 и 6196 мы разделили их на компоненты. Это позволило установить более жесткие ограничения на параметры молекул, кандидатов в носители этих ДМП, в т.ч. оценить спектроскопические константы, которые затем использовались для расчета профилей этих ДМП в концепции двух-температурной модели.

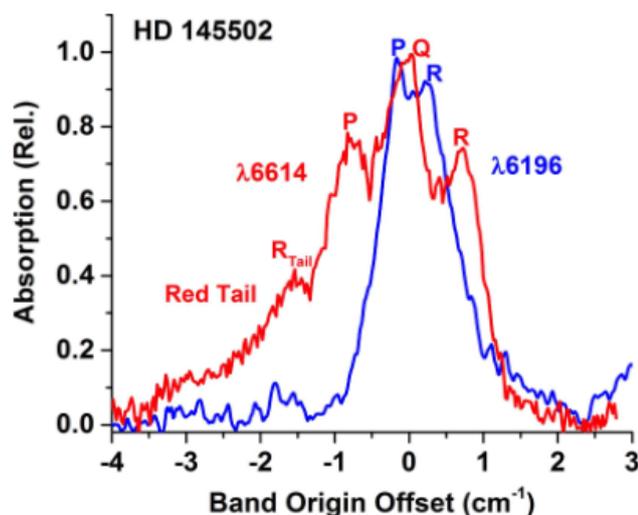


Рисунок 5.69. Сравнение профилей ДМП $\lambda 6614$ (красный) и 6196 (синий) в шкале cm^{-1} для наглядности. ДМП 6614 демонстрирует отчетливые ветви P, Q и R и протяженное красное крыло. ДМП 6196 демонстрирует отчетливые ветви P и R и не показывает ветвь Q и красное крыло. Однако ДМП 6196 может иметь ветвь Q, которая блендирована с ветвями P и R.

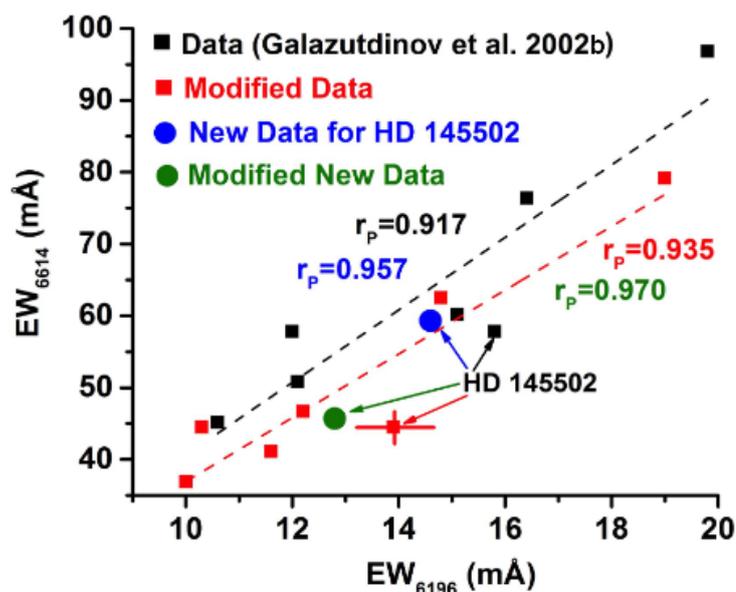


Рисунок 5.70. Корреляция эквивалентных ширин ДМП 6614 и 6196 . Ранее наблюдаемые и уточненные (без вклада бленды в красном крыле) данные (см. Таблицу 69) показаны как черные и красные квадраты. Новые (наблюдения 2017 года) и уточненные точки для HD 145502 показаны как синие и зеленые круги соответственно. Бары ошибок показаны для одной из красных точек. Также показаны коэффициенты корреляции Пирсона, r . Пересмотренные коэффициенты корреляции Пирсона для новых данных HD 145502 показаны соответствующими цветами.

Основные моменты нашего анализа включают: (1) ограничение максимального значения вращательных квантовых чисел из условия $J_{\max} = K_{\max}$, (2) ДМП 6614 это бленда из двух диффузных полос, возникающих от разных носителей, (3) ДМП 6614 и 6196 имеют общий

носитель, (4) разные формы профилей ДМП 6614 и 6196 объясняются двумя главными осями вращения предполагаемого молекулы-носителя, т.е. разными константами Кориолиса колебательно-вращательного взаимодействия, относящимися к переходам из общего основного состояния в разные вырожденные колебательные уровни верхнего электронного состояния – рисунок 5.68, (5) разная ширина ДМП 6614 и 6196 (первый примерно в 2 раза шире второго – рисунок 5.69) объясняются различием вращательных температур, связанных с разными осями вращения: одна из них параллельна, другая перпендикулярна (совпадает) оси симметрии высшего порядка.

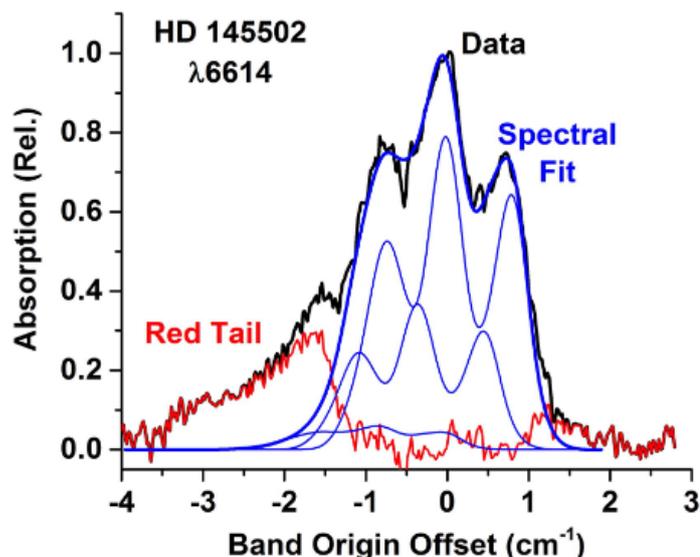


Рисунок 5.71. Аппроксимация профиля ДМП 6614 в HD 145502. Использована модель дублета основного и смещенного профиля. Расщепление $\Delta\nu$ между компонентами дублета составляет 0.35 cm^{-1} . Спектральное уширение определялось по УФ линии межзвездного натрия: $\gamma_G=0.30 \text{ cm}^{-1}$. Относительные веса компонентов дублета составляют $w_1=0.68$ и $w_2=0.32$. Показан слабый третий компонент аппроксимации (6% от общей эквивалентной ширины дублета, на -0.805 cm^{-1}), он соответствует небольшому вторичному пику в профиле натрия на -15.0 km/s относительно основного пика. Красное крыло (красная кривая) представляет собой разницу между наблюдаемым профилем (черная линия) и общей аппроксимирующей кривой (толстая синяя линия). Значения других параметров аппроксимации даны в таблице 69.

Все эти ограничения позволяют предложить в качестве общего кандидата в носители ДМП 6614 и 6196, например, кораннулен, ($\text{C}_{20}\text{H}_{10}$) или одну из его симметричных ионных или дегидрированных форм, вращательные константы которых сопоставимы с константами, полученными в результате спектрального моделирования профилей ДМП.

На рисунке 5.70 показан эффект удаления бленды из красного крыла ДМП 6614 на корреляцию эквивалентных ширин EW 6614 и 6196. Разброс данных (см. также рисунок 5.63)

уменьшился, и коэффициент корреляции вырос с 0.917 до 0.935. Позднее, мы получили более качественные данные для HD 145502, что как показано на рисунке 5.70, повысило коэффициент корреляции до 0.97.

Моделирование профилей ДМП 6614 показало, что лучший результат достигается если рассматривать профиль диффузной полосы как дублет, состоящий из основного профиля и более слабого, смещенного профиля, образованного изотопом ^{13}C , т.е. мы использовали идею Webster (1996) в новом качестве – рисунки 5.71, 5.72. Все параметры аппроксимации показаны в таблице 69.

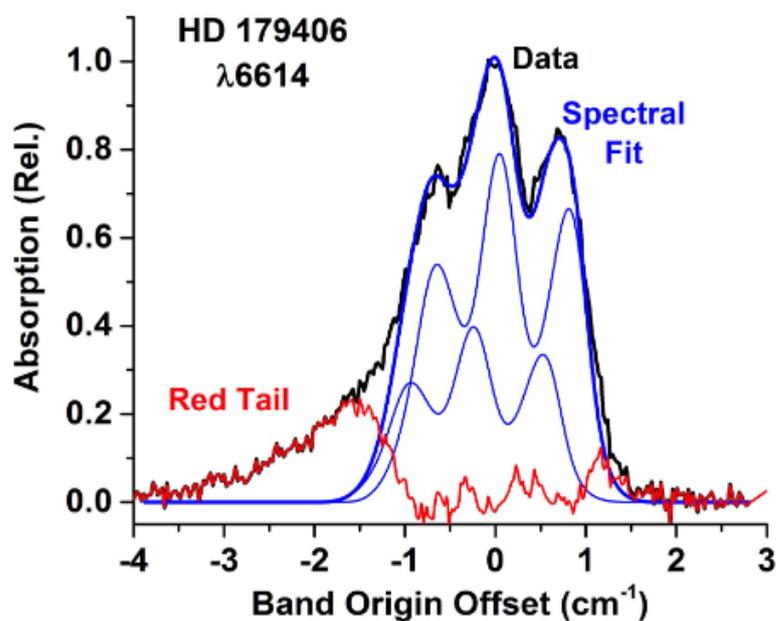


Рисунок 5.72. Аппроксимация профиля ДМП 6614 в HD 179406. Также показаны компоненты подгонки (тонкие синие линии). Расщепление $\Delta\nu$ между компонентами дублета составляет $0,29 \text{ cm}^{-1}$. Спектральное уширение определялось по линиям CH^+ и K : $\gamma_G=0.28 \text{ cm}^{-1}$. В отличие от HD 145502, профиль атомной линии калия HD 179406 является однопиковым (Galazutdinov et al. 2002b), поэтому нет необходимости в третьем компоненте. Относительные веса компонентов дублета составляют $w_1=0.67$ и $w_2=0.33$. Красное крыло (красная кривая) представляет собой разницу между наблюдаемым профилем (черная линия) и общей аппроксимирующей кривой (толстая синяя линия).

В нашей модели впервые для моделирования ДМП используется две эффективные вращательные температуры, как впервые было предложено Glinski & Eller (2016), которые определяют населенность вращательных состояний полярного симметричного волчка, в котором дипольный момент выровнен с осями симметрии высшего порядка. Оси симметрии соответствуют вращениям вокруг оси симметрии высшего порядка и перпендикулярно ей (рисунок 5.68). Перпендикулярные вращения могут испускать и поглощать излучение, поскольку

дипольный момент меняет свою ориентацию и тем самым создает осциллирующее электрическое поле.

Поскольку столкновения с последующим девозбуждением в МЗС редки из-за низкой плотности вещества, основным путем девозбуждения для вращающейся молекулы является излучение. Возбужденная молекула спонтанно излучает свою перпендикулярную вращательную энергию до тех пор, пока не достигнет равновесия с окружающим полем излучения, которое обычно соответствует T_{CMBR} (2.73 К), но никогда не будет холоднее (Bernstein et al, 2015a). Напротив, вращение вокруг оси симметрии высшего порядка не изменяют ориентацию дипольного момента и, следовательно, не могут легко, посредством разрешенных переходов, поглощать или испускать фотоны. В результате вращательная температура для этого движения будет находиться где-то между двумя пределами. Если частота столкновений равна нулю, то ее вращательная температура будет отражать ее зарождающееся (т. е. изначально сформированное) распределение вращательных состояний. Если частота столкновений не равна нулю, то вращательная температура в конечном итоге достигнет теплового равновесия со средой. Однако это может занять очень много времени, и другие, более эффективные процессы, такие как фотодиссоциация, могут прервать полную термализацию вращательных состояний.

Спектральный анализ указывает на два типа возможных носителей ДМП 6614 и 6196: сплюснутые, полярные, симметричные ПАУ или фуллерены. Вращательные константы зависят и от размера, и от вращательной температуры. Поэтому размер носителя не может быть однозначно определен только из спектрального анализа. Как обсуждалось в предыдущей работе (Bernstein et al. 2015), профиль ДМП зависит от произведения вращательных констант и температуры BT_{rot} , а не от их индивидуальных значений. По результатам моделирования мы можем попытаться ограничить T_{rot} и тогда определить константу B и, связанный с ней размер носителя. Минимальное значение в диапазоне возможных размеров соответствует наибольшей величине константы B и ограничено минимальной возможной вращательной температурой, $T_{\text{rot}} = 2.73$ К (температура реликтового излучения). Эта температура близка к $T_{\text{rot}} = 3.5$ К, которую мы определили для ДМП 6196 в HD 179406 для $B \sim 0.02$ см⁻¹. В таком случае размер носителя составляет $N_{\text{C}} \sim 20$ атомов углерода. Кандидатом на роль носителя ПАУ, наиболее подходящим по ограничениям формы, размера и полярности, является, например, кораннулен C₂₀H₁₀. Однако мы не можем исключить другие потенциальные носители, например, C₃₆H₁₂, вращательные константы которого примерно в два раза меньше, чем у кораннулена. Обе молекулы являются компактными ПАУ с большим дипольным моментом. Также можно рассматривать в качестве кандидатов на роль носителя все ионные и симметричные дегидрированные варианты этих молекул (например, симметрично дегидрированный C₂₀H₅ и полностью дегидрированный C₂₀. За исключением кораннулена (Hardy et al. 2017), количественная информация о возбужденных

электронных состояниях этих молекул, необходимая для этой оценки, пока недоступна. Rouille et al. (2008) измерили лабораторный спектр кораннулена и не наблюдали никаких полос поглощения в видимой области. Кораннулен был рассмотрен как потенциально распространенная межзвездная молекула, легко наблюдаемая в микроволновой области спектра из-за ее большого дипольного момента (Thaddeus 2006). Несколько попыток обнаружить межзвездный кораннулен в микроволновой области также оказались безуспешными (Thaddeus 2006; Pilleri et al. 2009).

Еще два кандидата на роль носителя – фуллерены $C_{20}H$ и $C_{28}H$, включая их нейтральные и ионные формы, также соответствуют ограничениям по размеру, форме и полярности со средними вращательными константами ~ 0.023 и ~ 0.013 cm^{-1} соответственно. Хотя фуллерены и компактные ПАУ имеют разную форму, они эквивалентны с точки зрения спектральной аппроксимации. Тем не менее, каждая молекула имеет уникальные энергии возбужденных электронных состояний и только одна из них имеет энергии перехода, соответствующие ДМП 6614 и 6196.

5.8.4. Фуллерен C_{60}^+

Один из аллотропов углерода, сферическая молекула фуллерена C_{60}^+ , представляет особый интерес для астрофизики. Kroto et al. (1985) сообщили об открытии нового состояния углерода, молекулы C_{60} и предположили, что молекула может служить основой для очень стабильных молекул, которые могут существовать в межзвездном пространстве и околозвездных оболочках. Десятилетие спустя была предпринята первая попытка найти C_{60}^+ в межзвездной среде (Foing & Ehrenfreund, 1994). Авторы сообщили об обнаружении двух межзвездных абсорбций на длинах волн 9577 и 9633 Å, почти совпадающих с длинами волн катиона C_{60} . Однако, отождествление нельзя было признать окончательным, поскольку лабораторные спектры C_{60}^+ были получены в твердотельных матрицах.

Jenniskens et al. (1997) и Galazutdinov et al. (2000b) указали на две трудности, связанные с поиском C_{60}^+ : (i) диапазон длин волн с межзвездными абсорбциями, предположительно образованными молекулой C_{60}^+ , содержит большое количество мощных линий, образованных в Земной атмосфере (теллурических); (ii) одна из двух главных полос, приписываемых C_{60}^+ (на 9633 Å) блендирована звездной линией Mg II, которая подвержена не ЛТР-эффектам в атмосферах горячих звезд. Авторы также отметили, что нет свидетельств обнаружения более слабых полос C_{60}^+ на 9429 и 9366 Å, причем теллурические линии особенно сильны в этом диапазоне длин волн. Galazutdinov et al. (2000b) сделали первую упрощенную попытку оценить влияние звездной линии Mg II – см. рисунок 5.73.

В 2010 году Sami et al. сообщили об обнаружении эмиссионных линий околозвездного происхождения фуллеренов C_{60} и C_{70} в инфракрасном спектре пекулярной планетарной туманности Tc1. Sellgren et al. (2010) сообщили о наблюдении нейтрального C_{60} в отражательной туманности NGC 7023, освещенной В-звездой HD 200775. Эта же туманность была позднее идентифицирована как источник эмиссий C_{60}^+ после открытия полос излучения на 6.4, 7.1, 8.2 и 10.5 мкм (Berné et al. 2013). Однако, молекула снова была обнаружена только в областях, наиболее близких к звезде. Все эти сообщения позволили надеяться, что C_{60}^+ будет обнаружен и в диффузных межзвездных облаках.

Интерес к открытию C_{60}^+ в межзвездных облаках возродился после опубликования лабораторных спектров этой молекулы, полученных в газовой фазе (Campbell et al. 2015). По данным авторов, в спектре C_{60}^+ наблюдаются четыре относительно сильные спектральные линии с центрами на 9365.9 ± 0.1 , 9428.5 ± 0.1 , 9577.5 ± 0.1 и 9632.7 ± 0.1 Å, с относительной интенсивностью 0.2, 0.3, 1.0 и 0.8 соответственно. Позднее, Campbell & Maier (2018) уточнили положение и интенсивность линий C_{60}^+ : 9365.2 ± 0.2 , 9427.8 ± 0.2 , 9577.0 ± 0.2 и 9632.1 ± 0.2 с относительной интенсивностью, распределенной как 0.26, 0.17, 1.00 и 0.84 соответственно.

Таким образом, слабая характеристика линия 9428 теперь слабее, чем на 9365 Å в отличие от результатов, представленных в 2015 году. Также Campbell et al. (2016) сообщили об обнаружении еще одной слабой линии C_{60}^+ на 9348.5 Å (всего 1/10 интенсивности самой сильной полосы 9577). Walker et al. (2015, 2016) сообщили об обнаружении ДМП 9632, 9577, 9428, 9365 и 9348 в спектрах звезд HD 46711, HD 169454, HD 183143 и заявили об идентификации этих диффузных полос как линий C_{60}^+ . Анализ возможного влияния звездных линий и контроль переменности отношения интенсивностей ДМП выполнен не был.

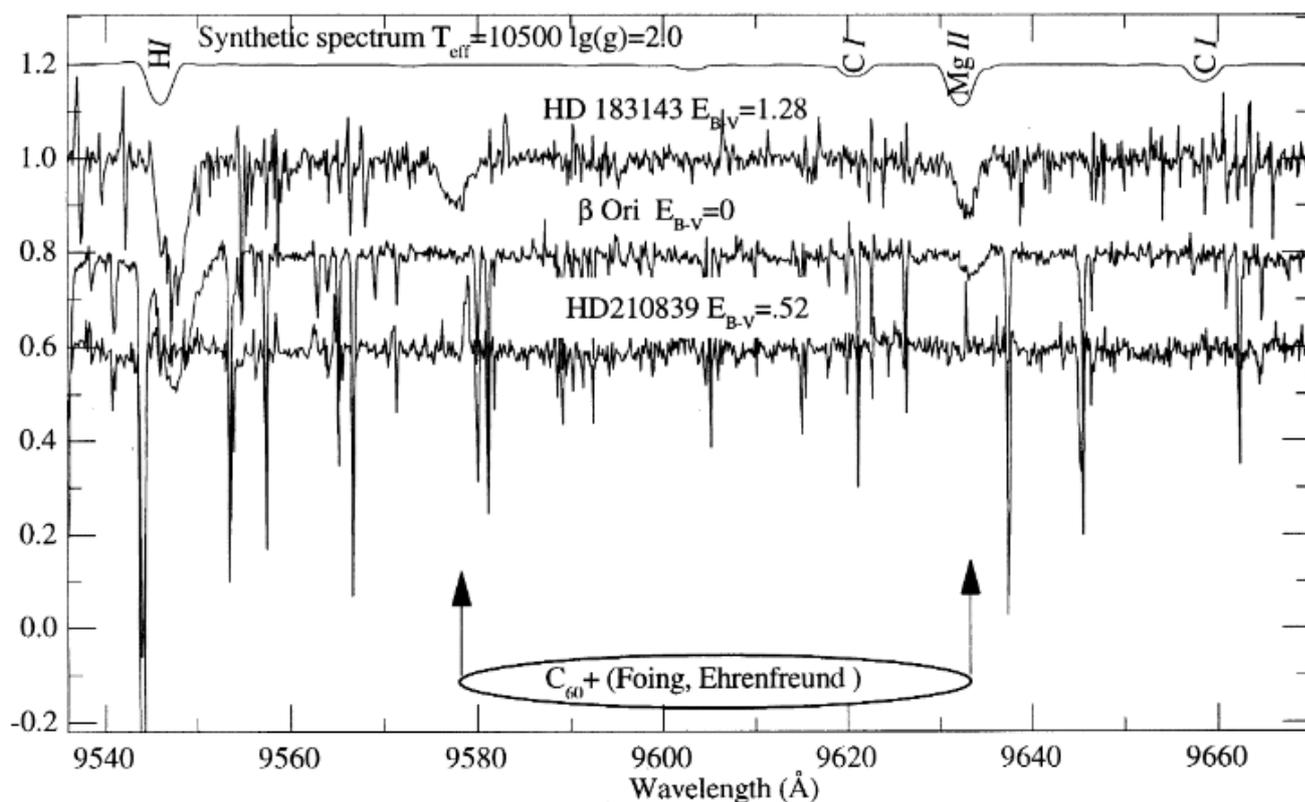


Рисунок 5.73. ДМП 9577 и 9633 в спектре покрасневшей звезды HD 183143. Влияние теллурических линий скорректировано с помощью теллурического стандарта (“дивайзер»), непокрасневшей звезды HD 120315 (B3 V, $v \sin i = 205$ км/с): Обратите внимание на блендирование ДМП 9633 звездной линией Mg II, которая особенно сильна в сверхгигантах поздних классов В, как это видно в синтетическом звездном спектре (вверху). Влияние Mg II частично исправлено делением на B3 V дивайзер HD120315, в котором линия Mg II тоже присутствует. В спектре непокрасневшей звезды β Ori после деления на HD120315 виден остаток ($EW = 80$ мÅ) линии Mg II. Удивительно, но обе ДМП не обнаружены в спектре очень горячей (спектральный класс O6) быстро вращающейся покрасневшей звезды HD 210839 с очень сильными диффузными полосами в оптическом спектре. (Galazutdinov et al. 2000b)

Подчеркнем, что HD 183143, один из главных источников данных в работах Walker et al. (2015, 2016), несмотря на очень богатый межзвездный спектр с мощными ДМП, не является

хорошим выбором для поиска новых диффузных полос и определения их параметров. Как было показано в обзорах диффузных полос (Galazutdinov et al. 2000a; Hobbs et al. 2009), не всегда можно однозначно разделить звездные линии и ДМП в спектре этого относительно холодного и медленно вращающегося белого гипергиганта, классифицируемого как В6-В8 Ia-0 (Chentsov 2004). Кроме того, все ДМП в спектре этой звезды, на самом деле, являются блендой диффузных полос, образованных в двух разных межзвездных облаках (рисунок 5.74).

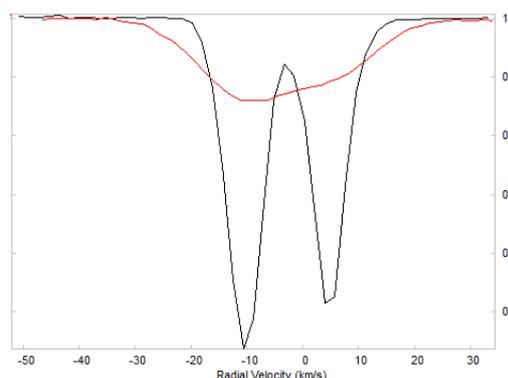


Рисунок 5.74. Профили межзвёздного калия 7699 Å и ДМП 6196 HD 183143 в шкале лучевых скоростей.

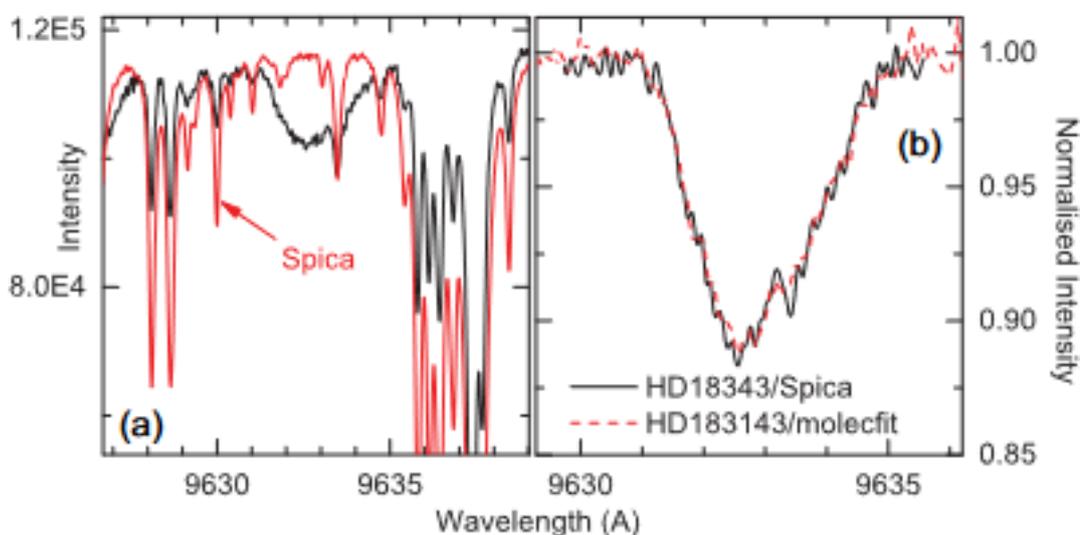


Рисунок 5.75. (a) Спектры HD 183143 и Спика в области ДМП 9633. (b) Сравнение профилей ДМП 9633 после удаления теллурических линий с помощью Спика и программы MOLECFIT

В Galazutdinov et al. (2017) мы представили наиболее тщательный, на сегодняшний день, анализ спектров в области поиска предполагаемых линий C_{60}^+ . Для анализа были отобраны спектры 19 покрасневших звезд, полученные на спектрографе UVES (таблица 70). Разрешающая

способность составила 80000 в диапазоне линии Mg II 4481.2 Å и 110000 в ближнем ИК-диапазоне.

При наблюдениях с помощью наземных приборов ближний ИК-диапазон длин подвержен сильному загрязнению теллурическими линиями. Для их устранения мы применили классический метод, основанный на использовании спектра непокрасневшей, горячей и желателью быстро вращающейся звезды. Процедура, имплементированная в систему обработки астрономических спектров DECH позволяет учитывать разницу как интенсивности, так и положения наблюдаемых теллурических линий в обрабатываемом спектре и спектре дивайзера.

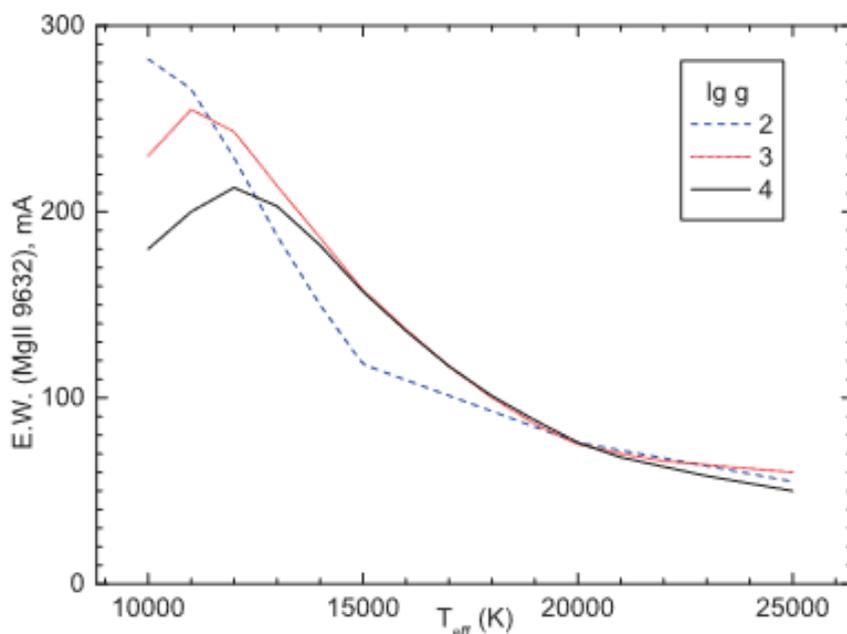


Рисунок 5.76. Изменение эквивалентной ширины линии Mg II 9632 Å, рассчитанной с учетом не-ЛТР эффектов, при изменении параметров звезды. Расчеты выполнялись для солнечного хим. состава и фиксированного значения микротурбулентной скорости 5 км/с. В общем случае микротурбулентная скорость увеличивается с ростом температуры и уменьшением силы тяжести.

В качестве дивайзера мы использовали спектры Спики (HD 116658), тоже полученные с помощью спектрографа UVES. Tkachenko et al. (2016) опубликовали обширное исследование этой тесной двойной системы, которая имеет орбитальный период ~4 дня, а также: эффективные температуры 25300 ± 500 К и 20900 ± 500 К, логарифмы силы тяжести 3.71 ± 0.10 и 4.15 ± 0.15 , скорости вращения $v \sin i$ 165.3 ± 4.5 км/с и 58.8 ± 1.5 км/с для главного и вторичного компонентов системы соответственно.

При удалении теллурических линий сложный и переменный спектр Спики может вносить нежелательные искажения, особенно в относительно широкие профили, такие как у ДМП 9633.

Пример спектров покрасневшей звезды HD183143 и Спики в области ДМП 9633 показан на рисунке 5.75(a).

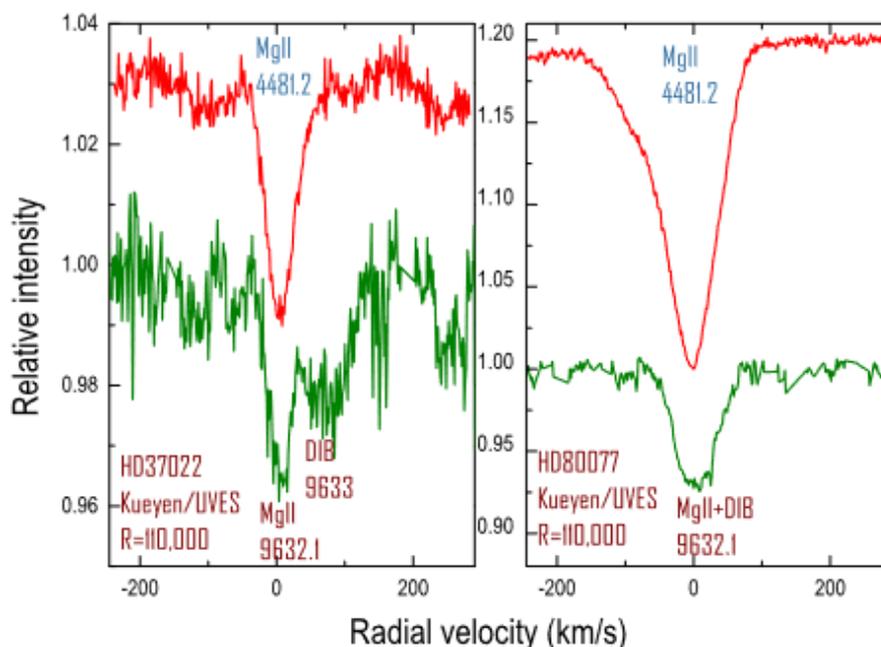


Рисунок 5.77. Звездная линия Mg II 4481.2-Å и ДМП 9633 в шкале лучевых скоростей. Присутствие линии Mg II 9632 Å рядом с ДМП очевидно для HD 37022. Напротив, две спектральные особенности идеально совпадают в случае HD 80077, т.е. ДМП, на самом деле, намного слабее, чем кажется.

Отсутствие звездной линии в спектре Спики очевидно. Однако, чтобы проверить это, мы протестировали специальную программу для удаления теллурических линий MOLECFIT (Smette et al. 2015). На рисунке 5.75(b) показано превосходное совпадение профилей ДМП 9633, очищенных от теллурических линий обоими способами. Такой же результат был получен и для трех других полос, предположительно образованных молекулой C_{60}^+ .

Очевидно, звезды подсветки, которые мы используем, не являются идеальными фоном для измерения межзвездного спектра из-за наличия у них собственных спектральных линий. Блендирование профиля ДМП 9633 звездной линией Mg II, хотя оно и обсуждалось в прошлом (Galazutdinov et al. 200b), но никогда не оценивалось должным образом. Оценки интенсивности линии Mg II 9632 Å осложняются наличием не-ЛТР эффектов в атмосферах горячих звезд. Вариации этой линии однократно ионизованного магния с изменением звездных параметров (для химического состава, равного солнечному) показана на рисунке 5.76. Однако учет влияния линии Mg II 9632 Å не всегда обязателен. В некоторых случаях линия Mg II, на самом деле, слабая, неглубокая и более широкая, чем ДМП 9633, из-за быстрого вращения и/или высокой гравитации (например, HD 145502, см. таблицу 70). В таком случае, она не может заметно исказить профиль ДМП 9633.

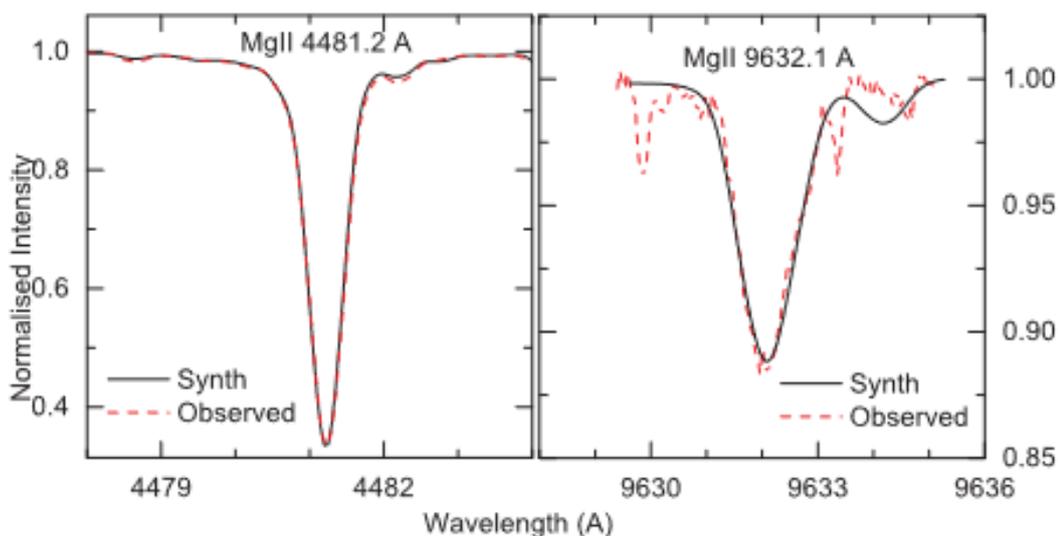


Рисунок 5.78. Профили линий Mg II 4481.2 и 9632.1 Å (красные) в спектре Сириуса, вместе с соответствующим синтетическим спектром (черный). Исправленные силы осцилляторов приведены в таблице 71.

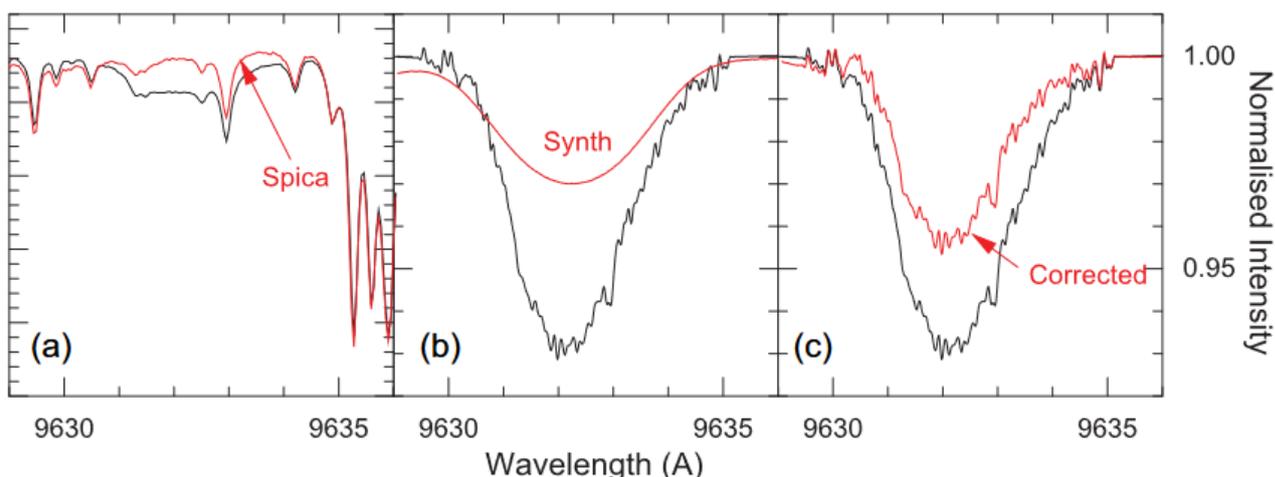


Рисунок 5.79. Последовательные этапы коррекции профиля ДМП 9633 на примере HD80077. **(a)** Начальный этап: исходный спектр, загрязненный сильными теллурическими линиями, показан вместе со спектром Спика, служащей дивайзером. **(b)** Профиль ДМП с удаленными теллурическими линиями (черный). Плавная красная кривая - синтетический не-ЛТР профиль звездной линии Mg II 9632 Å, рассчитанный с параметрами, указанными в таблице 70. **(c)** Заключительный этап: профиль ДМП 9633 после учета линии Mg II показан вместе с неисправленным профилем.

Существуют особые случаи, когда бленда ДМП 9633 и Mg II может быть легко разрешена. Это может произойти, например, когда имеется большая разница между лучевой скоростью фоновой звезды и скоростью изучаемого межзвездного облака велика как например в спектре HD 37022 (рисунок 5.77). С другой стороны, даже сильная звездная линия может находиться полностью внутри профиля ДМП, когда лучевые скорости звезды и облака близки (рисунок 5.77).

Все же, во многих случаях звездная линия ионизированного магния может сильно исказить профиль ДМП 9633. Чтобы контролировать вклад линии Mg II 9632 в общий с ДМП 9633 профиль, мы сначала уточнили силу осциллятора линии Mg II 9632.1 Å, поскольку параметры линий в этой области спектра неточны – исследования звездных спектров в этой области длин волн не слишком популярны из-за мощных теллурических линий. Для коррекции силы осциллятора линии Mg II 9632.1 мы использовали высококачественный спектр Сириуса, в котором хорошо видны как нейтральные, так и ионизированные линии магния. Сначала оценивалось содержание магния в звезде с помощью хорошо изученных линий 4703.0, 5183.6, 5528.4 Å (Mg I) и 4481.2 Å (Mg II). Затем сила осциллятора линии Mg II 9632 Å (таблица 71) корректировалась путем подгонки модельного профиля к наблюдаемому спектру (рисунок 5.78).

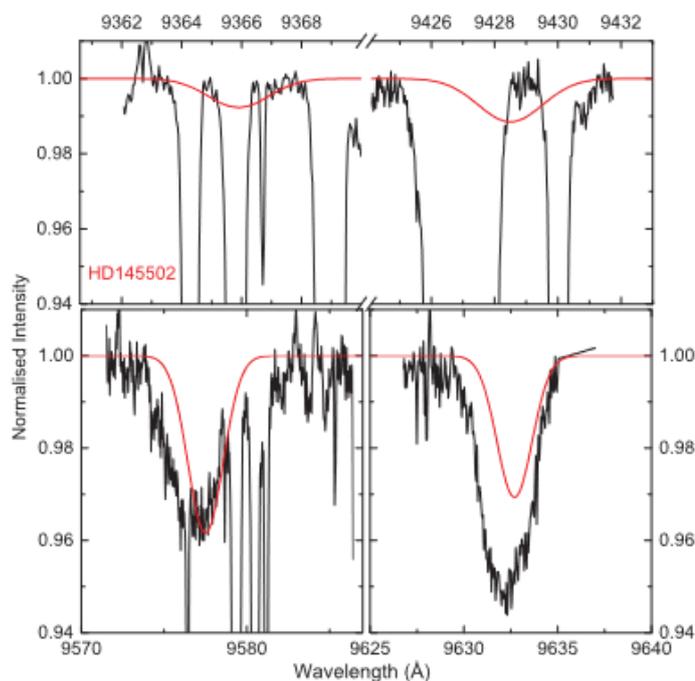


Рисунок 5.80. HD 145502. Профили Гаусса имитируют лабораторный спектр S_{60}^+ , с длинами волн, ширинами и отношением интенсивностей (нормализованными на глубину ДМП 9577) из Campbell et al (2016).

Основные звездные параметры звезд выборки (эффективная температура, логарифм силы тяжести, скорость вращения, химический состав) были определены с помощью программы STAR (Menzhevitski et al. 2014), которая учитывает не-ЛТР эффекты для H I, He I, He II, C II, C III и Mg II. Гидростатические модели звездных атмосфер были рассчитаны с помощью программы ATLAS 12 (Castelli & Kurucz, 2004), не-ЛТР населенности для вышеупомянутых элементов были получены с помощью программного пакета NONLTE 3 (Sakhbullin, 1983). Величина не-ЛТР эффектов и химический состав исследуемых звезд были вычислены путем анализа выборки

атомных линий, расположенных в диапазонах длин волн, свободных от теллурических линий и имеющих хорошо определенные параметры, например, H ϵ -H δ , He I 4009.2, 4026.2, 4387.9, 4471.5, 4713.2, 4921.9, 5047.8 Å, He II 4199.8, 4541.6 Å, C II 3918.9, 3920.8, 4266.9 Å, C III 4651.5, 4665.9 Å, Mg II 4481.2 Å.

Основные параметры наблюдаемых звезд и полученные содержания ряда химических элементов приведены в таблице 70. Подтверждено, что учет звездной линии Mg II 9632 Å может существенно уменьшить эквивалентную ширину ДМП 9633 Å (рисунок 5.79).

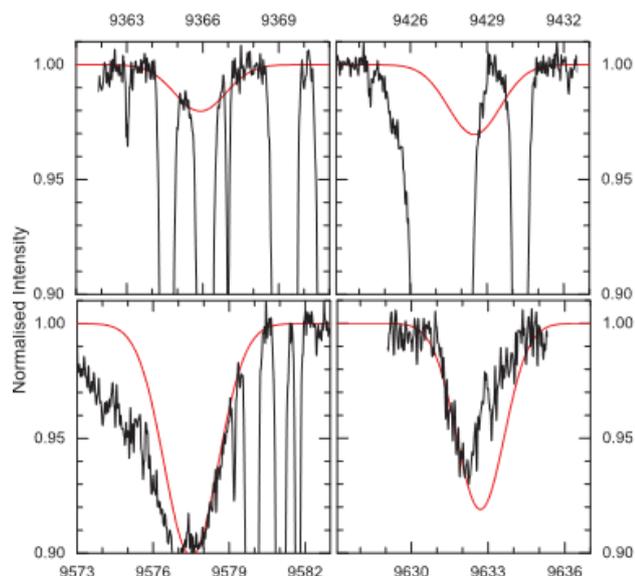


Рисунок 5.81. То же самое, что на рисунке 5.80, но для HD183143.

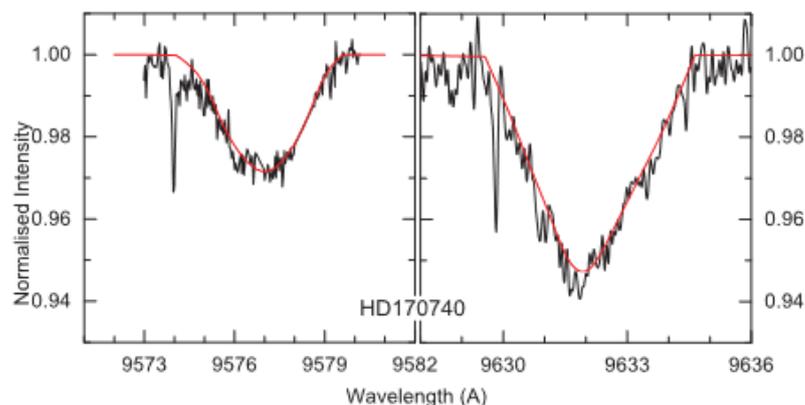


Рисунок 5.82. ДМП 9577 и 9633 в HD170740 (профили после всех коррекций, в одинаковой шкале ординат). ДМП 9633 в 1.6 раза сильнее чем ДМП 9577, тогда как, по лабораторным данным, соотношение интенсивностей должно составлять 0.8 (Campbell et al. 2016)! Подчеркнем, что до коррекции вклада звездной линии Mg II отношение интенсивностей достигало 1.9.

Диффузная полоса 9577 свободна от блендирования звездными линиями во всех звездах выборки. Результаты поиска и анализа ДМП, возможно связанных с C $_{60}^+$, собраны в таблице 72

(Galazutdinov et al. 2017): эквивалентные ширины ДМП 9633 даны в двух вариантах: без учета влияния линии Mg II и, с его учетом. Результаты анализа данных из таблицы 72 следующие:

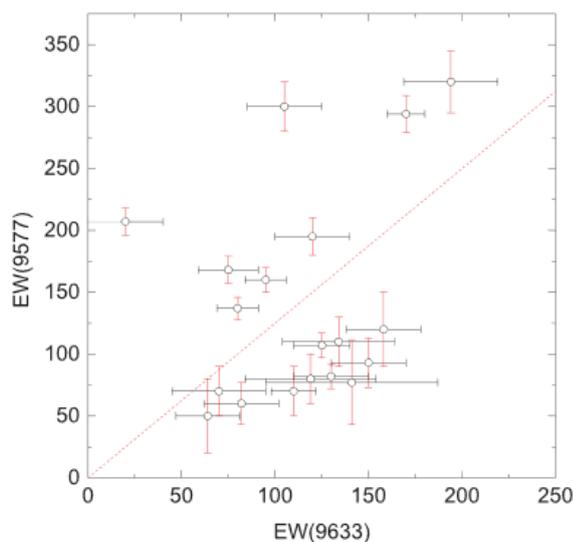


Рисунок 5.83. Сравнение эквивалентных ширин ДМП 9633 и 9577 Å. Пунктирная линия соответствует лабораторному отношению интенсивностей ДМП9633/ДМП9577 = 0.8. Разброс данных существенно выше ошибок измерений.

(i) Отношение эквивалентных ширин ДМП 9633 и 9577 меняется в широких пределах: см. таблицу 72 и рисунки 5.80, 5.81 и 5.82, тогда как отношение интенсивностей ДМП 57977/9633, согласно лабораторным данным, должно составлять 0.8 (с уровнем неопределенности ~20% по оценке Walker et al. 2016). Таким образом, корреляция между интенсивностями ДМП 9577 и 9633 слабая, хуже, чем почти для любой другой пары достаточно сильных ДМП (рисунок 5.83);

(ii) Нам не удалось обнаружить две более слабые линии на 9428 и 9366 Å (см. рисунки 5.80, 5.81, 5.82), которые видны в лабораторном спектре C_{60}^+ ;

(iii) «Межзвездные» длины волн ДМП 9633 и 9577 переменны, причем они меняют свое положение не в унисон; то есть расстояние между ними заметно колеблется;

(iv) Форма профиля обеих полос переменна. В частности, в нескольких случаях были обнаружены асимметричные профили, что не наблюдается в лабораторном спектре C_{60}^+ .

Теоретически, низкая корреляция ДМП 9633 и 9577 может быть объяснена переменным от объекта к объекту вкладом дополнительной ДМП, положение которой (почти) совпало с положением ДМП 9577 или 9633. Однако, для подтверждения обнаружения C_{60}^+ в диффузных облаках необходимо объяснить причины несоответствия центральных длин волн ДМП лабораторным значениям, хаотической переменности длин волн ДМП, и отсутствие диффузных полос, соответствующих более слабым линиям C_{60}^+ .

В работе Galazutdinov & Krelowski (2017) мы предприняли очередную попытку обнаружения слабых ДМП, соответствующих линиям 9365 и 9427 лабораторного спектра C_{60}^+ .

Использовались спектры очень высокого качества, полученные на телескопе CFHT, т.е. на высоте 4100 м над уровнем моря, где интенсивность теллурических линий существенно ниже, чем в обсерваториях на более низкой высоте. Мы уточнили длин волн ДМП, предположительно связанных с C_{60}^+ и измерили их эквивалентные ширины и FWHM (таблица 73). В результате анализа наблюдательных данных мы обнаружили, что в области длин волн лабораторной линии C_{60}^+ 9366 Å видны две диффузные полосы с центрами на 9362.0 ± 0.1 Å и 9365.3 ± 0.1 Å с переменным от объекта к объекту отношением интенсивности. На длинах волн в области лабораторной линии C_{60}^+ 9428 Å межзвездных абсорбции обнаружить не удалось, хотя в лабораторном спектре линия 9428 сильнее, чем линия C_{60}^+ 9366 Å.

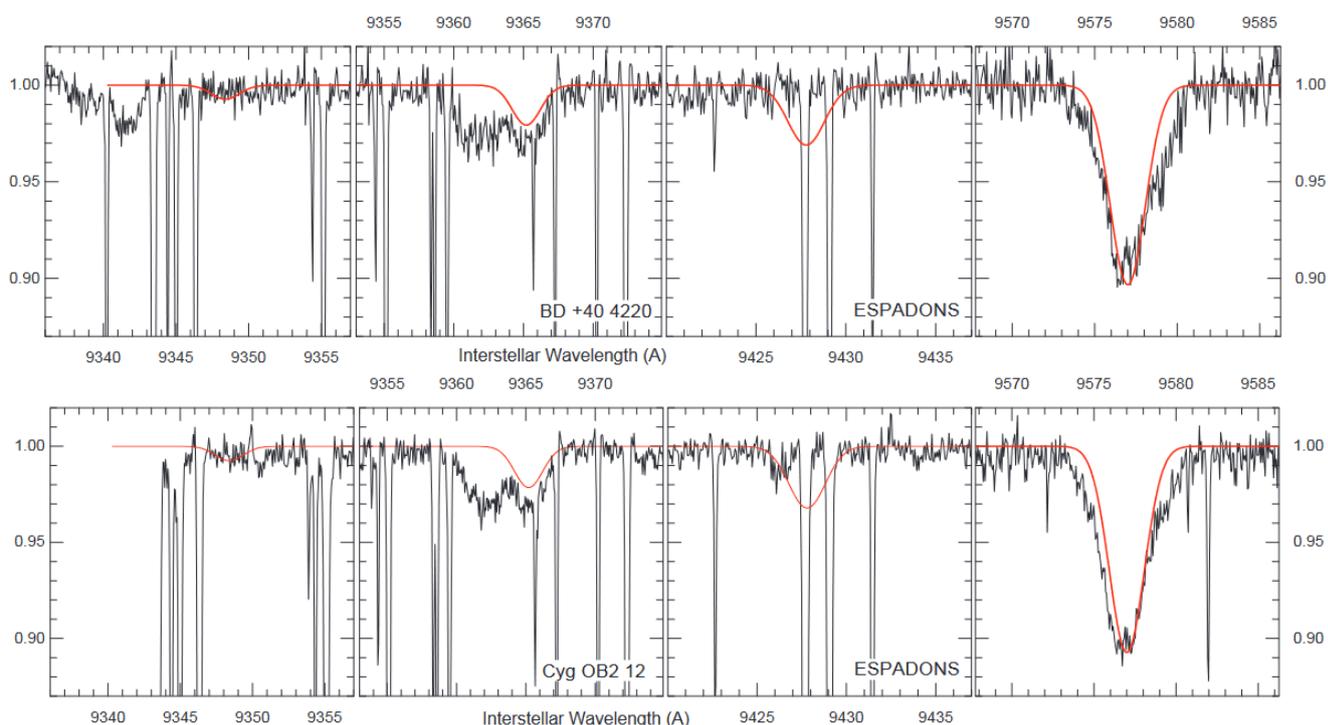


Рисунок 5.84. Диффузные полосы показаны вместе с гауссианами, которые имитируют положения, ширину и относительную интенсивность лабораторных линий по данным Campbell et al. (2016). Обратите внимание на отсутствие межзвездных абсорбций на месте линии C_{60}^+ 9428 Å.

Самая слабая в лабораторном спектре линия 9348.4 Å находится ниже уровня обнаружения во всех измеренных спектрах. Мы еще раз оценили отношение интенсивности ДМП 9577/9365 и подтвердили ее переменность. Эти факты противоречат гипотезе общего происхождения этих ДМП.

В 2018 году Campbell & Maier очередной раз уточнили параметры лабораторного спектра C_{60}^+ . Согласно новым данным, длины волн линий молекулы таковы 9365.2 ± 0.2 , 9427.8 ± 0.2 , 9577.0 ± 0.2 и 9632.1 ± 0.2 с распределением относительных интенсивностей 0.26, 0.17, 1.00, and 0.84 соответственно. Таким образом, относительная интенсивность линии C_{60}^+ 9428

уменьшилась почти вдвое, а относительная интенсивность линии C_{60}^+ 9365 увеличилась на 30%. Данные C_{60}^+ 2018 года лучше соответствуют наблюдаемому межзвездному спектру, если не считать линию 9428 Å. Как видно на рисунке 5.84, в астрономическом спектре на этой длине волны видны только остатки теллурических линий.

Несмотря на указанные выше логические несоответствия, общепринято считать, что катион фуллерена C_{60} отождествлён, т.е. именно эта молекула является носителем ДМП 9577, 9633 и 9428. Главным доказательством этого считаются результаты наблюдений, выполненных с помощью спектрографа STIS, установленного на космическом телескопе Hubble (Cordiner et al. 2019). К сожалению, в наблюдаемый диапазон не попала полоса 9577, одна из двух самых сильных полос, предположительно связанных с C_{60}^+ . По этой причине невозможно проверить соотношение интенсивности ДМП 9577/9633. Соотношения интенсивностей других ДМП также отличаются от лабораторных (см. рисунки 2 и 3 в Cordiner et al. 2019). Также нет детального анализа влияния звездных линий. В качестве паллиатива показан спектр непокрасневшей звезды 69 Cyg с близкими, но не совпадающими физическими параметрами и химическим составом. Для таких слабых особенностей как ДМП 9365 и ДМП 9428 оценить влияние звездного спектра вряд ли возможно, особенно учитывая качество спектров: спектральное разрешение составляет лишь 10000. Поэтому мы считаем преждевременным признание обнаружения молекулы C_{60}^+ в диффузных облаках.

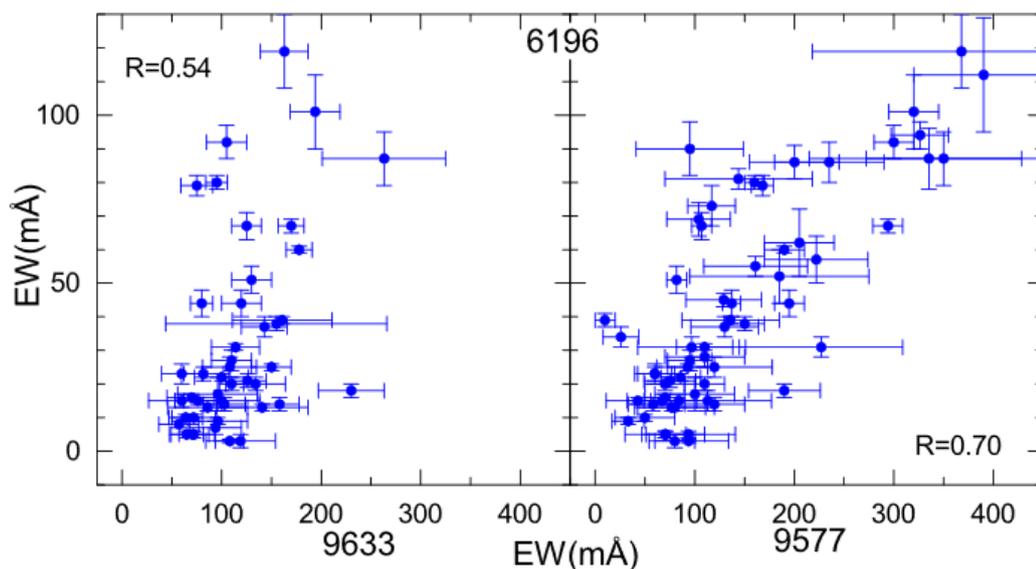


Рисунок 5.85. Сравнение эквивалентных ширин ДМП 9577, 9633 и узкой диффузной полосы 6196. Указан коэффициент корреляции.

В следующей публикации Galazutdinov et al. (2021) мы оценили уровень корреляции диффузных полос 9577 и 9633 с другими компонентами межзвездной среды. Были впервые изучены корреляции этих ДМП с эквивалентными ширинами и/или лучевыми концентрациями

H I, Ca I, Fe II, Na I, Ti II, CN, CH, CH⁺ и C₂, а также с ДМП 5780, 5797, 6196, 6269, 6284 и 6614. Были изучены спектры 62 звезд (таблица 74), для которых была сделана коррекция вклада линии Mg II в профиль ДМП 9633 или сделан вывод о незначительности такового.

Результаты анализа выявили низкий коэффициент корреляции между интенсивностью ДМП 9577, 9633 и почти всеми вышеуказанными особенностями. В частности, ДМП 9577 и 9633 плохо коррелируют с нейтральным водородом, молекулярным углеродом и простыми молекулами. Любопытно, что ДМП 9577 и 9663 показывают относительно высокую корреляцию как с ДМП 6196 (рисунок 5.85) так и с ДМП 6614. Это косвенно подтверждает общее происхождение последних. Есть и на то, что 9633 и 9577 сильнее в облаках σ -типа, что характерно для широких диффузных полос, которые сильны в объектах, где поток ультрафиолетового излучения от очень горячих близлежащих звезд играет важную роль.

Итак, по нашему мнению, основанному на вышеописанных результатах, для окончательного признания C₆₀⁺ носителем диффузных полос в области 9365 – 9632 Å необходимы дальнейшие исследования как астрономов (тщательный учет влияния звездных линий), так и специалистов в области молекулярной спектроскопии (изучить возможные причины переменности соотношений интенсивности линий молекулы).

Резюме

1. Доказано, что для изучения профилей ДМП и установления их точных длин волн необходимо использовать спектры без видимого доплеровского расщепления в профилях межзвёздных линий калия K I и молекулы CH;
2. Определены точные длины волн 271 ДМП в видимой области спектра, 100 из них обнаружено впервые;
3. Определены точные длины волн 14 ДМП в инфракрасной области спектра, 6 из них обнаружено впервые;
4. Создан атлас профилей выборки межзвездных линий в спектрах 186 OB-звезд с разрешением 75000. Вычислены эквивалентные и ширины, лучевые концентрации и лучевые скорости. Уточнен спектральный класс и выполнена оценка расстояния до звезд тремя методами. Из звезд обзора выделено 65 «одно-облачных» объектов и 8 объектов с серой экстинкцией. Измерены параметры межзвёздных линий.
5. Изучены очень широкие ДМП 4430, 4882, 5450, 5779 и 6175 Å. Выявлена хорошая корреляция широких ДМП с атомарным газом и межзвездных покраснением. ДМП 6175 показал высокую корреляцию с некоторыми узкими ДМП, в частности с ДМП 6284.

Создан атлас профилей этих ДМП, полученные для 43 покрасневших ОВ-звезд. Показано, что широкие ДМП ослаблены в экстремальных ζ -облаках.

6. Получены профили высокого разрешения для многих ДМП. Выявлены характерные детали профилей, показано что профили некоторых ДМП более чувствительны к изменению физических условий в облаке.
7. Интенсивности почти всех ДМП (не только ДМП 8620, рассмотренного ранее) коррелируют с покраснением $E(B-V)$. Вышеуказанное справедливо, если усредняется большое количество межзвездных облаков. Отдельные облака могут быть пекулярными, т.е. разброс, наблюдаемый на графиках $EW(\text{ДМП}) - E(B-V)$, имеет физическое происхождение.
8. Сделан вывод о локализации носителей ДМП в более плотных, компактных областях H I облаков. Вероятно, потенциалы ионизации и диссоциации гипотетических носителей ДМП находятся между потенциалом ионизации калия 4.341 эВ и потенциалом ионизации водорода 13.595 эВ.
9. Выявлена высокая корреляция $EW(\text{ДМП})$ с H_2 , CN, причем узкие ДМП показывают более высокую корреляцию. Вероятно, носители узких ДМП находятся в более плотных, холодных областях облака.
10. Выявлено отсутствие связи между $EW(\text{ДМП})$ и CN, CN+.
11. Обнаружена связь между вращательной температурой молекулы C_2 и шириной ДМП 5797 и 6614, т.е. носителями этих полос могут быть центросимметричные молекулы. Для ДМП 4964 и 5850 показано отсутствие такой связи. Возможно их носителями являются полярные молекулы.
12. Доказано отсутствие связи между покраснением и лучевой концентрацией молекулы C_3 . Показано, что C_3 наблюдается только в ζ -облаках.
13. Показано, что эквивалентная ширина ДМП не меняется при изменениях электронной концентрации в диапазоне от 0.1 до 2.5 см^{-3} . Вывод: либо носители ДМП могут наблюдаться только на одной стадии ионизации, либо ДМП локализованы в областях облаков (например, ядрах или коронах облаков), для которых мы не можем определить электронную плотность.
14. Обнаружена быстрая переменность ряда узких ДМП (5797, 6234, 6614) в спектре HD188209. В среднем, интенсивность меняется в два раза на шкале лишь двое суток, т.е. можно утверждать о возможности синтеза носителей некоторых ДМП в околозвездных оболочках, т.е. об устойчивости носителей ДМП к излучению.
15. На основе анализа спектров звезд Ae/Be Хербига сделано предположение о возможности существования носителей ДМП около этих звезд.

16. Обнаружена переменность межзвездных линий Ca I и Fe I в спектре HD73882. В других межзвездных линиях переменность не обнаружена, т.е. на луче зрения появилось облако типа CaFe (Bondar et al. 2007).
17. Обнаружено красное смещение некоторых ДМП в спектрах объектов из Ori OB1 и расщепление профилей некоторых ДМП в спектрах объектов из Sco OB2. Показана положительная связь расширения и расщепления ДМП с вращательной температурой двухатомных молекул, т.е. механизм накачки носителей ДМП подобен таковому для простых молекул.
18. Сделано сравнение лабораторных газофазных спектров 14 углеродных цепочек ($C_{2n}H$ ($n=3-6$), $HC_{2n}H^+$ ($n=2-4$), $NC_{2n-2}N^+$ ($n=3, 4$)), C_6^- , C_7^- , C_8^- и C_9^- . Показано, что их лучевая концентрация в среднем не превышает 10^{12} см^{-2} . Обнаружено сходство профиля ДМП 5959.5 с профилем молекулы NC_4N^+ что свидетельствует в пользу гипотезы о том, что носителями узких ДМП могут быть линейные углеродные молекулы. Показано совпадение длины волны линии молекулы HC_4H^+ со слабой диффузной полосой 5069 Å. Однако, разная форма профилей молекулы и ДМП не позволяет сделать вывод об успешном отождествлении. Доказана ошибочность отождествления ДМП 4882 и ДМП 5450 с молекулой *l*- C_3H_2 .
19. Выполнено сравнение спектров 10 катионов и 12 нейтральных ПАУ, изолированных в неоновой матрице, с астрономическими спектрами. Сделаны оценки верхнего предела лучевой концентрации. Не обнаружено однозначных соответствий между линиями в лабораторных спектрах и ДМП. Оценен верхний предел лучевой концентрации для каждого случая. Обнаружено сходство профилей ПАУ и ДМП что свидетельствует в пользу гипотезы ДМП-ПАУ.
20. Детальное исследование показало, что сообщение об обнаружении катионов межзвездного нафталина $C_{10}H_8^+$ и антрацена $C_{14}H_{10}^+$ в межзвездных облаках (Iglesias-Groth et al., 2008, 2010) ошибочно. Оценен верхний предел лучевой концентрации для каждой молекулы: 2.16×10^{12} и $1.4 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$ для нафталина и антрацена соответственно.
21. С помощью деконволюции и моделирования профилей ДМП 6614 и 6196 доказано, что они имеют общий носитель, причем ДМП 6614 представляет собой бленду, включающую слабую ДМП на длине волны $\sim 6614.2 \text{ Å}$. Предложены возможные кандидаты на роль носителей этих ДМП, например, кораннулен $C_{20}H_{10}$ или фуллерены $C_{20}H$ и $C_{28}H$.
22. По результатам исследования диффузных полос в диапазоне 9365 – 9632 Å мы пришли к выводу о преждевременности признания C_{60}^+ носителем диффузных полос в этой области спектра.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Основные результаты спектроскопических исследований Галактической межзвездной среды в оптическом диапазоне спектра:

1. Создана авторская методика работы со спектрами высокого разрешения с учетом специфики, связанной с исследованиями межзвездных спектров, «впечатанных» в спектр звезды подсветки.
2. Предложен метод измерения расстояний в Галактическом диске, основанный на измерениях эквивалентных ширин линий H и K межзвездного ионизованного кальция (уравнение 2.1). Ограничением метода является возможное влияние эффекта насыщения, поэтому возможно использование объектов, в которых отношение эквивалентных ширин линий H и K подчиняется правилу $EW(K)/EW(H) > 1.3$;
3. Предложен метод измерения расстояний в Галактическом диске, основанный на измерениях эквивалентных ширин линии 3383.759 \AA межзвездного ионизованного титана (уравнение 2.2);
4. Предложен метод исследования кинематики тонкого диска Галактики, основанный на наблюдениях межзвездных линий Ca II H и K. Метод позволяет измерить как лучевые скорости, так и расстояния до межзвездных облаков. Метод применен для звезд тонкого диска на галактических долготах 135° и 180° . В результате получена кеплеровская (не плоская) кривая вращения тонкого диска Галактики, построенная по межзвездным облакам;
5. В спектре звезды ζ Ori с очень высоким отношением сигнал/шум ($S/N \sim 3500$) впервые обнаружена и измерена абсорбционная линия межзвездного метастабильного гелия. Предположительно, линия образуется в области ударной волны, в относительной близости от звезды.
6. Изучена структура скопления Плеяды. Сделан вывод о вытянутой по лучу зрения структуре скопления. Часть объектов Плеяд показывает наличие эффекта серой экстинкции. Вероятно, Плеяды являются результатом слияния двух разных скоплений.
7. Обнаружены уникальные компактные облака типа CaFe. Это оптически тонкие облака без эффекта обеднения, свободные от пыли и каких-либо других компонент МЗС, кроме кальция и железа в газовой фазе, с относительно высокой плотностью электронов $n_e \approx 1 \text{ см}^{-3}$.
8. В направлении на HD 169454 нами обнаружено восемь колебательных полос молекулы C_3 , семь из которых наблюдались в астрофизических объектах впервые. Четыре из этих полос обнаружены также в направлении на HD 73882 и HD 154368. Согласно нашим вычислениям, лучевая концентрация в направлении на HD 169454 составляет $N(C_3) = (6.6 \pm 0.2) \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$. Анализ спектра показал, что возбуждение молекулы имеет две температурные компоненты;

$T_{\text{exc}} = 22 \pm 1$ К для состояний с низким J и $T_{\text{exc}} = 187 \pm 25$ К для высоких уровней J . Вращательное возбуждение S_3 достаточно хорошо объясняется моделями, включающими неупругие столкновения и радиационную накачку в дальней инфракрасной области. Эти модели дают газокинетические температуры, сравнимые с найденными для T_{exc} . Результат важен для понимания процессов образования углеродных цепочек и вероятной связи этого типа молекул с диффузными межзвездными полосами.

9. В направлении на CD -32 4348, HD 63804, HD 78344 и HD 80077 обнаружены полосы $A^3\Pi-X^3\Sigma^- (0, 0)$ и $(1, 0)$ молекулы OH^+ . Всего обнаружено семь абсорбционных полос, шесть из них идентифицируются впервые. Точное определение лучевой концентрации OH^+ позволило сделать вывод, что степень ионизации космическими лучами ζ_p в четырех изученных нами полупрозрачных облаках, богатых OH^+ , составляет около $\sim 1.0 \times 10^{-16} \text{ c}^{-1}$. Нам удалось идентифицировать как OH^+ две линии, ранее отмеченные как «не идентифицированные» в работе Bhatt & Sami (2015). Учитывая роль, которую OH^+ , как предполагается, играет в схемах образования межзвездной молекулы воды в газовой фазе, наши результаты будут полезны для теорий образования воды в МЗС в газовой фазе, поскольку образование воды в твердом состоянии в условиях полупрозрачных облаков представляется маловероятным (Torrolo et al. 2008).
10. Коэффициент корреляции между лучевыми концентрациями OH и CN достигает 0.99. Однако, существование тесной связи между этими молекулами требует дополнительных доказательств, поскольку есть исключения. Например, пекулярный объект HD 34078 показывает аномально сильную линию CN (либо аномально слабую линию OH – см. рисунок 3.12). Показано отсутствие корреляции между лучевыми концентрациями OH и CN^+ и слабая корреляция между $N(\text{OH})$ и $N(\text{CN})$.
11. Эмпирически определены длины волн и силы осцилляторов полосы B-X (1,0) молекулы CN . Эмпирически подтверждена корректность сил осцилляторов полос A-X и B-X молекулы CN . Показано, что сила осциллятора перехода CN A-X равна 506×10^{-5} , что согласуется с значением Larsson and Siegbahn (1983). Все определенные нами значения сил осцилляторов рекомендуются для определений лучевой концентрации CN . Вследствие хорошей корреляции между лучевыми концентрациями молекулы CN , OH , H_2 , молекула CN может использоваться в качестве удобного индикатора как для гидроксила, так и для молекулярного водорода, поскольку, в отличие от последних, линии CN легко доступны для измерений.
12. Показано отсутствие связи между $N(\text{CH}^+)$ и $N(\text{CH})$, $N(\text{H I})$, $N(\text{H}_2)$, $N(\text{H}_{\text{tot}})$, $E(\text{B-V})$. Обнаружена умеренная связь между $N(\text{H I})$, $N(\text{H}_2)$ и $E(\text{B-V})$. Однако, в некоторых пекулярных объектах соотношение этих компонентов МЗС отличается от средней (см. рисунок 3.17).

Эмпирически уточнены длины волн и силы осцилляторов линий переходов А-Х (2, 0), (3, 0) и (4, 0) молекулы CN⁺. Переход (0-0) использовался в качестве опорного.

13. Показано, что скорость турбулентции газа в полупрозрачных облаках незначительна. Как правило, лучевая концентрация молекулы CN может быть оценена с достаточной точностью при фиксированном значении параметра $b = 1$ км/с. Лучевая концентрация и температура возбуждения молекулы CN не коррелируют с E(B-V). Пылинки, по-видимому, не играют существенной роли в образовании и/или сохранении молекулы CN. Температуры возбуждения молекулы CN выше температуры T_{CMVR} в среднем на 0.24 К, т.е. механизм накачки существует повсюду в межзвездной среде. Например, в CaFe облаках, свободных от пыли и носителей диффузных полос, температура возбуждения CN может достигать очень высоких значений. Например, T_{exc}(CN) = 4.5 К в направлении на объект Tr 16 112. С другой стороны, поскольку превышение на 0.24 К довольно стабильно для самых разных объектов, можно также, предположить наличие ошибки в силах осцилляторов линий CN (или влияние не-ЛТР эффектов) и оставить для большей части (не всех!) объектов единственный механизм возбуждения вращательных уровней – реликтовое излучение.
14. Измерена самая слабая, на данный момент, из обнаруженных в оптике, полоса CN А-Х (3,0), свободная от эффектов насыщения.
15. Показано высокая корреляция между молекулами NH, CN and H₂. Вероятно, пылинки являются необходимым элементом для образования NH.
16. На длинах волн ~3242.40 и 3240.66 Å впервые обнаружены измерены линии молекулы SH и сделана оценка лучевой концентрации: $1.5 \pm 0.3 \times 10^{13}$ см⁻². Показано, что лучевая концентрация SH⁺ не превышает $\sim 6.0 \times 10^{12}$ см⁻².
17. Сделана оценка верхнего предела лучевой концентрации N(C₅)=1×10¹¹ см⁻², что более чем на порядок ниже лучевой концентрации молекулы C₃.
18. Сопоставление тщательно выверенного спектрального параллакса с Ca II расстоянием, в т.ч. для относительно далеких объектов, позволяет выявить случаи неселективной «серой» экстинкции. Можно предположить наличие крупной пыли в околозвездных дисках, возможно связанное с формированием планетной системы. Показано, что серая экстинкция – нередкое явление, которое может ослаблять свет звезд на несколько звездных величин.
19. Показано, что среди исследованных трех звезд трапеции Ориона одна (HD 37020) подвержена серой экстинкции, т.е. облако крупной пыли достаточно компактно и возможно, представляет собой околозвездный пылевой диск.
20. Доказано, что для изучения профилей ДМП и установления их точных длин волн необходимо использовать спектры без видимого доплеровского расщепления в профилях межзвездных линий калия K I и молекулы CN;

21. Определены точные длины волн 271 ДМП в видимой области спектра, 100 из них обнаружено впервые;
22. Определены точные длины волн 14 ДМП в инфракрасной области спектра, 6 из них обнаружено впервые;
23. Создан атлас профилей выборки межзвездных линий в спектрах 186 ОВ-звезд с разрешением $R=75000$. Вычислены эквивалентные и ширины, лучевые концентрации и лучевые скорости. Уточнен спектральный класс и выполнена оценка расстояния до звезд тремя методами. Из звезд обзора выделено 65 «одно-облачных» объектов и 8 объектов с серой экстинкцией. Измерены параметры межзвездных линий.
24. Изучены очень широкие ДМП 4430, 4882, 5450, 5779 и 6175 Å. Выявлена хорошая корреляция широких ДМП с атомарным газом и межзвездных покраснением. ДМП 6175 показал высокую корреляцию с некоторыми узкими ДМП, в частности с ДМП 6284. Создан атлас профилей этих ДМП, полученные для 43 покрасневших ОВ-звезд. Показано, что широкие ДМП ослаблены в экстремальных ζ -облаках.
25. Получены профили высокого разрешения для многих ДМП. Выявлены характерные детали профилей, показано что профили некоторых ДМП более чувствительны к изменению физических условий в облаке.
26. Интенсивности почти всех ДМП (не только ДМП 8620, рассмотренного ранее) коррелируют с покраснением $E(B-V)$. Вышеуказанное справедливо, если усредняется большое количество межзвездных облаков. Отдельные облака могут быть пекулярными, т.е. разброс, наблюдаемый на графиках $EW(\text{ДМП}) - E(B-V)$, имеет физическое происхождение.
27. Сделан вывод о локализации носителей ДМП в более плотных, компактных областях H I облаков. Вероятно, потенциалы ионизации и диссоциации гипотетических носителей ДМП находятся между потенциалом ионизации калия 4.341 эВ и потенциалом ионизации водорода 13.595 эВ.
28. Выявлена высокая корреляция $EW(\text{ДМП})$ с H_2 , CN , причем узкие ДМП показывают более высокую корреляцию. Вероятно, носители узких ДМП находятся в более плотных, холодных областях облака.
29. Выявлено отсутствие связи между $EW(\text{ДМП})$ и CN , CN^+ .
30. Обнаружена связь между вращательной температурой молекулы C_2 и шириной ДМП 5797 и 6614, т.е. носителями этих полос могут быть центросимметричные молекулы. Для ДМП 4964 и 5850 показано отсутствие такой связи. Возможно их носителями являются полярные молекулы.
31. Доказано отсутствие связи между покраснением и лучевой концентрацией молекулы C_3 . Показано, что C_3 наблюдается только в ζ -облаках.

32. Показано, что эквивалентная ширина ДМП не меняется при изменениях электронной концентрации в диапазоне от 0.1 до 2.5 см^{-3} . Вывод: либо носители ДМП могут наблюдаться только на одной стадии ионизации, либо ДМП локализованы в областях облаков (например, ядрах или коронах облаков), для которых мы не можем определить электронную плотность.
33. Обнаружена быстрая переменность ряда узких ДМП (5797, 6234, 6614) в спектре HD188209. В среднем, интенсивность меняется в два раза на шкале лишь двое суток, т.е. можно утверждать о возможности синтеза носителей некоторых ДМП в околозвездных оболочках, т.е. об устойчивости носителей ДМП к излучению.
34. На основе анализа спектров звезд Ae/Be Хербига сделано предположение о возможности существования носителей ДМП около этих звезд.
35. Обнаружена переменность межзвездных линий Ca I и Fe I в спектре HD73882. В других межзвездных линиях переменность не обнаружена, т.е. на луче зрения появилось облако типа CaFe (Bondar et al. 2007).
36. Обнаружено красное смещение некоторых ДМП в спектрах объектов из Ogi OB1 и расщепление профилей некоторых ДМП в спектрах объектов из Sco OB2. Показана положительная связь расширения и расщепления ДМП с вращательной температурой двухатомных молекул, т.е. механизм накачки носителей ДМП подобен таковому для простых молекул.
37. Сделано сравнение лабораторных спектров 14 углеродных цепочек в газовой фазе (C_{2n}H ($n=3-6$), HC_{2n}H^+ ($n=2-4$), $\text{NC}_{2n-2}\text{N}^+$ ($n=3, 4$)), C_6^- , C_7^- , C_8^- и C_9^- . Показано, что их лучевая концентрация в среднем не превышает 10^{12} см^{-2} . Обнаружено сходство профиля ДМП 5959.5 с профилем молекулы NC_4N^+ что свидетельствует в пользу гипотезы о том, что носителями узких ДМП могут быть линейные углеродные молекулы. Показано совпадение длины волны линии молекулы HC_4H^+ со слабой диффузной полосой 5069 \AA . Однако, разная форма профилей молекулы и ДМП не позволяет сделать вывод об успешном отождествлении. Доказана ошибочность отождествления ДМП 4882 и ДМП 5450 с молекулой *l*- C_3H_2 .
38. Выполнено сравнение спектров 10 катионов и 12 нейтральных ПАУ, изолированных в неоновой матрице, с астрономическими спектрами. Сделаны оценки верхнего предела лучевой концентрации. Не обнаружено однозначных соответствий между линиями в лабораторных спектрах и ДМП. Оценен верхний предел лучевой концентрации для каждого случая. Обнаружено сходство профилей ПАУ и ДМП что свидетельствует в пользу гипотезы ДМП-ПАУ.
39. Детальное исследование показало, что сообщение об обнаружении катионов межзвездного нафталина $\text{C}_{10}\text{H}_8^+$ и антрацена $\text{C}_{14}\text{H}_{10}^+$ в межзвездных облаках (Iglesias-Groth et al., 2008, 2010)

ошибочно. Оценен верхний предел лучевой концентрации для каждой молекулы: 2.16×10^{12} и $1.4 \times 10^{12} \text{ см}^{-2}$ для нафталина и антрацена соответственно.

40. С помощью деконволюции и моделирования профилей ДМП 6614 и 6196 доказано, что они имеют общий носитель, причем ДМП 6614 представляет собой бленду, включающую слабую ДМП на длине волны $\sim 6614.2 \text{ \AA}$. Предложены возможные кандидаты на роль носителей этих ДМП, например, кораннулен $\text{C}_{20}\text{H}_{10}$ или фуллерены C_{20}H и C_{28}H .
41. По результатам исследования диффузных полос в диапазоне $9365 - 9632 \text{ \AA}$ мы пришли к выводу о преждевременности признания C_{60}^+ носителем диффузных полос в этой области спектра.

БЛАГОДАРНОСТИ

Выражаю глубокую благодарность всем соавторам наших совместных публикаций. Хочу особо отметить профессора Яцека Креловского, благодаря которому я заинтересовался исследованиями межзвездной среды, еще в середине 90-х годов прошлого века ставшем моим ближайшим коллегой и товарищем на пути поиска знаний. Сердечно благодарю моих коллег и сотрудников САО РАН, Терскольской обсерватории, ГАО РАН, КРАО РАН и многих других обсерватории, институтов, исследовательских центров и университетов по всему миру за совместную работу, помощь и содействие. Признателен моим оппонентам, согласившимся взяться за труд критического анализа этой диссертации. Отдельная благодарность моей жене за терпение, заботу и поддержку.

Список литературы

1. Aab, O. E. & Chentsov, E. L. "A study of massive runaway OV-stars. I. HD 188209." // 1989. — *Astrofiz. Issl. Izv. Spets. Astrofiz. Obs.* — V.28. — p.44.
2. Abramson, G. "The Distance to the Pleiades According to GAIA DR2" // 2018. — *Research Notes of the American Astron. Soc.* — V.2, №3. — p.150.
3. Aceituno, J., Sánchez, S. F., Grupp, F., Lillo, J., Hernán-Obispo, M., Benitez, D. et al. "CAFE: Calar Alto Fiber-fed Échelle spectrograph" // 2013. — *A&A.* — V.552. — A31. — arXiv:1301.2066
4. Ádámkóvics, M., Blake, G. A. & McCall, B. J. "Observations of Rotationally Resolved C₃ in Translucent Sight Lines" // 2003. — *ApJ.* — V.595, №1. — p.235. — arXiv:astro-ph/0306059
5. Adams, W. S. "Some Results with the Coudé Spectrograph of the Mount Wilson Observatory." // 1941. — *ApJ.* — V.93. — p.11.
6. Adams, W. S. "Observations of Interstellar H and K, Molecular Lines, and Radial Velocities in the Spectra of 300 O and B Stars." // 1949. — *ApJ.* — V.109. — p.354.
7. Aguirre, A. "Intergalactic Dust and Observations of Type IA Supernovae" // 1999. — *ApJ.* — V.525, №2. — p.583. — arXiv:astro-ph/9904319
8. Allen, M. M. "CH + in the Interstellar Medium" // 1994. — *ApJ.* — V.424. — p.754.
9. Allende Prieto, C. & Garcia Lopez, R. J. "A catalogue of accurate wavelengths in the optical spectrum of the Sun" // 1998. — *A&ASS.* — V.131. — p.431. — arXiv:astro-ph/9803262
10. Aller, L. H. & Trumpler, R. J. "The Ratio between Photographic Absorption and Color Absorption in Interstellar Space" // 1939. — *PASP.* — V.51, №304. — p.339.
11. Anders, E. & Grevesse, N. "Abundances of the elements: Meteoritic and solar" // 1989. — *Geochimica et Cosmochimica Acta.* — V.53, №1. — p.197.
12. Andriesse, C. D., Donn, B. D. & Viotti, R. "The condensation of dust around eta Carinae." // 1978. — *MNRAS.* — V.185. — p.771.
13. Arenou, F. & Luri, X. "Distances and absolute magnitudes from trigonometric parallaxes" // 1999. — *Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era.* — V.167. — p.13. — arXiv:astro-ph/9812094
14. Astraatmadja, T. L. & Bailer-Jones, C. A. L. "Estimating Distances from Parallaxes. III. Distances of Two Million Stars in the GAIA DR1 Catalogue" // 2016. — *ApJ.* — V.833, №1. — p.119. — arXiv:1609.07369
15. Baade, W. & Minkowski, R. "The Trapezium Cluster of the Orion Nebula" // 1937. — *ApJ.* — V.86. — p.119.

16. Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G. & Andrae, R. "Estimating Distance from Parallaxes. IV. Distances to 1.33 Billion Stars in GAIA Data Release 2" // 2018. — The Astronomical J. — V.156, №2. — p.58. — arXiv:1804.10121
17. Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M. & Andrae, R. "Estimating Distances from Parallaxes. V. Geometric and Photogeometric Distances to 1.47 Billion Stars in GAIA Early Data Release 3" // 2021. — The Astronomical J. — V.161, №3. — p.147. — arXiv:2012.05220
18. Balfour, W. J., Cao, J., Prasad, C. V. V. & Qian, C. X. W. "Laser-induced fluorescence spectroscopy of the $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ transition in jet-cooled C_3 " // 1994. — J. of Chem. Phys. — V.101, №12. — p.10343.
19. Barlow, M. J., Swinyard, B. M., Owen, P. J., Cernicharo, J., Gomez, H. L., Ivison, R. J. et al. "Detection of a Noble Gas Molecular Ion, $^{36}ArH^+$, in the Crab Nebula" // 2013. — Science. — V.342, №6164. — p.1343. — arXiv:1312.4843
20. Beals, C. S. "On the interpretation of interstellar lines" // 1936. — MNRAS. — V.96. — p.661.
21. Beals, C. S. & Blanchet, G. H. "An absorption line at λ 4430.6 of possibly interstellar origin" // 1938. — MNRAS. — V.98. — p.398.
22. Beals, C. S. & Oke, J. B. "On the relation between distance and intensity for interstellar calcium and sodium lines" // 1953. — MNRAS. — V.113. — p.530
23. Ben Abdallah, D., Hammami, K., Najar, F., Jaidane, N., Ben Lakhdar, Z., Senent, M. L. et al. "Low-Temperature Rate Constants for Rotational Excitation and De-excitation of C_3 ($X^1\Sigma_g^+$) by Collisions with He (1S)" // 2008. — ApJ. — V.686, №1. — p.379.
24. Bernath, P. F., Hinkle, K. H. & Keady, J. J. "Detection of C_5 in the circumstellar shell of IRC +10216." // 1989. — Science. — V.244. — p.562.
25. Bernath, P. F., Brazier, C. R., Olsen, T., Hailey, R., Fernando, W. T. M. L., Woods, C. et al. "Spectroscopy of the CH free radical" // 1991. — Journal of Molecular Spectroscopy. — V.147, №1. — p.16.
26. Berné, O., Mulas, G. & Joblin, C. "Interstellar C_{60}^+ " // 2013. — A&A. — V.550. — L4. — arXiv:1211.7252
27. Bernstein, R., Shectman, S. A., Gunnels, S. M., Mochnacki, S. & Athey, A. E. "MIKE: A Double Echelle Spectrograph for the Magellan Telescopes at Las Campanas Observatory" // 2003. — SPIE. — V.4841. — p.1694.
28. Bernstein, L. S., Clark, F. O. & Lynch, D. K. " H_2 Molecular Clusters with Embedded Molecules and Atoms as the Source of the Diffuse Interstellar Bands" // 2013. — ApJ. — V.768, №1. — p.84.

29. Bernstein, L. S., Clark, F. O., Lynch, D. K. & Galazutdinov, G. A. "Analysis of Narrow and Broad Profiles Observed for the $\lambda 6614$ Diffuse Interstellar Band" // 2015. — ApJ. — V.801, №1. — p.6.
30. Bernstein, L. S., Clark, F. O., Cline, J. A. & Lynch, D. K. "The Diffuse Interstellar Bands and Anomalous Microwave Emission May Originate from the Same Carriers" // 2015a. — ApJ. — V.813, №2. — p.122.
31. Bernstein, L. S., Shroll, R. M., Galazutdinov, G. A. & Beletsky, Y. "Spectral Deconvolution of the 6196 and 6614 Å Diffuse Interstellar Bands Supports a Common-carrier Origin" // 2018. — ApJ. — V.859, №2. — p.174.
32. Bessel, F. W. "On the parallax of 61 Cygni" // 1838. — MNRAS. — V.4. — p.152.
33. Bhatt, N. H. & Cami, J. "A Sensitive Spectral Survey of Interstellar Features in the Near-UV [3050-3700 Å]" // 2015. — ApJSS. — V.216, №2. — p.22. — arXiv:1411.7700
34. Biennier, L., Salama, F., Allamandola, L. J. & Scherer, J. J. "Pulsed discharge nozzle cavity ringdown spectroscopy of cold polycyclic aromatic hydrocarbon ions" // 2003. — J. of Chem. Phys. — V.118, №17. — p.7863.
35. Black, J. H., Dalgarno, A. & Oppenheimer, M. "The formation of CH⁺ in interstellar clouds." // 1975. — ApJ. — V.199. — p.633.
36. Black, J. H. & van Dishoeck, E. F., "Fluorescent Excitation of Interstellar H₂" // 1987. — ApJ. — V.322. — p.412.
37. Black, J. H. & van Dishoeck, E. F. "Electron Densities and the Excitation of CN in Molecular Clouds" // 1991. — ApJ. — V.369. — L9.
38. Boissé, P., Le Petit, F., Rollinde, E., Roueff, E., Pineau des Forêts, G., Andersson, B.-G. et al. "A far UV study of interstellar gas towards HD 34078: High excitation H₂ and small scale structure" // 2005. — A&A. — V.429. — p.509. — arXiv:astro-ph/0408042
39. Boissé, P., Rollinde, E., Hily-Blant, P., Pety, J., Federman, S. R., Sheffer, Y. et al. "CO emission and variable CH and CH⁺ absorption towards HD 34078: evidence for a nascent bow shock?" // 2009. — A&A. — V.501, №1. — p.221. — arXiv:0902.0541
40. Bondar, A., Kozak, M., Gnaciński, P., Galazutdinov, G. A., Beletsky, Y. & Krelowski, J. "CaFe interstellar clouds" // 2007. — MNRAS. — V.378, №3. — p.893.
41. Bovy, J., Allende Prieto, C., Beers, T. C., Bizyaev, D., da Costa, L. N., Cunha, K. et al. "The Milky Way's Circular-velocity Curve between 4 and 14 kpc from APOGEE data" // 2012. — ApJ. — V.759, №2. — p.131. — arXiv:1209.0759
42. Bovy, J. & Tremaine, S. "On the Local Dark Matter Density" // 2012. — ApJ. — V.756, №1. — p.89. — arXiv:1205.4033

43. Brand, J. & Blitz, L. "The velocity field of the outer galaxy." // 1993. — A&A. — V.275. — p.67.
44. Bréchnac, P. & Pino, T. "Electronic spectra of cold gas phase PAH cations: Towards the identification of the Diffuse Interstellar Bands carriers" // 1999. — A&A. — V.343. — L49.
45. Brooks, N. H. & Smith, W. H. "Radiative and predissociation probabilities for individual rotational levels of the $B^2\Sigma^-$ state of CH with application to the radiative recombination of CH in the interstellar medium." // 1974. — ApJ. — V.194. — p.513.
46. Brzozowski, J., Bunker, P., Elander, N. & Erman, P. "Predissociation effects in the A, B and C states of CH and the interstellar formation rate of CH via inverse predissociation." // 1976. — ApJ. — V.207. — p.414.
47. Burgh, E. B., France, K. & McCandliss, S. R. "Direct Measurement of the Ratio of Carbon Monoxide to Molecular Hydrogen in the Diffuse Interstellar Medium" // 2007. — ApJ. — V.658, №1. — p.446. — arXiv:astro-ph/0611853
48. Buscombe, W. "Line strengths for southern OB stars-II. Observations with moderate dispersion" // 1969. — MNRAS. — V.144. — p.31.
49. Cami, J., Salama, F., Jiménez-Vicente, J., Galazutdinov, G. A. & Krelowski, J. "The Rotational Excitation Temperature of the $\lambda 6614$ Diffuse Interstellar Band Carrier" // 2004. — ApJ. — V.611, №2. — L113. — arXiv:astro-ph/0407415
50. Cami, J., Bernard-Salas, J., Peeters, E. & Malek, S. E. "Detection of C_{60} and C_{70} in a Young Planetary Nebula" // 2010. — Science. — V.329, №5996. — p.1180.
51. Campbell, E. K., Holz, M., Gerlich, D. & Maier, J. P. "Laboratory confirmation of C_{60}^+ as the carrier of two diffuse interstellar bands" // 2015. — Nature. — V.523, №7560. — p.322.
52. Campbell, E. K., Holz, M. & Maier, J. P. " C_{60}^+ in Diffuse Clouds: Laboratory and Astronomical Comparison" // 2016. — ApJ. — V.826, №1. — L4.
53. Campbell, E. K., Holz, M., Maier, J. P., Gerlich, D., Walker, G. A. H. & Bohlender, D. "Gas Phase Absorption Spectroscopy of C_{60}^+ and C_{70}^+ in a Cryogenic Ion Trap: Comparison with Astronomical Measurements" // 2016a. — ApJ. — V.822, №1. — p.17.
54. Campbell, E. K. & Maier, J. P. "Isomeric and Isotopic Effects on the Electronic Spectrum of C_{60}^+ -He: Consequences for Astronomical Observations of C_{60}^+ " // 2018. — ApJ. — V.858, №1. — p.36.
55. Cardelli, J. A. & Meyer, D. M. "The Abundance of Interstellar Krypton" // 1997. — ApJ. — V.477, №1. — L57.
56. Carraro, G., Romaniello, M., Ventura, P. & Patat, F. "The star cluster Collinder 232 in the Carina complex and its relation to Trumpler 14/16" // 2004. — A&A. — V.418. — p.525. — arXiv:astro-ph/0401144

57. Carrington, A. & Ramsay, D. A. "Some New Emission Bands of the $A^1\Pi - X^1\Sigma^+$ System of CH^+ " // 1982. — *Physica Scripta*. — V.25, №2. — p.272.
58. Cartledge, S. I. B., Meyer, D. M., Lauroesch, J. T., & Sofia, U. J. "Space Telescope Imaging Spectrograph Observations of Interstellar Oxygen and Krypton in Translucent Clouds" // 2001. — *ApJ*. — V.562, №1. — p.394.
59. Castelli F. & Kurucz R. L. "Modelling of Stellar Atmospheres" // 2004. — in Piskunov N. et al., eds, *Proc. IAU Symp.* 210. — Kluwer, Dordrecht. — p. 20
60. Casu, S. & Cecchi-Pestellini, C. "Excitation of C_2 in Diffuse Interstellar Clouds" // 2012. — *ApJ*. — V.749, №1. — p.48.
61. Cernicharo, J., Cox, P., Fossé, D., & Güsten, R., "Detection of linear C_3H_2 in absorption toward continuum sources" // 1999. — *A&A*. — V.351. — p.341.
62. Cernicharo, J., Goicoechea, J. R. & Caux, E. "Far-infrared Detection of C_3 in Sagittarius B2 and IRC +10216" // 2000. — *ApJ*. — V.534, №2. — L199.
63. Chaffee, F. H. & Lutz, B. L. "Line spectra in interstellar clouds. III. Weak lines below λ 3400 in Zeta Persei." // 1977. — *ApJ*. — V.213. — p.394.
64. Cecchi-Pestellini, C. "The Molecular Universe from Simple Diatomics to Complex Organics" // 2007. — European Planetary Science Congress 2007. Private Communication.
65. Chemin, L., Carignan, C. & Foster, T. "H I Kinematics and Dynamics of Messier 31" // 2009. — *ApJ*. — V.705, №2. — p.1395. — arXiv:0909.3846
66. Chen, C.-W., Merer, A. J., Chao, J.-M. & Hsu, Y.-C. "Laser excitation spectrum of C_3 in the region 26 000-30 700 cm^{-1} " // 2010. — *Journal of Molecular Spectroscopy*. — V.263, №1. — p.56.
67. Chentsov, E. L. "HD 183143: A Hypergiant" // 2004. — *Astronomy Letters*. — V.30. — p.325.
68. Cheung, A. C., Rank, D. M., Townes, C. H., Thornton, D. D. & Welch, W. J. "Detection of NH_3 Molecules in the Interstellar Medium by Their Microwave Emission" // 1968. — *Physical Review Letters*. — V.21, №25. — p.1701.
69. Clemens, D. P. "Massachusetts-Stony Brook Galactic plane CO survey: the galactic disk rotation curve." // 1985. — *ApJ*. — V.295. — p.422.
70. Conti, P. S. "Spectroscopic studies of O-type stars. IV. Lines in the red region." // 1974. — *ApJ*. — V.187. — p.539.
71. Corbelli, E., Lorenzoni, S., Walterbos, R., Braun, R. & Thilker, D. "A wide-field H I mosaic of Messier 31. II. The disk warp, rotation, and the dark matter halo" // 2010. — *A&A*. — V.511. — A89. — arXiv:0912.4133

72. Cordiner, M. A., Linnartz, H., Cox, N. L. J., Cami, J., Najarro, F., Proffitt, C. R. et al. "Confirming Interstellar C_{60}^+ Using the Hubble Space Telescope" // 2019. — *ApJ*. — V.875, №2. — L28. — arXiv:1904.08821
73. Cox, D. P. & Reynolds, R. J. "The local interstellar medium." // 1987. — *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. — V.25. — p.303.
74. Cox, N. L. J., Cami, J., Kaper, L., Ehrenfreund, P., Foing, B. H., Ochsendorf, B. B. et al. "VLT/X-Shooter survey of near-infrared diffuse interstellar bands" // 2014. — *A&A*. — V.569. — A117. — arXiv:1407.0370
75. Cox, N. L. J., Cami, J., Farhang, A., Smoker, J., Monreal-Ibero, A., Lallement, R. et al. "The ESO Diffuse Interstellar Bands Large Exploration Survey (EDIBLES). I. Project description, survey sample, and quality assessment" // 2017. — *A&A*. — V.606. — A76. — arXiv:1708.01429
76. Crabtree, K. N., Indriolo, N., Kreckel, H., Tom, B. A. & McCall, B. J. "On the Ortho:Para Ratio of H_3^+ in Diffuse Molecular Clouds" // 2011. — *ApJ*. — V.729, №1. — p.15. — arXiv:1101.4641
77. Crane, P., Lambert, D. L. & Sheffer, Y. "A Very High Resolution Survey of Interstellar CH and CH^+ " // 1995. — *ApJSS*. — V.99. — p.107.
78. Crawford, M. K., Tielens, A. G. G. M. & Allamandola, L. J. "Ionized polycyclic aromatic hydrocarbons and the diffuse interstellar bands" // 1985. — *ApJ*. — V.293. — L45.
79. Crawford, I. A. "Observations of interstellar CN and C_2 towards the Scorpius OB1 association." // 1990. — *MNRAS*. — V.244. — p.646.
80. Crawford, I. A. "Ultra-high-resolution observations of the intrinsic line profiles of interstellar CH, CH^+ and CN" // 1995. — *MNRAS*. — V.277, №2. — p.458.
81. Crawford, I. A. "Ultra-high-resolution observations of interstellar C_2 , CH and CN towards zeta Ophiuchi and HD 169454" // 1997. — *MNRAS*. — V.290, №1. — p.41.
82. Crawford, I. A., Lallement, R. & Welsh, B. Y. "Additional ultra-high-resolution observations of Ca^+ ions in the local interstellar medium" // 1998. — *MNRAS*. — V.300, №4. — p.1181.
83. Crawford, I. A., Beust, H. & Lagrange, A.-M. "Detection of a strong transient blueshifted absorption component in the beta Pictoris disc" // 1998a. — *MNRAS*. — V.294, №2. — L31.
84. Crawford, I. A. "Ultra-high-resolution observations of interstellar Na I and K I towards the Scorpius OB1 association" // 2001. — *MNRAS*. — V.328, №4. — p.1115.
85. Crawford, I. A., Lallement, R., Price, R. J., Sfeir, D. M., Wakker, B. P. & Welsh, B. Y. "High-resolution observations of interstellar NaI and CaII towards the southern opening of the 'Local Interstellar Chimney': probing the disc-halo connection" // 2002. — *MNRAS*. — V.337, №2. — p.720.

86. Dahlstrom, J., York, D. G., Welty, D. E., Oka, T., Hobbs, L. M., Johnson, S. et al. "Anomalous Diffuse Interstellar Bands in the Spectrum of Herschel 36. I. Observations of Rotationally Excited CH and CH⁺ Absorption and Strong, Extended Redward Wings on Several DIBs" // 2013. — ApJ. — V.773, №1. — p.41. — arXiv:1305.3003
87. Danks, A. C. & Lambert, D. L. "Interstellar C₂ in the Ophiucus clouds." // 1983. — A&A. — V.124. — p.188.
88. Danks, A. C., Federman, S. R. & Lambert, D. L. "The CH radical in diffuse interstellar clouds." // 1984. — A&A. — V.130. — p.62.
89. De Cia, A., Jenkins, E. B., Fox, A. J., Ledoux, C., Ramburuth-Hurt, T., Konstantopoulou, C. et al. "Large metallicity variations in the Galactic interstellar medium" // 2021. — Nature. — V.597, №7875. — p.206. — arXiv:2109.03249
90. De Marchi, G., Panagia, N., Sabbi, E., Lennon, D., Anderson, J., van der Marel, R. et al. "Hubble Tarantula Treasury Project - IV. The extinction law" // 2016. — MNRAS. — V.455, №4. — p.4373. — arXiv:1510.08436
91. Deshpande, A. A. "The small-scale structure in interstellar H I: a resolvable puzzle" // 2000. — MNRAS. — V.317, №1. — p.199. — arXiv:astro-ph/0005336
92. de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., Blaauw, A. "A HIPPARCOS Census of the Nearby OB Associations" // 1999. — The Astronomical J. — V.117, №1. — p.354. — arXiv:astro-ph/9809227
93. Dekker, H., D'Odorico, S., Kaufer, A., Delabre, B. & Kotzlowski, H. "Design, construction, and performance of UVES, the echelle spectrograph for the UT2 Kueyen Telescope at the ESO Paranal Observatory" // 2000. — Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors. — V.4008. — p.534.
94. Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A. & Lépine, J. R. D. "New catalogue of optically visible open clusters and candidates" // 2002. — A&A. — V.389. — p.871. — arXiv:astro-ph/0203351
95. Dirks, C. & Meyer, D. M. "Temporal Variability of Interstellar Na I Absorption toward the Monoceros Loop" // 2016. — ApJ. — V.819, №1. — p.45. — arXiv:1601.04711
96. Draine, B. T., "Photoelectric heating of interstellar gas." // 1978. — ApJSS. — V.36. — p.595.
97. Draine, B. T. & Bertoldi, F. "Structure of Stationary Photodissociation Fronts" // 1996. — ApJ. — V.468. — p.269. — arXiv:astro-ph/9603032
98. Donati, J.-F. "ESPaDOnS: An Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars at CFHT" // 2003. — Solar Polarization. — V.307. — p.41.
99. Douglas, A. E. & Herzberg, G. "Note on CH⁺ in Interstellar Space and in the Laboratory." // 1941. — ApJ. — V.94. — p.381.

100. Douglas, A. E., "Laboratory Studies of the λ 4050 Group of Cometary Spectra." // 1951. — ApJ. — V.114. — p.466.
101. Douglas, A. E. "Origin of diffuse interstellar lines" // 1977. — Nature. — V.269, №5624. — p.130.
102. Draine, B. T. "Photoelectric heating of interstellar gas." // 1978. — ApJSS. — V.36. — p.595.
103. Drake, G. W. "Theory of Relativistic Magnetic Dipole Transitions: Lifetime of the Metastable 2^3S State of the Helium-like Ions" // 1971. — Physical Review A. — V.3, №3. — p.908.
104. Duley, W., "DIB Carriers on Grain Surfaces" // 1995. — The Diffuse Interstellar Bands. — V.202. — p.359.
105. Dunkin, S. K. & Crawford, I. A. "Spatially resolved optical spectroscopy of the Herbig Ae/Vega-like binary star HD 35187" // 1998. — MNRAS. — V.298, №1. — p.275.
106. Dunham, T. "Interstellar Neutral Potassium and Neutral Calcium" // 1937. — PASP. — V.49, №287. — p.26.
107. Ebenbichler, A., Smoker, J. V., Lallement, R., Farhang, A., Cox, N. L. J., Joblin, C. et al. "The EDIBLES Survey. VIII. Band profile alignment of diffuse interstellar bands" // 2024. — A&A. — V.686. — A50. — arXiv:2403.00547
108. Ehrenfreund, P. & Foing, B. H. "Resolved profiles of diffuse interstellar bands: evidence for rotational contours of gas phase molecules." // 1996. — A&A. — V.307. — L25.
109. ESA, "The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission" // 1997. — ESA Special Publication. — V.1200.
110. Evans, J. W. "Interstellar Line Intensities and the Distances of the B Stars." // 1941. — ApJ. — V.93. — p.275
111. Evans, C. J., Smartt, S. J., Lee, J.-K., Lennon, D. J., Kaufer, A., Dufton, P. L. et al. "The VLT-FLAMES survey of massive stars: Observations in the Galactic clusters NGC 3293, NGC 4755 and NGC 6611" // 2005. — A&A. — V.437, №2. — p.467. — arXiv:astro-ph/0503655
112. Falgarone, E., Phillips, T. G. & Pearson, J. C., "First Detection of $^{13}\text{CH}^+$ ($J=1-0$)" // 2005. — ApJ. — V.634, №2. — L149.
113. Fan, H., Hobbs, L. M., Dahlstrom, J. A., Welty, D. E., York, D. G., Rachford, B. et al. "The Apache Point Observatory Catalog of Optical Diffuse Interstellar Bands" // 2019. — ApJ. — V.878, №2. — p.151. — arXiv:1905.05962

114. Fan, H., Rocha, C. M. R., Cordiner, M., Linnartz, H., Cox, N. L. J., Farhang, A. et al., "The EDIBLES survey. VII. A survey of C₂ and C₃ in interstellar clouds" // 2024. — A&A. — V.681. — A6. — arXiv:2310.03259
115. Felenbok, P. & Roueff, E. "OH in the Line of Sight to HD 27778 and zeta Persei" // 1996. — ApJ. — V.465. — L57.
116. Federman, S. R., "Measurements of CH and CH⁺ in diffuse interstellar clouds." // 1982. — ApJ. — V.257. — p.125.
117. Federman, S. R., Danks, A. C. & Lambert, D. L. "The CN radical in diffuse interstellar clouds." // 1984. — ApJ. — V.287. — p.219.
118. Ferlet, R., André, M., Hébrard, G., Lecavelier des Etangs, A., Lemoine, M., Pineau des Forêts, G. et al. "Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Observations of the HD Molecule toward HD 73882" // 2000. — ApJ. — V.538, №1. — L69. — arXiv:astro-ph/0006039
119. Fernie, J. D. "New UBVRI photometry for 900 supergiants." // 1983. — ApJSS. — V.52. — p.7.
120. Field, G. B. & Hitchcock, J. L. "Cosmic Black-Body Radiation at $\lambda=2.6$ mm" // 1966. — Physical Review Letters. — V.16, №18. — p.817.
121. Fitzpatrick, E. L. & Massa, D. "An Analysis of the Shapes of Ultraviolet Extinction Curves. III. an Atlas of Ultraviolet Extinction Curves" // 1990. — ApJSS. — V.72. — p.163.
122. Fitzpatrick, E. L. & Massa, D., "An Analysis of the Shapes of Interstellar Extinction Curves. V. The IR-through-UV Curve Morphology" // 2007. — ApJ. — V.663, №1. — p.320. — arXiv:0705.0154
123. Flagey, N., Boulanger, F., Verstraete, L., Miville Deschênes, M. A., Noriega Crespo, A. & Reach, W. T. "Spitzer/IRAC and ISOCAM/CVF insights on the origin of the near to mid-IR Galactic diffuse emission" // 2006. — A&A. — V.453, №3. — p.969. — arXiv:astro-ph/0604238
124. Foing, B. H. & Ehrenfreund, P. "Detection of two interstellar absorption bands coincident with spectral features of C₆₀⁺" // 1994. — Nature. — V.369, №6478. — p.296.
125. Friedman, S. D., York, D. G., McCall, B. J., Dahlstrom, J., Sonnentrucker, P., Welty, D. E. et al. "Studies of Diffuse Interstellar Bands V. Pairwise Correlations of Eight Strong DIBs and Neutral Hydrogen, Molecular Hydrogen, and Color Excess" // 2011. — ApJ. — V.727, №1. — p.33. — arXiv:1011.2951
126. Frisch, P. C., "The nearby interstellar medium" // 1981. — Nature. — V.293, №5831. — p.377.
127. Frisch, P. C. & York, D. G. "Optical Observations of Nearby Interstellar Gas" // 1984. — NASA Conference Publication. — V.2345. — p.113.

128. Fulara, J., Lessen, D., Freivogel, P. & Maier, J. P. "Laboratory evidence for highly unsaturated hydrocarbons as carriers of some of the diffuse interstellar bands" // 1993. — Nature. — V.366, №6454. — p.439.
129. GAIA Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., de Bruijne, J. H. J., Babusiaux, C. et al. "GAIA Data Release 2. Summary of the contents and survey properties" // 2018. — A&A. — V.616. — A1. — arXiv:1804.09365
130. Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A., Bikmaev, I. F. & Krelowski, J. "On the relation between the carriers of diffuse interstellar bands and simple molecular species" // 1997. — MNRAS. — V.292, №2. — p.414.
131. Galazutdinov, G. A., Krelowski, J., Moutou, C. & Musaev, F. A. "Diffuse interstellar bands in low E(B-V) objects." // 1998. — MNRAS. — V.295. — p.437.
132. Galazutdinov, G. A., Krelowski, J., Musaev, F. A. & Galeev, A. I. "Variability of diffuse interstellar bands in the spectrum of HD 188209" // 1999. — Astronomy Letters. — V.25, №10. — p.656.
133. Galazutdinov, G. A., Krelowski, J. & Musaev, F. A. "On bare carbon chain anions as possible carriers of the diffuse interstellar features" // 1999a. — MNRAS. — V.310, №4. — p.1017.
134. Galazutdinov, G. A., Krelowski, J., & Musaev, F. A., "Interstellar velocity components towards reddened stars" // 2000. — MNRAS. — V.315, №4. — p.703.
135. Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A., Krelowski, J., & Walker, G. A. H., "Narrow Diffuse Interstellar Bands: A Survey with Precise Wavelengths" // 2000a. — PASP. — V.112, №771. — p.648.
136. Galazutdinov, G. A., Krelowski, J., Musaev, F. A., Ehrenfreund, P. & Foing, B. H. "On the identification of the C₆₀⁺ interstellar features" // 2000b. — MNRAS. — V.317, №4. — p.750.
137. Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A. & Krelowski, J., "On the detection of the linear C₅ molecule in the interstellar medium" // 2001. — MNRAS. — V.325, №4. — p.1332.
138. Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A., Schmidt, M. R. & Krelowski, J. "Profiles of blue and infrared diffuse interstellar bands" // 2001a. — MNRAS. — V.323, №2. — p.293.
139. Galazutdinov, G., Musaev, F., Nirski, J. & Krelowski, J. "The problem of C₇⁻ as source of diffuse interstellar bands revisited" // 2001b. — A&A. — V.377. — p.1063. —
140. Galazutdinov, G., Pętlewski, A., Musaev, F., Moutou, C., Lo Curto, G. & Krelowski, J., "The interstellar C₃ chain molecule in different interstellar environments" // 2002. — A&A. — V.395. — p.969.

141. Galazutdinov, G., Pętlewski, A., Musaev, F., Moutou, C., Lo Curto, G. & Krelowski, J. "An upper limit to the interstellar C₅ abundance in translucent clouds" // 2002a. — A&A. — V.395. — p.223.
142. Galazutdinov, G., Moutou, C., Musaev, F. & Krelowski, J. "Very high resolution profiles of 6196 Å and 6614 Å diffuse interstellar bands" // 2002b. — A&A. — V.384. — p.215.
143. Galazutdinov, G., Stachowska, W., Musaev, F., Moutou, C., Lo Curto, G. & Krelowski, J. "Fine structure of profiles of weak diffuse interstellar bands" // 2002c. — A&A. — V.396. — p.987.
144. Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A., Bondar, A. V. & Krelowski, J. "Very high resolution profiles of four diffuse interstellar bands" // 2003. — MNRAS. — V.345, №1. — p.365.
145. Galazutdinov, G. A., Galazutdinova, O. A. & Grinin, V. P. "Diffuse interstellar bands in the spectra of Herbig Ae/Be stars and related objects" // 2003a. — A&A. — V.407. — p.705.
146. Galazutdinov, G. A., Manicò, G., Pirronello, V. & Krelowski, J. "Correlations between diffuse interstellar bands and atomic lines" // 2004. — MNRAS. — V.355, №1. — p.169.
147. Galazutdinov, G. "A Survey of Interstellar Lines: Radial Velocity Profiles and Equivalent Widths" // 2005. — Journal of Korean Astronomical Society. — V.38, №2. — p.215.
148. Galazutdinov, G. A., Han, I. & Krelowski, J. "Profiles of Very Weak Diffuse Interstellar Bands around 6440 Å" // 2005a. — ApJ. — V.629, №1. — p.299.
149. Galazutdinov, G. A. & Krelowski, J., "Circumstellar Disk around HD 143275 and Interstellar Absorption" // 2006. — ApJ. — V.637, №1. — p.342.
150. Galazutdinov, G. A., Gnaciński, P., Han, I., Lee, B.-C., Kim, K.-M., & Krelowski, J., "On the diffuse bands related to the C₂ interstellar molecule" // 2006. — A&A. — V.447, №2. — p.589.
151. Galazutdinov, G. A., Manicò, G. & Krelowski, J. "Blueshifted diffuse interstellar bands in the spectrum of HD 34078" // 2006a. — MNRAS. — V.366, №3. — p.1075.
152. Galazutdinov, G. A., LoCurto, G. & Krelowski, J. "High-Resolution Profiles of Diffuse Interstellar Bands" // 2008. — ApJ. — V.682, №2. — p.1076.
153. Galazutdinov, G. A., Lo Curto, G. & Krelowski, J. "Fine structure in the profiles of strong diffuse interstellar bands" // 2008a. — MNRAS. — V.386, №4. — p.2003.
154. Galazutdinov, G. A., LoCurto, G., Han, I. & Krelowski, J. "Blueshifted Diffuse Interstellar Bands in the Sco OB1 Association" // 2008b. — PASP. — V.120, №864. — p.178.
155. Galazutdinov, G., Lee, B.-C., Song, I.-O., Kazmierczak, M. & Krelowski, J. "A search for interstellar naphthalene and anthracene cations" // 2011. — MNRAS. — V.412, №2. — p.1259.

156. Galazutdinov, G. A. & Krelowski, J. "Metastable helium in absorption towards ζ Ophiuchi" // 2012. — MNRAS. — V.422, №4. — p.3457.
157. Galazutdinov, G., Krelowski, J., Beletsky, Y. & Valyavin, G. "Variable interstellar lines in spectra of HD 73882" // 2013. — PASP. — V.125, №933. — p.1329.
158. Galazutdinov, G., Strobel, A., Musaev, F. A., Bondar, A. & Krelowski, J., "The Structure and Kinematics of the Galaxy Thin Gaseous Disk Outside the Solar Orbit" // 2015. — PASP. — V.127, №948. — p.126. — arXiv:1501.01187
159. Galazutdinov, G., Krelowski, J., Beletsky, Y. & Valyavin, G. "Position Displacement of Diffuse Interstellar Bands" // 2015a. — PASP. — V.127, №950. — p.356.
160. Galazutdinov, G. A. & Krelowski, J. "Looking for the Weak Members of the C_{60}^+ Family in the Interstellar Medium" // 2017. — Acta Astronomica. — V.67, №2. — p.159. — arXiv:1708.06726
161. Galazutdinov, G. A., Shimansky, V. V., Bondar, A., Valyavin, G. & Krelowski, J. " C_{60}^+ - looking for the bucky-ball in interstellar space" // 2017. — MNRAS. — V.465, №4. — p.3956. — arXiv:1612.08898
162. Galazutdinov, G. A., Lee, J.-J., Han, I., Lee, B.-C., Valyavin, G. & Krelowski, J. "Infrared diffuse interstellar bands" // 2017a. — MNRAS. — V.467, №3. — p.3099.
163. Galazutdinov, G. A., Shimansky, V. V., Bondar, A., Valyavin, G., & Krelowski, J., " C_{60}^+ - looking for the bucky-ball in interstellar space" // 2017b. — MNRAS. — V.465, №4. — p.3956. — arXiv:1612.08898
164. Galazutdinov, G., Bondar, A., Lee, B.-C., Hakalla, R., Szajna, W. & Krelowski, J. "Survey of Very Broad Diffuse Interstellar Bands" // 2020. — The Astronomical J. — V.159, №3. — p.113. — arXiv:2003.02328
165. Galazutdinov, G. A., Valyavin, G., Ikhsanov, N. R. & Krelowski, J. "Diffuse Bands 9577 and 9633: Relations to Other Interstellar Features" // 2021. — The Astronomical J. — V.161, №3. — p.127. — arXiv:2102.10674
166. Galazutdinov, G. A. "DECH: A Software Package for Astronomical Spectral Data Processing and Analysis" // 2022. — Astrophysical Bulletin. — V.77, №4. — p.519.
167. Galazutdinov, G. A., Santander, T. A., Babina, E. & Krelowski, J. "The Interstellar Ti II Distance Scale" // 2023. — Astrophysical Bulletin. — V.78, №4. — p.550.
168. Galazutdinov, G. A. & Krelowski, J. "Profile split of DIB 6196 in Sco OB2 association objects" // 2023. — MNRAS. — V.523, №3. — p.4158.
169. Galazutdinov, G. A. & Babina "On the intrinsic rest wavelengths of diffuse interstellar bands" // 2024. — Astrophysical Bulletin. — V.79, №3. — p.550.

170. Garland, N. L. & Crosley, D. R. "Relative transition probability measurements in the A-X and B-X systems of CH." // 1985. — *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer*. — V.33. — p.591.
171. Garmany, C. D. & Stencel, R. E. "Galactic OB associations in the Northern Milky Way Galaxy. I. Longitudes 55 to 150." // 1992. — *A&ASS*. — V.94. — p.211.
172. Garmany, C. D. "OB Associations: Massive Stars in Context" // 1994. — *PASP*. — V.106. — p.25.
173. Gatewood, G., de Jonge, J. K. & Han, I. "The Pleiades, Map-based Trigonometric Parallaxes of Open Clusters. V." // 2000. — *ApJ*. — V.533, №2. — p.938.
174. Gausset, L., Herzberg, G., Lagerqvist, A. & Rosen, B. "Analysis of the 4050-Å Group of the C₃ Molecule." // 1965. — *ApJ*. — V.142. — p.45.
175. Georgelin, Y. M., & Georgelin, Y. P., "The spiral structure of our Galaxy determined from H II regions." // 1976. — *A&A*. — V.49. — p.57.
176. Gerin, M., de Luca, M., Black, J., Goicoechea, J. R., Herbst, E., Neufeld, D. A., et al. "Interstellar OH⁺, H₂O⁺ and H₃O⁺ along the sight-line to G10.6-0.4" // 2010. — *A&A*. — V.518. — L110. — arXiv:1005.5653
177. Gerö, L. "Vervollständigung der Analyse der CH-Banden" // 1941. — *Zeitschrift für Physik*. — V.118, №1-2. — p.27.
178. Giesen, T. F., Van Orden, A. O., Cruzan, J. D., Provencal, R. A., Saykally, R. J., Gendriesch, R. et al. "Interstellar Detection of CCC and High-Precision Laboratory Measurements near 2 THZ" // 2001. — *ApJ*. — V.551, №2. — L181.
179. Glaspey, J. & Bohlender, D. "GECKO Commissioning in 1995" // 1995. — *Bulletin d'information du telescope Canada-France-Hawaii*. — V.32. — p.8.
180. Gnacinski, P. & Krogulec, M. "Composition of the Interstellar Medium" // 2006. — *Acta Astronomica*. — V.56. — p.373. — arXiv:astro-ph/0611670
181. Gnaciński, P., Sikorski, J. K. & Galazutdinov, G. A. "Electron density and carriers of the diffuse interstellar bands" // 2007. — *A&A*. — V.469, №1. — p.201. — arXiv:astro-ph/0701037
182. Gnaciński, P. & Krogulec, M. "Physical conditions in CaFe interstellar clouds" // 2008. — *A&A*. — V.477, №2. — p.543. — arXiv:0707.4581
183. Gnaciński, P. & Młynik, T., "Keplerian Rotation of Our Galaxy?" // 2017. — *PASP*. — V.129, №974. — p.044101.
184. Gnaciński, P., Weselak, T. & Krelowski, J. "Diffuse Interstellar Bands and Temperatures in the Interstellar Clouds" // 2016. — *Acta Astronomica*. — V.66, №1. — p.121.

185. Godard, B., Falgarone, E., Gerin, M., Lis, D. C., De Luca, M., Black, J. H. et al. "Comparative study of CH⁺ and SH⁺ absorption lines observed towards distant star-forming regions" // 2012. — A&A. — V.540. — A87. — arXiv:1201.5457
186. Gredel, R., van Dishoeck, E. F. & Black, J. H. "A multi-wavelength analysis of interstellar CN: comparison of red and violet absorption line observations." // 1991. — A&A. — V.251. — p.625.
187. Gredel, R., van Dishoeck, E. F. & Black, J. H. "The abundance of CH⁺ in translucent molecular clouds: further tests of shock models." // 1993. — A&A. — V.269. — p.477.
188. Gredel, R. "Interstellar CH⁺ in southern OB associations." // 1997. — A&A. — V.320. — p.929.
189. Gredel, R., Pineau des Forêts, G. & Federman, S. R. "Interstellar CN toward CH⁺-forming regions" // 2002. — A&A. — V.389. — p.993.
190. Gredel, R., Carpentier, Y., Rouillé, G., Steglich, M., Huisken, F. & Henning, T. "Abundances of PAHs in the ISM: confronting observations with experimental results" // 2011. — A&A. — V.530. — A26. — arXiv:1102.3775
191. Greenstein, J. L. & Aller, L. H. "The Interstellar λ 4430 Band." // 1950. — ApJ. — V.111. — p.328.
192. Grevesse, N. & Sauval, A. J. "A Study of Molecular Lines in the Solar Photospheric Spectrum" // 1973. — A&A. — V.27. — p.29.
193. Gullikson, K., Dodson-Robinson, S. & Kraus, A. "Correcting for Telluric Absorption: Methods, Case Studies, and Release of the TelFit Code" // 2014. — The Astronomical J. — V.148, №3. — p.53. — arXiv:1406.6059
194. Habing, H. J. "The interstellar radiation density between 912 Å and 2400 Å" // 1968. — Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands. — V.19. — p.421.
195. Haddad, M. A., Zhao, D., Linnartz, H. & Ubachs, W. "Rotationally resolved spectra of the 4051 Å comet band of C₃ for all six ¹²C and ¹³C isotopologues" // 2014. — Journal of Molecular Spectroscopy. — V.297. — p.41.
196. Haffner, L. M. & Meyer, D. M. "A Search for Interstellar C₃ in the Translucent Cloud toward HD 147889" // 1995. — ApJ. — V.453. — p.450.
197. Hardy, F.-X., Rice, C. A. & Maier, J. P. "Gas-phase Electronic Spectra of Coronene and Corannulene Cations" // 2017. — ApJ. — V.836, №1. — p.37.
198. Hartmann, J. "Investigations on the spectrum and orbit of delta Orionis." // 1904. — ApJ. — V.19. — p.268.

199. Hata, J. & Grant, I. P. "MCDF calculations of wavelengths and radiative lifetimes in helium-like ions" // 1981. — Journal of Physics B Atomic Molecular Physics. — V.14, №13. — p.2111.
200. Heger, M. L. "Stationary Sodium Lines in Spectroscopic Binaries" // 1919. — PASP. — V. 31, №184. — p.304.
201. Heger, M. L. "The spectra of certain class B stars in the regions 5630A-6680A and 3280A-3380A" // 1922. — Lick Observatory Bulletin. — V.10, №337. — p.146.
202. Herbig, G. H. "The Spectra of Be- and Ae-Type Stars Associated with Nebulosity" // 1960. — ApJSS. — V.4. — p.337.
203. Herbig, G. H. "The Diffuse Interstellar Bands. II. The Profile of λ 4430 in HD 183143" // 1966. — Zeitschrift fur Astrophysik. — V.64. — p.512.
204. Herbig, G. H., "The diffuse interstellar bands, III: The situation in 1966 (Invited Paper)." // 1967. — Radio Astronomy and the Galactic System. — V.31. — p.85.
205. Herbig, G. H. "The Interstellar Line Spectrum of Zeta Ophiuchi" // 1968. — Zeitschrift fur Astrophysik. — V.68. — p.243.
206. Herbig, G. H. "The diffuse interstellar bands. The region 4400 - 6850 Å." // 1975. — ApJ. — V.196. — p.129.
207. Herbig, G. H. & Soderblom, D. R. "The diffuse interstellar bands. V. High-resolution observations." // 1982. — The Astrophysical Journal. — V.252. — p.610.
208. Herbig, G. H. "The Diffuse Interstellar Bands. IX. Constraints on the Identification" // 1993. — ApJ. — V.407. — p.142.
209. Herbig, G. H. "The Diffuse Interstellar Bands" // 1995. — Annual Review of Astronomy and Astrophysics. — V.33. — p.19.
210. Herbig, G. H. "Examination of the Interstellar Spectrum of AE Aur for Long-Term Changes" // 1999. — PASP. — V.111, №761. — p. 809.
211. Hermine P. "PhD Thesis" // 1994. — Univ. Paris Sud. — Orsay.
212. Herrero, A., Kudritzki, R. P., Vilchez, J. M., Kunze, D., Butler, K. & Haser, S. "Intrinsic parameters of galactic luminous OB stars." // 1992. — A&A. — V.261. — p. 209.
213. Herzberg, G., "Molecular spectra and molecular structure. Vol.1: Spectra of diatomic molecules" // 1950. — New York: Van Nostrand Reinhold. — 2nd ed.
214. Herzberg, G. & Johns, J. W. C. "New spectra of the CH molecule" // 1969. — ApJ. — V.158. — p. 399.
215. Hinkle, K. W., Keady, J. J. & Bernath, P. F. "Detection of C₃ in the circumstellar shell of IRC +10216." // 1988. — Science. — V.241. — p. 1319.

216. Hobbs, L. M., "Interferometric studies of interstellar CH⁺ molecules." // 1973. — ApJ. — V.181. — p.79.
217. Hobbs, L. M. "A comparison of interstellar Na I, Ca II, and K I absorption." // 1974. — ApJ. — V.191. — p.381.
218. Hobbs, L. M. & Campbell, B., "Interstellar C₂ molecules toward ZET Oph." // 1982. — ApJ. — V.254. — p.108.
219. Hobbs, L. M., York, D. G., Snow, T. P., Oka, T., Thorburn, J. A., Bishof, M. et al. "A Catalog of Diffuse Interstellar Bands in the Spectrum of HD 204827" // 2008. — ApJ. — V.680, №2. — p.1256. — arXiv:0804.2094
220. Hobbs, L. M., York, D. G., Thorburn, J. A., Snow, T. P., Bishof, M., Friedman, S. D. et al. "Studies of the Diffuse Interstellar Bands. III. HD 183143" // 2009. — ApJ. — V.705, №1. — p.32. — arXiv:0910.2983
221. Hodgman, S. S., Dall, R. G., Byron, L. J., Baldwin, K. G. H., Buckman, S. J. & Truscott, A. G. "Metastable Helium: A New Determination of the Longest Atomic Excited-State Lifetime" // 2009. — Physical Review Letters. — V.103, №5. — p.053002.
222. Hollenbach, D., Kaufman, M. J., Neufeld, D., Wolfire, M. & Goicoechea, J. R., "The Chemistry of Interstellar OH⁺, H₂O⁺, and H₃O⁺: Inferring the Cosmic-Ray Ionization Rates from Observations of Molecular Ions" // 2012. — ApJ. — V.754, №2. — p.105. — arXiv:1205.6446
223. Holmberg, J. & Flynn, C. "The local density of matter mapped by Hipparcos" // 2000. — MNRAS. — V.313, №2. — p.209. — arXiv:astro-ph/9812404
224. Houk, N. "Declinations -40_{f0} to -26_{f0}." // 1982. — Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD stars. — V.3. — p. 12.
225. Houziaux, L., Nandy, K., & Morgan, D. H. "The 4430 Å interstellar absorption band in the spectra of LMC supergiants." // 1980. — A&A. — V.84. — p.377.
226. Huang, Y., Liu, X.-W., Yuan, H.-B., Xiang, M.-S., Zhang, H.-W., Chen, B.-Q. et al. "The Milky Way's rotation curve out to 100 kpc and its constraint on the Galactic mass distribution" // 2016. — MNRAS. — V.463, №3. — p.2623. — arXiv:1604.01216
227. Huggins, W. "Preliminary note on the photographic spectrum of comet b 1881" // 1881. — Proceedings of the Royal Society of London. — V.33. — p.1.
228. Humphreys, R. M. "Studies of luminous stars in nearby galaxies. I. Supergiants and O stars in the Milky Way." // 1978. — ApJSS. — V.38. — p.309.
229. Hunter, I., Smoker, J. V., Keenan, F. P., Ledoux, C., Jehin, E., Cabanac, R. et al. "Early-type stars observed in the ESO UVES Paranal Observatory Project - I. Interstellar NaI UV, TiII and CaII K observations" // 2006. — MNRAS. — V.367, №4. — p.1478. — arXiv:astro-ph/0601363

230. Hunter, I., Smoker, J. V., Keenan, F. P., Ledoux, C., Jehin, E., Cabanac, R. et al. "Early-type stars observed in the ESO UVES Paranal Observatory Project - I. Interstellar NaI UV, TiII and CaII K observations" // 2006. — MNRAS. — V.367, №4. — p.1478. — arXiv:astro-ph/0601363
231. Hutchins, J. B. "Variation in time of 4430A absorption strength" // 1967. — The Observatory. — V.87. — p.273.
232. Iglesias-Groth, S., Manchado, A., García-Hernández, D. A., González Hernández, J. I. & Lambert, D. L. "Evidence for the Naphthalene Cation in a Region of the Interstellar Medium with Anomalous Microwave Emission" // 2008. — ApJ. — V.685, №1. — L55. — arXiv:0809.0778
233. Iglesias-Groth, S., Manchado, A., Rebolo, R., González Hernández, J. I., García-Hernández, D. A. & Lambert, D. L. "A search for interstellar anthracene towards the Perseus anomalous microwave emission region" // 2010. — MNRAS. — V.407, №4. — p.2157. — arXiv:1005.4388
234. Indriolo, N., Geballe, T. R., Oka, T. & McCall, B. J. "H₃⁺ in Diffuse Interstellar Clouds: A Tracer for the Cosmic-Ray Ionization Rate" // 2007. — ApJ. — V.671, №2. — p.1736. — arXiv:0709.1114
235. Indriolo, N., Hobbs, L. M., Hinkle, K. H. & McCall, B. J. "Interstellar Metastable Helium Absorption as a Probe of the Cosmic-ray Ionization Rate" // 2009. — ApJ. — V.703, №2. — p.2131. — arXiv:0908.2816
236. Indriolo, N. & McCall, B. J. "Investigating the Cosmic-Ray Ionization Rate in the Galactic Diffuse Interstellar Medium through Observations of H₃⁺" // 2012. — ApJ. — V.745, №1. — p.91. — arXiv:1111.6936
237. Indriolo, N., Neufeld, D. A., Gerin, M., Schilke, P., Benz, A. O., Winkel, B. et al. "Herschel Survey of Galactic OH⁺, H₂O⁺, and H₃O⁺: Probing the Molecular Hydrogen Fraction and Cosmic-Ray Ionization Rate" // 2015. — ApJ. — V.800, №1. — p.40. — arXiv:1412.1106
238. Ioppolo, S., Cuppen, H. M., Romanzin, C., van Dishoeck, E. F. & Linnartz, H. "Laboratory Evidence for Efficient Water Formation in Interstellar Ices" // 2008. — ApJ. — V.686, №2. — p.1474. — arXiv:0807.0129
239. Jaschek, C. & Gomez, A. E. "The absolute magnitude of the early type MK standards from HIPPARCOS parallaxes" // 1998. — A&A. — V.330. — p.619.
240. Jannuzi, B. T., Black, J. H., Lada, C. J. & van Dishoeck, E. F. "The Small Molecular Cloud toward HD 169454" // 1988. — ApJ. — V.332. — p.995.
241. Jenkins, E. B. "The Analysis of Ensembles of Moderately Saturated Interstellar Lines" // 1986. — ApJ. — V.304. — p.739.

242. Jenkins, E. B., "A Procedure for Correcting the Apparent Optical Depths of Moderately Saturated Interstellar Absorption Lines" // 1996. — ApJ. — V.471. — p.292. — arXiv:astro-ph/9605010
243. Joblin, C., Maillard, J. P., D'Hendecourt, L. & Léger, A. "Detection of diffuse interstellar bands in the infrared" // 1990. — Nature. — V.346, №6286. — p.729.
244. Jones, B. F. "The Pleiades Lower Main Sequence" // 1972. — ApJ. — V.171. — L57.
245. Jongma, R. T., Boogaarts, M. G. H., Holleman, I. & Meijer, G. "Trace gas detection with cavity ring down spectroscopy" // 1995. — Review of Scientific Instruments. — V.66, №4. — p.2821.
246. Josafatsson, K. & Snow, T. P. "CCD Observations of Diffuse Interstellar Bands in Reflection Nebulae" // 1987. — ApJ. — V.319. — p.436.
247. Jura, M., Webb, R. A. & Kahane, C. "Large Circumbinary Dust Grains around Evolved Giants?" // 2001. — ApJ. — V.550, №1. — L71. — arXiv:astro-ph/0102322
248. Kashuba, S. V., Andrievsky, S. M., Chekhonadskikh, F. A., Luck, R. E., Kovtyukh, V. V., Korotin, S. A. et al. "An investigation of the 661.3 nm diffuse interstellar band in Cepheid spectra" // 2016. — MNRAS. — V.461, №1. — p.839.
249. Kaltcheva, N. T. & Georgiev, L. N. "Stromgren and H-beta photometry of associations and open clusters III. Cen OB1 and Cru OB1." // 1994. — MNRAS. — V.269. — p.289.
250. Kaltcheva, N. & Makarov, V. "The Structure and the Distance of Collinder 121 from Hipparcos and Photometry: Resolving the Discrepancy" // 2007. — ApJ. — V.667, №2. — L155. — arXiv:0708.3382
251. Kaufer, A., Stahl, O., Tubbesing, S., Nørregaard, P., Avila, G., Francois, P. et al. "Commissioning FEROS, the new high-resolution spectrograph at La-Silla." // 1999. — The Messenger. — V.95. — p.8.
252. Kaźmierczak, M., Gnaciński, P., Schmidt, M. R., Galazutdinov, G., Bondar, A. & Krelowski, J. "Excitation temperature of C₂ and broadening of the 6196 Å diffuse interstellar band" // 2009. — A&A. — V.498, №3. — p.785. — arXiv:1009.5192
253. Kaźmierczak, M., Schmidt, M. R., Bondar, A. & Krelowski, J., "Abundances and rotational temperatures of the C₂ interstellar molecule towards six reddened early-type stars" // 2010. — MNRAS. — V.402, №4. — p.2548. — arXiv:1009.5188
254. Kaźmierczak, M., Schmidt, M. R., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A., Betelesky, Y. & Krelowski, J., "Centrosymmetric molecules as possible carriers of diffuse interstellar bands" // 2010a. — MNRAS. — V.408, №3. — p.1590. — arXiv:1009.5194

255. Kępa, R., Para, A., Rytel, M. & Zachwieja, M., "New Spectroscopic Analysis of the $B^2\Sigma^- - X^2\Pi$ Band System of the CH Molecule" // 1996. — Journal of Molecular Spectroscopy. — V.178, №2. — p.189.
256. Kerr, T. H., Hibbins, R. E., Fossey, S. J., Miles, J. R. & Sarre, P. J. "Ultrafine Structure in the $\lambda 5797$ Diffuse Interstellar Absorption Band" // 1998. — ApJ. — V.495, №2. — p.941.
257. Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E. & Scholz, R.-D. "Astrophysical parameters of Galactic open clusters" // 2005a. — A&A. — V.438, №3. — p.1163. — arXiv:astro-ph/0501674
258. Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E. & Scholz, R.-D., "109 new Galactic open clusters" // 2005b. — A&A. — V.440, №1. — p.403. — arXiv:astro-ph/0505019
259. Kim, K.-M., Han, I., Valyavin, G. G., Plachinda, S., Jang, J. G., Jang, B.-H. et al. "The BOES Spectropolarimeter for Zeeman Measurements of Stellar Magnetic Fields" // 2007. — PASP. — V.119, №859. — p.1052. — arXiv:0707.4220
260. Kokkin, D. L., Troy, T. P., Nakajima, M., Nauta, K., Varberg, T. D., Metha, G. F. et al. "The Optical Spectrum of a Large Isolated Polycyclic Aromatic Hydrocarbon: Hexa-peri-hexabenzocoronene, $C_{42}H_{18}$ " // 2008. — ApJ. — V.681, №1. — L49. — arXiv:0806.1888
261. Krelowski, J. & Walker, G. A. H. "Three Families of Diffuse Interstellar Bands?" // 1987. — ApJ. — V.312. — p.860.
262. Krelowski, J. & Westerlund, B. E. "High-resolution profiles of diffuse interstellar bands as functions of the structure of the interstellar medium." // 1988. — A&A. — V.190. — p.339.
263. Krelowski, J., Snow, T. P., Seab, C. G. & Papaj, J. "Spatial correlation between CH, CN and the diffuse interstellar band carriers." // 1992. — MNRAS. — V.258. — p.693.
264. Krelowski, J. & Schmidt, M. "Intrinsic Profiles of Strong Diffuse Interstellar Bands" // 1997. — ApJ. — V.477, №1. — p.209.
265. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A. & Musaev, F. A. "Diffuse Interstellar Bands: Physical Conditions That Facilitate the Formation or Preservation of Their Carriers" // 1998. — ApJ. — V.493, №1. — p.217.
266. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A. & Musaev, F. A. "Addendum: Diffuse Interstellar Bands: Physical Conditions that Facilitate the Formation or Preservation of Their Carriers" // 1998a. — ApJ. — V.506, №2. — p.926.
267. Krelowski, J., Ehrenfreund, P., Foing, B. H., Snow, T. P., Weselak, T., Tuairisg, S. Ó., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A. "On the relation between diffuse interstellar bands and simple molecular species" // 1999. — A&A. — V.347. — p.235.
268. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A. & Nirski, J. "Identification of the naphthalene cation in space?" // 2001. — MNRAS. — V.328, №3. — p.810.

269. Krelowski, J., Beletsky, Y. & Galazutdinov, G. A. "Hydroxyl Cation in Translucent Interstellar Clouds" // 2010. — ApJ. — V.719, №1. — L20.
270. Krelowski, J., Beletsky, Y., Galazutdinov, G. A., Kołos, R., Gronowski, M. & LoCurto, G. "Evidence for Diacetylene Cation as the Carrier of a Diffuse Interstellar Band" // 2010a. — ApJ. — V.714, №1. — L64.
271. Krelowski, J., Galazutdinov, G. & Kołos, R., "Can H₂CCC be the Carrier of Broad Diffuse Bands?" // 2011. — ApJ. — V.735, №2. — p.124.
272. Krelowski, J., Galazutdinov, G. & Beletsky, Y., "Unusually high rotational temperature of the CN radical" // 2011a. — A&A. — V.531. — A68.
273. Krelowski, J. & Strobel, A. "Limited diversity of the interstellar extinction law" // 2012. — Astronomische Nachrichten. — V.333, №1. — p.60.
274. Krelowski, J., Galazutdinov, G. & Gnaciński, P., "CN rotational excitation" // 2012. — Astronomische Nachrichten. — V.333, №7. — p.627.
275. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Mulas, G., Maszewska, M., & Cecchi-Pestellini, C. "Redshifted diffuse interstellar bands in the Orion OB1 association" // 2015. — MNRAS. — V.451, №3. — p.3210. — arXiv:1505.04435
276. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Strobel, A. & Mulas, G. "Gray Extinction in the Orion Trapezium" // 2016. — Acta Astronomica. — V.66, №4. — p.469.
277. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Bondar, A. & Beletsky, Y. "Observational analysis of the well-correlated diffuse bands: 6196 and 6614 Å" // 2016a. — MNRAS. — V.460, №3. — p.2706. — arXiv:1605.08947
278. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Mulas, G., Bondar, A., Musaev, F. A., Shapovalova, A. et al. "Variable Intensities of Molecular Features in the Spectrum of AE Aur" // 2016b. — Acta Astronomica. — V.66, №3. — p.391.
279. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Strobel, A. & Bondar, A. "Spectrophotometric Distances - Problem of Interstellar Extinction" // 2017. — Acta Astronomica. — V.67, №3. — p.281.
280. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Bondar, A. & Byeong-Cheol, L. "Constant Intensities of Diffuse Interstellar Bands in the Spectrum of AE Aur" // 2017a. — Acta Astronomica. — V.67, №1. — p.71.
281. Krelowski, J. "Diffuse Interstellar Bands. A Survey of Observational Facts" // 2018. — PASP. — V.130, №989. — p.071001.
282. Krelowski, J., Strobel, A., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. & Bondar, A. "On the Distance Measurements in the Thin Milky Way Disk" // 2018. — Acta Astronomica. — V.68, №3. — p.285.

283. Krelowski, J., Galazutdinov, G. & Strobel, A. "The Milky Way Rotation Curve Revisited" // 2018a. — PASP. — V.130, №993. — p.114302.
284. Krelowski, J., Strobel, A., Galazutdinov, G. A., Bondar, A. & Valyavin, G. "On the structure of the Pleiades cluster" // 2019. — MNRAS. — V.486, №1. — p.112.
285. Krelowski, J., Galazutdinov, G., Godunova, V. & Bondar, A. "On the Relation between Interstellar Spectral Features and Reddening" // 2019a. — Acta Astronomica. — V.69, №2. — p.159. — arXiv:1907.13241
286. Krelowski, J., Marić, T., Karipis, A., Strobel, A. & Galazutdinov, G. A. "Central Wavelengths and Profile Shapes of Diffuse Interstellar Bands versus Physical Parameters of Intervening Clouds" // 2019b. — Acta Astronomica. — V.69, №4. — p.369. — arXiv:2002.11031
287. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A. & Siebenmorgen, R. "On the Relation between Diffuse Bands and Other Interstellar Features" // 2020. — ApJ. — V.899, №1. — L2.
288. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A. & Bondar, A. "Rise of the intensity of interstellar CH⁺ in the spectrum of AE Aur" // 2020a. — Astronomische Nachrichten. — V.341, №1. — p.56.
289. Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Gnaciński, P., Hakalla, R., Szajna, W. & Siebenmorgen, R. "Broadened profiles of diffuse interstellar bands" // 2021. — MNRAS. — V.508, №3. — p.4241. — arXiv:2208.13519
290. Kroto, H. W., Heath, J. R., O'Brien, S. C., Curl, R. F. & Smalley, R. E. "C₆₀: Buckminsterfullerene" // 1985. — Nature. — V.318, №6042. — p.162.
291. Kroto, H. W. & Jura, M. "Circumstellar and interstellar fullerenes and their analogues." // 1992. — A&A. — V.263. — p.275.
292. Kuijken, K. & Gilmore, G. "The mass distribution in the galactic disc - III. The local volume mass density." // 1989. — MNRAS. — V.239. — p.651.
293. Kurucz, R. L. "SYNTHE spectrum synthesis programs and line data" // 1993. — Kurucz CD-ROM.
294. Lamers, H. J. G. L. M., Harzevoort, J. M. A. G., Schrijver, H., Hoogerwerf, R. & Kudritzki, R. P. "The effect of rotation on the absolute visual magnitudes of OB stars measured with Hipparcos." // 1997. — A&A. — V.325. — L25.
295. Landgraf, M., Baggaley, W. J., Grün, E., Krüger, H. & Linkert, G. "Aspects of the mass distribution of interstellar dust grains in the solar system from in situ measurements" // 2000. — Journal of Geophysical Research. — V.105, №A5. — p.10343. — arXiv:astro-ph/9908117
296. Larsson, M. & Siegbahn, P. E. M. "The radiative lifetime of the A¹Π state of CH⁺ calculated from long CAS SCF expansions" // 1983. — Chemical Physics. — V.76, №2. — p.175.

297. Latham, D. W. & HARPS-N Collaboration "HARPS-N: A New Tool for Characterizing Kepler Planets" // 2013. — American Astron. Soc. Meeting Abstracts #221. — V.221. — p.231.02.
298. Law, C. J., Milisavljevic, D., Crabtree, K. N., Johansen, S. L., Patnaude, D. J., Margutti, R. et al. "TRES survey of variable diffuse interstellar bands" // 2017. — MNRAS. — V.470, №3. — p.2835. — arXiv:1706.07801
299. Leach, S. "CN spectroscopy and cosmic background radiation measurements" // 2004. — Canadian Journal of Chemistry. — V.82, №6. — p.730.
300. Le Bertre, T. & Lequeux, J. "Diffuse circumstellar bands in NGC 7027 and IRAS 21282+5050." // 1992. — A&A. — V.255. — p.288.
301. Leger, A. & D'Hendecourt, L. "Are polycyclic aromatic hydrocarbons the carriers of the diffuse interstellar bands in the visible?" // 1985. — A&A. — V.146, №1. — p.81.
302. Leger, A., D'Hendecourt, L. & Boccarda, N. "Polycyclic aromatic hydrocarbons and astrophysics" // 1987. — NATO Advanced Research and CNRS Workshop. — V.191. — Dordrecht.
303. Leger, A., D'Hendecourt, L. & Defourneau, D. "Proposed identification for the (common) carrier of the 4430 Å and 7565 Å DIBs." // 1995. — A&A. — V.293. — L53.
304. Le Petit, F., Roueff, E. & Herbst, E. "H₃⁺ and other species in the diffuse cloud towards ζ Persei: A new detailed model" // 2004. — A&A. — V.417. — p.993.
305. Le Petit, F., Nehmé, C., Le Bourlot, J. & Roueff, E. "A Model for Atomic and Molecular Interstellar Gas: The Meudon PDR Code" // 2006. — ApJSS. — V.164, №2. — p.506. — arXiv:astro-ph/0602150
306. Lesaffre, P., Pineau des Forêts, G., Godard, B., Guillard, P., Boulanger, F. & Falgarone, E. "Low-velocity shocks: signatures of turbulent dissipation in diffuse irradiated gas" // 2013. — A&A. — V.550. — A106. — arXiv:1301.7598
307. Li, A. & Greenberg, J. M. "A unified model of interstellar dust." // 1997. — A&A. — V.323. — p.566.
308. Lien, D. J. "A reanalysis of the interstellar CH abundance." // 1984. — ApJ. — V.284. — p.578.
309. Linnartz, H., Vaizert, O., Motylewski, T. & Maier, J. P. "The ${}^3\Sigma_u^- \leftarrow X^3\Sigma_g^-$ electronic spectrum of linear C₄ in the gas phase" // 2000. — J. of Chem. Phys. — V.112, №22. — p.9777.
310. Liu, J.-C. & Zhu, Z. "Rotation curve of the Galactic outer disk derived from radial velocities and UCAC3 proper motions of carbon stars" // 2010. — Research in Astronomy and Astrophysics. — V.10, №6. — p.541.

311. López-Corredoira, M. "Milky Way rotation curve from proper motions of red clump giants" // 2014. — A&A. — V.563, A128. — arXiv:1402.3551
312. Luna, R., Cox, N. L. J., Satorre, M. A., García Hernández, D. A., Suárez, O. & García Lario, P. "A search for diffuse bands in the circumstellar envelopes of post-AGB stars" // 2008. — A&A. — V.480, №1. — p.133. — arXiv:0711.1843
313. Lyu, C.-H., Smith, A. M. & Bruhweiler, F. C. "A Statistical Equilibrium Analysis of Interstellar CO toward zeta Ophiuchi as Recorded by the Goddard High Resolution Spectrograph" // 1994. — ApJ. — V.426. — p.254.
314. MacConnell, D. J. & Bidelman, W. P. "Finding list and spectral classifications for southern luminous stars." // 1976. — The Astronomical J. — V.81. — p.225.
315. MacIsaac, H., Cami, J., Cox, N. L. J., Farhang, A., Smoker, J., Elyajouri, M. et al. "The EDIBLES survey. V. Line profile variations in the $\lambda\lambda 5797$, 6379, and 6614 diffuse interstellar bands as a tool to constrain carrier sizes" // 2022. — A&A. — V.662. — A24. — arXiv:2203.01803
316. Mace, G., Kim, H., Jaffe, D. T. et al. "300 nights of science with IGRINS at McDonald Observatory" // 2016. — Proc. SPIE Conf. Ser., Bellingham. — V. 9908. — p. 99080C.
317. Maciel, W. J. & Lago, L. G. "A New Determination of the Rotation Curve from Galactic Disk Planetary Nebulae" // 2005. — Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica. — V.41. — p.383.
318. Magnani, L. & Salzer, J. J. "A Search for SH⁺ and CH⁺ in Diffuse and Translucent Clouds" // 1989. — The Astronomical J. — V.98. — p.926.
319. Magnani, L. & Salzer, J. J. "Observational Limits on SH⁺ in Diffuse Clouds and the Possible Detection of Ni I in the ISM" // 1991. — The Astronomical J. — V.101. — p.1429.
320. Maier, J. P., Lakin, N. M., Walker, G. A. H. & Bohlender, D. A., "Detection of C₃ in Diffuse Interstellar Clouds" // 2001. — ApJ. — V.553, №1. — p.267. — arXiv:astro-ph/0102449
321. Maier, J. P., Walker, G. A. H. & Bohlender, D. A. "Limits to Interstellar C₄ and C₅ toward ζ Ophiuchi" // 2002. — ApJ. — V.566, №1. — p.332. — arXiv:astro-ph/0110380
322. Maier, J. P., Walker, G. A. H. & Bohlender, D. A. "On the Possible Role of Carbon Chains as Carriers of Diffuse Interstellar Bands" // 2004. — ApJ. — V.602, №1. — p.286.
323. Maier, J. P., Boguslavskiy, A. E., Ding, H., Walker, G. A. H., & Bohlender, D. A., "The Gas Phase Spectrum of Cyclic C₁₈ and the Diffuse Interstellar Bands" // 2006. — ApJ. — V.640, №1. — p.369.
324. Maier, J. P., Chakrabarty, S., Mazzotti, F. J., Rice, C. A., Dietsche, R., Walker, G. A. H. et al. "Assignment of 5069 Å Diffuse Interstellar Band to HC₄H⁺: Disagreement with Laboratory Absorption Band" // 2011. — ApJ. — V.729, №2. — L20.

325. Maier, J. P., Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., Mazzotti, F. J., Raghunandan, R., Fulara, J. et al. "Identification of H₂CCC as a Diffuse Interstellar Band Carrier" // 2011a. — *ApJ*. — V.726, №1. — p.41. — arXiv:1011.0401
326. Marshall, C. C. M., Krelowski, J. & Sarre, P. J. "The λ 6614 diffuse interstellar absorption band: evidence for internal excitation of the carrier" // 2015. — *MNRAS*. — V.453, №4. — p.3912. — arXiv:1508.03308
327. Martizzi, D., Vogelsberger, M., Artale, M. C., Haider, M., Torrey, P., Marinacci, F. et al. "Baryons in the Cosmic Web of IllustrisTNG - I: gas in knots, filaments, sheets, and voids" // 2019. — *MNRAS*. — V.486, №3. — p.3766. — arXiv:1810.01883
328. Mason, B. D., Gies, D. R., Hartkopf, W. I., Bagnuolo, W. G., ten Brummelaar, T. & McAlister, H. A. "ICCD Speckle Observations of Binary Stars. XIX. an Astrometric/Spectroscopic Survey of O Stars" // 1998. — *The Astronomical J.* — V.115, №2. — p.821.
329. Mather, J. C., Fixsen, D. J., Shafer, R. A., Mosier, C. & Wilkinson, D. T. "Calibrator Design for the COBE Far-Infrared Absolute Spectrophotometer (FIRAS)" // 1999. — *ApJ*. — V.512, №2. — p.511. — arXiv:astro-ph/9810373
330. Mathis, J. S. "Interstellar dust and extinction." // 1990. — *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. — V.28. — p.37.
331. Mattila, K. "Radio observations of CH in three dark nebulae and the correlation of CH with optical extinction and molecular hydrogen." // 1986. — *A&A*. — V.160. — p.157.
332. Mattila, K., Lemke, D., Haikala, L. K., Laureijs, R. J., Leger, A., Lehtinen, K. et al. "Spectrophotometry of UIR bands in the diffuse emission of the galactic disk." // 1996. — *A&A*. — V.315. — L353.
333. Mayor, M., Pepe, F., Queloz, D., Bouchy, F., Rupprecht, G., Lo Curto, G. et al. "Setting New Standards with HARPS" // 2003. — *The Messenger*. — V.114. — p.20.
334. McCall, B. J., York, D. G. & Oka, T. "Observations of Diffuse Interstellar Bands Attributed to C₇" // 2000. — *ApJ*. — V.531, №1. — p.329.
335. McCall, B. J., Casaes, R. N., Ádámkóvics, M. & Saykally, R. J. "A re-examination of the 4051 Å band of C₃ using cavity ringdown spectroscopy of a supersonic plasma" // 2003. — *Chemical Physics Letters*. — V.374, №5. — p.583.
336. McCarthy, J. K., Sandiford, B. A., Boyd, D. & Booth, J. "The Sandiford 2.1-m Cassegrain Echelle Spectrograph for McDonald Observatory: Optical and Mechanical Design and Performance" // 1993. — *PASP*. — V.105. — p.881.
337. McKellar, A. "Evidence for the Molecular Origin of Some Hitherto Unidentified Interstellar Lines" // 1940a. — *PASP*. — V.52, №307. — p.187.

338. McKellar, A. "Wave Lengths of the CH Band Lines" // 1940b. — PASP. — V.52, №309. — p.312.
339. McKellar, A. "Molecular Lines from the Lowest States of Diatomic Molecules Composed of Atoms Probably Present in Interstellar Space" // 1941. — Publications of the Dominion Astrophysical Observatory Victoria. — V.7. — p.251.
340. Megier, A., Strobel, A., Bondar, A., Musaev, F. A., Han, I., Krelowski, J. et al. "Interstellar Ca II Line Intensities and the Distances of the OB stars" // 2005. — ApJ. — V.634, №1. — p.451.
341. Megier, A., Strobel, A., Galazutdinov, G. A. & Krelowski, J. "The interstellar Ca II distance scale" // 2009. — A&A. — V.507, №2. — p.833.
342. Melis, C., Reid, M. J., Mioduszewski, A. J., Stauffer, J. R. & Bower, G. C. "A VLBI resolution of the Pleiades distance controversy" // 2014. — Science. — V.345, №6200. — p.1029. — arXiv:1408.6544
343. Mendoza V. E. E. "A Spectroscopic and Photometric Study of the Be Stars." // 1958. — ApJ. — V.128. — p.207.
344. Menten, K. M., Reid, M. J., Forbrich, J. & Brunthaler, A. "The distance to the Orion Nebula" // 2007. — A&A. — V.474, №2. — p.515. — arXiv:0709.0485
345. Menten, K. M., Wyrowski, F., Belloche, A., Güsten, R., Dedes, L. & Müller, H. S. P. "Submillimeter absorption from SH⁺, a new widespread interstellar radical, ¹³CH⁺ and HCl" // 2011. — A&A. — V.525. — A77. — arXiv:1009.2825
346. Menzhevitski, V. S., Shimanskaya, N. N., Shimansky, V. V. & Kudryavtsev, D. O. "Effect of atomic parameters on determination of aluminum abundance in atmospheres of late-type stars" // 2014. — Astrophysical Bulletin. — V.69, №2. — p.169.
347. Merer, A. J., Malm, D. N., Martin, R. W., Horani, M. & Rostas, J. "The ultraviolet emission spectra of OH⁺ and OD⁺. Rotational structure and perturbations in the A³Π_i – X³Σ⁻ transition" // 1975. — Canadian Journal of Physics. — V.53. — p.251.
348. Merrifield, M. R. "The Rotation Curve of the Milky Way to 2.5 R₀ from the Thickness of the HI Layer" // 1992. — The Astronomical J. — V.103. — p.1552.
349. Merrill, P. W. "Unidentified Interstellar Lines" // 1934. — PASP. — V.46, №272. — p.206.
350. Merrill, P. W. "Tests of the Lines λ5780 and λ6284 in Stellar Spectra" // 1936. — PASP. — V.48, №283. — p.179.
351. Merrill, P. W. & Wilson, O. C. "Distance of Nova Lacertae 1936 Derived from the Intensities of Interstellar Lines" // 1936. — PASP. — V.48, №284. — p.230.

352. Merrill, P. W., Sanford, R. F., Wilson, O. C. & Burwell, C. G. "Intensities and Displacements of Interstellar Lines" // 1937. — ApJ. — V.86. — p.274.
353. Merrill, P. W. & Wilson, O. C. "Unidentified Interstellar Lines in the Yellow and Red" // 1938. — ApJ. — V.87. — p.9.
354. Merrill, P. W. & Humason, M. L. "The Diffuse Stationary Line $\lambda 4430$ in the Spectrum of a Binary Star" // 1938. — PASP. — V.50, №296. — p.212.
355. Meyer, D. M. & Jura, M. "A precise measurement of the cosmic microwave background temperature from optical observations of interstellar CN" // 1985. — ApJ. — V.297. — p.119.
356. Meyer, D. M., Roth, K. C. & Hawkins, I. "A Precise CN Measurement of the Cosmic Microwave Background Temperature at 1.32 Millimeters" // 1989. — ApJ. — V.343. — L1.
357. Meyer, D. M. & Roth, K. C. "Discovery of Interstellar NH" // 1991. — ApJ. — V.376. — L49.
358. Milgrom, M. "A modification of the Newtonian dynamics as a possible alternative to the hidden mass hypothesis." // 1983. — ApJ. — V.270. — p.365.
359. Millar, T. J., Adams, N. G., Smith, D., Lindinger, W. & Villinger, H. "The chemistry of SH⁺ in shocked interstellar gas." // 1986. — MNRAS. — V.221. — p.673.
360. Miroshnichenko, A. S., Bjorkman, K. S., Chentsov, E. L., Klochkova, V. G., Gray, R. O., García-Lario, P. et al. "The pre-main-sequence star IP Persei" // 2001. — A&A. — V.377. — p.854.
361. Miyamoto, M. & Zhu, Z. "Galactic Interior Motions Derived from HIPPARCOS Proper Motions. I. Young Disk Population" // 1998. — The Astronomical J. — V.115, №4. — p.1483.
362. Meyer, D. M., "High S/N CCD spectroscopy of interstellar absorption lines." // 1990. — CCDs in astronomy. — V.8. — p.345.
363. Millar, T. J. & Hobbs, L. M. "A search for SH⁺ toward zeta Ophiuchi." // 1988. — MNRAS. — V.231. — p.953.
364. Moffat, A. F. J., Fitzgerald, M. P. & Jackson, P. D. "The rotation and structure of the Galaxy beyond the solar circle. I. Photometry and spectroscopy of 276 stars in 45 H II regions and other young stellar groups toward the galactic anticentre." // 1979. — A&ASS. — V.38. — p.197.
365. Moni Bidin, C., Carraro, G., Méndez, R. A. & Smith, R. "Kinematical and Chemical Vertical Structure of the Galactic Thick Disk. II. A Lack of Dark Matter in the Solar Neighborhood" // 2012. — ApJ. — V.751, №1. — p.30. — arXiv:1204.3924
366. Montesinos, B., Eiroa, C., Mora, A. & Merín, B. "Parameters of Herbig Ae/Be and Vega-type stars" // 2009. — A&A. — V.495, №3. — p.901. — arXiv:0811.3557

367. Mookerjea, B., Giesen, T., Stutzki, J., Cernicharo, J., Goicoechea, J. R., de Luca, M. et al. "Excitation and abundance of C₃ in star forming cores. Herschel/HIFI observations of the sight-lines to W31C and W49N" // 2010. — A&A. — V.521. — L13. — arXiv:1007.0649
368. Mookerjea, B., Hassel, G. E., Gerin, M., Giesen, T., Stutzki, J., Herbst, E. et al. "Chemistry of C₃ and carbon chain molecules in DR21(OH)" // 2012. — A&A. — V.546. — A75. — arXiv:1208.1816
369. Morton, D. C. "Atomic Data for Resonance Absorption Lines. III. Wavelengths Longward of the Lyman Limit for the Elements Hydrogen to Gallium" // 2003. — ApJSS. — V.149, №1. — p.205.
370. Motylewski, T. & Linnartz, H. "Cavity ring down spectroscopy on radicals in a supersonic slit nozzle discharge" // 1999. — Review of Scientific Instruments. — V.70, №2. — p.1305.
371. Motylewski, T., Vaizert, O., Giesen, T. F., Linnartz, H. & Maier, J. P. "The $^1\Pi_u$ — $X^1\Sigma_g^+$ electronic spectrum of C₅ in the gas phase" // 1999. — J. of Chem. Phys. — V.111, №14. — p.6161.
372. Moutou, C., Krelowski, J., D'Hendecourt, L. & Jamroszczak, J. "On correlations between diffuse interstellar bands" // 1999. — A&A. — V.351. — p.680. — arXiv:astro-ph/9912560
373. Mulas, G., Mallocci, G., Joblin, C. & Toubanc, D. "A general model for the identification of specific PAHs in the far-IR" // 2006. — A&A. — V.460, №1. — p.93. — arXiv:astro-ph/0606264
374. Mulas, G., Zonca, A., Casu, S. & Cecchi-Pestellini, C. "Modeling Galactic Extinction with Dust and "Real" Polycyclic Aromatic Hydrocarbons" // 2013. — ApJSS. — V.207, №1. — p.7.
375. Mulliken, R. S., "Electronic States and Band Spectrum Structure in Diatomic Molecules VI. Theory of Intensity Relations for case b Doublet States. Interpretation of CH Bands $\lambda\lambda$ 3900, 4300" // 1927. — Physical Review. — V.30, №6. — p.785.
376. Munari, U. & Zwitter, T. "Equivalent width of NA I and K I lines and reddening." // 1997. — A&A. — V.318. — p.269.
377. Munari, U., Dallaporta, S., Siviero, A., Soubiran, C., Fiorucci, M. & Girard, P. "The distance to the Pleiades from orbital solution of the double-lined eclipsing binary HD 23642" // 2004. — A&A. — V.418. — L31. — arXiv:astro-ph/0403444
378. Munari, U., Tomasella, L., Fiorucci, M., Bienaymé, O., Binney, J., Bland-Hawthorn, J. et al. "Diffuse interstellar bands in RAVE survey spectra" // 2008. — A&A. — V.488, №3. — p.969. — arXiv:0808.1456

379. Musaev, F. A. & Chentsov, E. L. "On the problem of search for binaries of "runaway" O-stars. The differential shifts of lines in the spectrum of HD 188209." // 1988. — Pisma v Astronomicheskii Zhurnal. — V.14. — p.530.
380. Musaev, F. A. & Snezhko, L. I. "To the problem of search for duplicity of "runaway" O-stars. Physical variability of O-supergiants." // 1988. — Pisma v Astronomicheskii Zhurnal. — V.14. — p.163.
381. Musaev, F. A. "Coude echelle spectrometer" // 1993. — Astronomy Letters. — V.19, №8. — p.315.
382. Musaev, F. A., Galazutdinov, G. A., Sergeev, A. V., Karpov, N. V. & Pod'yachev, Y. V. "Coudé echelle spectrometer for the Terskol 2-meter telescope." // 1999. — Kinematics and Physics of Celestial Bodies. — V.15, №3. — p.216.
383. Nachman, P. & Hobbs, L. M. "The double-ratio method and interstellar abundances." // 1973. — ApJ. — V.182. — p.481.
384. Najar, F., Ben Abdallah, D., Jaidane, N. & Ben Lakhdar, Z. "Potential energy surface for the $C(X\Sigma_g^+) + He(^1S)$ system: Application to the rotationally inelastic scattering of C_2 in collisions with He" // 2008. — Chemical Physics Letters. — V.460, №1. — p.31.
385. Narayanan, V. K. & Gould, A. "Correlated Errors in HIPPARCOS Parallaxes toward the Pleiades and the Hyades" // 1999. — ApJ. — V.523, №1. — p.328. — arXiv:astro-ph/9810328
386. Neufeld, D. A., Goicoechea, J. R., Sonnentrucker, P., Black, J. H., Pearson, J., Yu, S. et al. "Herschel/HIFI observations of interstellar OH⁺ and H₂O⁺ towards W49N: a probe of diffuse clouds with a small molecular fraction" // 2010. — A&A. — V.521. — L10. — arXiv:1007.0987
387. Neufeld, D. A., Falgarone, E., Gerin, M., Godard, B., Herbst, E., Pineau des Forêts, G. et al. "Discovery of interstellar mercapto radicals (SH) with the GREAT instrument on SOFIA" // 2012. — A&A. — V.542. — L6. — arXiv:1202.3142
388. Neufeld, D. A., Godard, B., Gerin, M., Pineau des Forêts, G., Bernier, C., Falgarone, E. et al. "Sulphur-bearing molecules in diffuse molecular clouds: new results from SOFIA/GREAT and the IRAM 30 m telescope" // 2015. — A&A. — V.577. — A49. — arXiv:1502.05710
389. Nicastro, F., Kaastra, J., Krongold, Y., Borgani, S., Branchini, E., Cen, R. et al. "Observations of the missing baryons in the warm-hot intergalactic medium" // 2018. — Nature. — V.558, №7710. — p.406. — arXiv:1806.08395
390. Oh, C. S., Kobayashi, H., Honma, M., Hirota, T., Sato, K. & Ueno, Y. "VERA Observations of H₂O Maser Sources in Three Massive Star-Forming Regions and Galactic Rotation Measurements" // 2010. — Publications of the Astronomical Society of Japan. — V.62. — p.101.

391. Ohishi, M. & Kaifu, N. "Chemical and physical evolution of dark clouds. Molecular spectral line survey toward TMC-1" // 1998. — Faraday Discussions. — V.109. — p.205.
392. Oka, T., Thorburn, J. A., McCall, B. J., Friedman, S. D., Hobbs, L. M., Sonnentrucker, P. et al. "Observations of C₃ in Translucent Sight Lines" // 2003. — ApJ. — V.582, №2. — p.823.
393. Oka, T., Welty, D. E., Johnson, S., York, D. G., Dahlstrom, J. & Hobbs, L. M. "Anomalous Diffuse Interstellar Bands in the Spectrum of Herschel 36. II. Analysis of Radiatively Excited CH⁺, CH, and Diffuse Interstellar Bands" // 2013. — ApJ. — V.773, №1. — p.42. — arXiv:1304.2842
394. Omodaka, T. "VERA Project: Measuring Our Milky Way Galaxy" // 2009. — AAPP Bulletin. — V. 19, № 3. — p.19.
395. Onaka, T., Yamamura, I., Tanabe, T., Roellig, T. L. & Yuen, L. "Detection of the Mid-Infrared Unidentified Bands in the Diffuse Galactic Emission by IRTS" // 1996. — Publications of the Astronomical Society of Japan. — V.48. — L59.
396. Palazzi, E., Mandolesi, N. & Crane, P., "CN Rotational Excitation" // 1992. — ApJ. — V.398. — p.53.
397. Pan, X., Shao, M. & Kulkarni, S. R. "A distance of 133-137 parsecs to the Pleiades star cluster" // 2004. — Nature. — V.427, №6972. — p.326.
398. Pan, K., Federman, S. R., Cunha, K., Smith, V. V. & Welty, D. E. "Cloud Structure and Physical Conditions in Star-forming Regions from Optical Observations. I. Data and Component Structure" // 2004a. — ApJSS. — V.151, №2. — p.313. — arXiv:astro-ph/0312095
399. Papaj, J., Krelowski, J. & Wegner, W. "Intrinsic UV colors of OB stars." // 1993. — A&A. — V.273. — p.575.
400. Pato, M. & Iocco, F., "galkin: Milky Way rotation curve data handler" // 2017a. — Astrophysics Source Code Library. — p.ascl:1711.011. — ascl:1711.011
401. Pato, M. & Iocco, F. "galkin: A new compilation of Milky Way rotation curve data" // 2017b. — SoftwareX. — V.6. — p.54. — arXiv:1703.00020
402. Pepe, F., Molaro, P., Cristiani, S., Rebolo, R., Santos, N. C., Dekker, H. et al. "ESPRESSO: The next European exoplanet hunter" // 2014. — Astronomische Nachrichten. — V.335, №1. — p.8.
403. Pettersson, B. & Reipurth, B. "Young stars associated with the VELA Molecular Ridge. I. VMR clouds C and D, Collinder 197 and VELA R2" // 1994. — A&ASS. — V.104. — p.233.
404. Pikel'ner, S. B. "Ionization and Heating of Interstellar Gas by Superthermal Particles" // 1967. — Astrophysical Letters. — V.1. — p.43.

405. Pilleri, P., Herberth, D., Giesen, T. F., Gerin, M., Joblin, C., Mulas, G., et al. "Search for corannulene (C₂₀H₁₀) in the Red Rectangle" // 2009. — MNRAS. — V.397, №2. — p.1053. — arXiv:0905.1845
406. Pineau des Forets, G., Roueff, E. & Flower, D. R. "Theoretical studies of interstellar molecular shocks - IV. The sulphur chemistry in diffuse clouds." // 1986. — MNRAS. — V.223. — p.743.
407. Pinsonneault, M. H., Stauffer, J., Soderblom, D. R., King, J. R. & Hanson, R. B. "The Problem of HIPPARCOS Distances to Open Clusters. I. Constraints from Multicolor Main-Sequence Fitting" // 1998. — ApJ. — V.504, №1. — p.170. — arXiv:astro-ph/9803233
408. Porceddu, I., Benvenuti, P. & Krelowski, J. "On the diffuse interstellar bands around 6200 Å" // 1991. — A&A. — V.248. — p.188.
409. Porras, A. J., Federman, S. R., Welty, D. E. & Ritchey, A. M. "OH⁺ in Diffuse Molecular Clouds" // 2014. — ApJ. — V.781, №1. — L8. — arXiv:1312.5239
410. Price, R. J., Crawford, I. A., Barlow, M. J. & Howarth, I. D. "An ultra-high-resolution study of the interstellar medium towards Orion" // 2001. — MNRAS. — V.328, №2. — p.555.
411. Rachford, B. L., Snow, T. P., Tumlinson, J., Shull, J. M., Blair, W. P., Ferlet, R. et al. "A Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Survey of Interstellar Molecular Hydrogen in Translucent Clouds" // 2002. — ApJ. — V.577, №1. — p.221. — arXiv:astro-ph/0205415
412. Rachford, B. L., Snow, T. P., Destree, J. D., Ross, T. L., Ferlet, R., Friedman, S. D. et al., "Molecular Hydrogen in the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Translucent Lines of Sight: The Full Sample" // 2009. — ApJSS. — V.180, №1. — p.125. — arXiv:0809.3831
413. Ramsay, D. A. "Absorption Spectra of SH and SD Produced by Flash Photolysis of H₂S and D₂S" // 1952. — J. of Chem. Phys. — V.20, №12. — p.1920.
414. Rao, N. K., Muneer, S., Lambert, D. L. & Varghese, B. A. "Unveiling Vela - time variability of Na I D lines in the direction of the Vela supernova remnant" // 2016. — MNRAS. — V.455, №3. — p.2529. — arXiv:1510.06494
415. Rees, M. J., Sciama, D. W. & Stobbs, S. H. "Metastable Helium in Interstellar and Intergalactic Space" // 1968. — Astrophysical Letters. — V.2. — p.243.
416. Reid, M. J., Menten, K. M., Zheng, X. W., Brunthaler, A., Moscadelli, L., Xu, Y. et al. "Trigonometric Parallaxes of Massive Star-Forming Regions. VI. Galactic Structure, Fundamental Parameters, and Noncircular Motions" // 2009. — ApJ. — V.700, №1. — p.137. — arXiv:0902.3913
417. Ritchey, A. M., Martinez, M., Pan, K., Federman, S. R. & Lambert, D. L. "The Nature of Interstellar Gas toward the Pleiades Revealed in Absorption Lines" // 2006. — ApJ. — V.649, №2. — p.788. — arXiv:astro-ph/0606644

418. Romanini, D., Biennier, L., Salama, F., Kachanov, A., Allamandola, L. J. & Stoeckel, F. "Jet-discharge cavity ring-down spectroscopy of ionized polycyclic aromatic hydrocarbons: progress in testing the PAH hypothesis for the diffuse interstellar band problem" // 1999. — Chemical Physics Letters. — V.303, №1. — p.165.
419. Roth, K. C. & Meyer, D. M. "Cyanogen Excitation in Diffuse Interstellar Clouds" // 1995. — ApJ. — V.441. — p.129.
420. Roueff, E., "A reanalysis of interstellar OH absorption observations" // 1996. — MNRAS. — V.279, №3. — L37.
421. Roueff, E., Felenbok, P., Black, J. H. & Gry, C. "Interstellar C₃ toward HD 210121" // 2002. — A&A. — V.384. — p.629.
422. Rouillé, G., Steglich, M., Huisken, F., Henning, T. & Müllen, K. "UV/visible spectroscopy of matrix-isolated hexa-peri-hexabenzocoronene: Interacting electronic states and astrophysical context" // 2009. — J. of Chem. Phys. — V.131, №20. — p.204311.
423. Rouille, G., Jäger, C., Steglich, M. et al. "IR, Raman, and UV/Vis Spectra of Corannulene for Use in Possible Interstellar Identification" // 2008. — ChemPhysChem. — V. 9. — p.2085.
424. Rudkjøbing, M., "Galactic Longitude Dependence of the Intensity Ratio of the Diffuse Interstellar Absorption Bands at $\lambda\lambda$ 6180 and 4430" // 1970. — Astrophysics and Space Science. — V.6, №1. — p.157.
425. Sakhibullin, N. A. "Solution of non-LTE problems on the ES computer" // 1983. — Trudy Kazanskaia Gorodkoj Astronomicheskoy Observatorii. — V.48. — p.9.
426. Salama, F. & Allamandola, L. J. "Electronic absorption spectroscopy of matrix-isolated polycyclic aromatic hydrocarbon cations. I. The naphthalene cation (C₁₀H₈⁺)" // 1991. — J. of Chem. Phys. — V.94, №11. — p.6964.
427. Salama, F., Bakes, E. L. O., Allamandola, L. J. & Tielens, A. G. G. M. "Assessment of the Polycyclic Aromatic Hydrocarbon--Diffuse Interstellar Band Proposal" // 1996. — ApJ. — V.458. — p.621.
428. Salama, F., Galazutdinov, G. A., Krełowski, J., Biennier, L., Beletsky, Y. & Song, I.-O. "Polycyclic Aromatic Hydrocarbons and the Diffuse Interstellar Bands: A Survey" // 2011. — ApJ. — V.728, №2. — p.154.
429. Sanchawala, K., Chen, W.-P., Lee, H.-T., Chu, Y.-H., Nakajima, Y., Tamura, M. et al. "An X-Ray and Near-Infrared Study of Young Stars in the Carina Nebula" // 2007. — ApJ. — V.656, №1. — p.462.
430. Sanford, R. F. "Regional Study of the Interstellar Calcium Lines" // 1937. — ApJ. — V.86. — p.136.

431. Sarre, P. J., Miles, J. R., Kerr, T. H., Hibbins, R. E., Fossey, S. J. & Somerville, W. B. "Resolution of intrinsic fine structure in spectra of narrow diffuse interstellar bands" // 1995. — MNRAS. — V.277, №2. — L41.
432. Sarre, P. J. "The diffuse interstellar bands: A major problem in astronomical spectroscopy" // 2006. — Journal of Molecular Spectroscopy. — V.238, №1. — p.1. — arXiv:astro-ph/0608113
433. Savage, B. D., Bohlin, R. C., Drake, J. F. & Budich, W. "A survey of interstellar molecular hydrogen. I." // 1977. — ApJ. — V.216. — p.291.
434. Savage, B. D. & Sembach, K. R. "The Analysis of Apparent Optical Depth Profiles for Interstellar Absorption Lines" // 1991. — ApJ. — V.379. — p.245.
435. Savage, B. D. & Sembach, K. R. "Interstellar Abundances from Absorption-Line Observations with the Hubble Space Telescope" // 1996. — Annual Review of Astronomy and Astrophysics. — V.34. — p.279.
436. Saydjari, A. & Finkbeiner, D. "Measuring the 8620 Å Diffuse Interstellar Band in GAIA DR3 RVS Spectra: Obtaining a Clean Catalog by Marginalizing over Stellar Types" // 2023. — American Astron. Soc. Meeting Abstracts. — V.241. — p.144.01.
437. Scherb, F. "Production of Metastable Helium by Energetic Particles in Interstellar Gas" // 1968. — ApJ. — V.153. — L55
438. Schertl, D., Balega, Y. Y., Preibisch, T., & Weigelt, G. "Orbital motion of the massive multiple stars in the Orion Trapezium" // 2003. — A&A. — V.402. — p.267.
439. Schild, R. E., Garrison, R. F. & Hiltner, W. A. "UBV Photometry for southern OB stars." // 1983. — ApJSS. — V.51. — p.321.
440. Schmidt, M. R., Krelowski, J., Weselak, T. & Galazutdinov, G. A. "CN (3,0) red system features in interstellar translucent clouds" // 2013. — MNRAS. — V.431, №2. — p.1795.
441. Schmidt, M. R., Krelowski, J., Galazutdinov, G. A., Zhao, D., Haddad, M. A., Ubachs, W. et al. "Detection of vibronic bands of C₃ in a translucent cloud towards HD 169454" // 2014. — MNRAS. — V.441, №2. — p.1134. — arXiv:1403.7280
442. Schmidt-Kaler, Th. "Stars and Star Clusters" // 1982. in Landolt Börnstein New Ser. ed. K. Schaifers & H. H. Voigt — V. 2b.— p.2. — Springer-Verlag, Berlin
443. Sellgren, K., Werner, M. W., Ingalls, J. G., Smith, J. D. T., Carleton, T. M. & Joblin, C. "C₆₀ in Reflection Nebulae" // 2010. — ApJ. — V.722, №1. — L54. — arXiv:1009.0539
444. Sfeir, D. M., Lallement, R., Crifo, F. & Welsh, B. Y. "Mapping the contours of the Local bubble: preliminary results" // 1999. — A&A. — V.346. — p.785.

445. Sheffer, Y., Rogers, M., Federman, S. R., Lambert, D. L. & Gredel, R. "Hubble Space Telescope Survey of Interstellar $^{12}\text{CO}/^{13}\text{CO}$ in the Solar Neighborhood" // 2007. — ApJ. — V.667, №2. — p.1002. — arXiv:0706.3855
446. Sheffer, Y., Rogers, M., Federman, S. R., Abel, N. P., Gredel, R., Lambert, D. L. et al. "Ultraviolet Survey of CO and H₂ in Diffuse Molecular Clouds: The Reflection of Two Photochemistry Regimes in Abundance Relationships" // 2008. — ApJ. — V.687, №2. — p.1075. — arXiv:0807.0940
447. Siebenmorgen, R., Krelowski, J., Smoker, J., Galazutdinov, G. & Bagnulo, S. "Dark dust and single-cloud sightlines in the ISM" // 2020. — A&A. — V.641. — A35. — arXiv:2006.12877
448. Simonsen, J. T. & Hannestad, S. "Can dust segregation mimic a cosmological constant?" // 1999. — A&A. — V.351. — p.1. — arXiv:astro-ph/9909225
449. Skórzyński, W., Strobel, A. & Galazutdinov, G. A. "Grey extinction in the solar neighbourhood?" // 2003. — A&A. — V.408. — p.297.
450. Słyk, K., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A., Bondar, A. V., Schmidt, M. R. & Krelowski, J. "A search for fine structure inside high resolution profiles of weak diffuse interstellar bands" // 2006. — A&A. — V.448, №1. — p.221.
451. Słyk, K., Bondar, A. V., Galazutdinov, G. A. & Krelowski, J. "CN column densities and excitation temperatures" // 2008. — MNRAS. — V.390, №4. — p.1733.
452. Smette, A., Sana, H., Noll, S., Horst, H., Kausch, W., Kimeswenger, S. et al. "Molecfit: A general tool for telluric absorption correction. I. Method and application to ESO instruments" // 2015. — A&A. — V.576. — A77. — arXiv:1501.07239
453. Smith, H. "Is there really a Lutz-Kelker bias? Reconsidering calibration with trigonometric parallaxes" // 2003. — MNRAS. — V.338, №4. — p.891.
454. Smith, K. T., Fossey, S. J., Cordiner, M. A., Sarre, P. J., Smith, A. M., Bell, T. A. et al. "Small-scale structure in the interstellar medium: time-varying interstellar absorption towards κ Velorum" // 2013. — MNRAS. — V.429, №2. — p.939. — arXiv:1210.8136
455. Smoker, J. V., Rolleston, W. R. J., Kay, H. R. M., Kilkenny, D., Morras, R., Arnal, M. et al. "CaII K interstellar observations towards early-type disc and halo stars" // 2003. — MNRAS. — V.346, №1. — p.119.
456. Snow, T. P., "The detection of interstellar OH absorption in the Zeta Ophiuchi cloud." // 1976. — ApJ. — V.204. — L127.
457. Snow, T. P., Rachford, B. L., Tumlinson, J., Shull, J. M., Welty, D. E., Blair, W. P. et al. "Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Observations of Molecular Hydrogen in Translucent

- Interstellar Clouds: The Line of Sight toward HD 73882" // 2000. — ApJ. — V.538, №1. — L65. — arXiv:astro-ph/0005090
458. Soderblom, D. R., Nelan, E., Benedict, G. F., McArthur, B., Ramirez, I., Spiesman, W. et al. "Confirmation of Errors in Hipparcos Parallaxes from Hubble Space Telescope Fine Guidance Sensor Astrometry of the Pleiades" // 2005. — The Astronomical J. — V.129, №3. — p.1616. — arXiv:astro-ph/0412093
459. Sofue, Y. & Rubin, V. "Rotation Curves of Spiral Galaxies" // 2001. — Annual Review of Astronomy and Astrophysics. — V.39. — p.137. — arXiv:astro-ph/0010594
460. Sofue, Y., "Rotation Curve of the Milky Way and the Dark Matter Density" // 2020. — Galaxies. — V.8, №2. — p.37. — arXiv:2004.11688
461. Sonnentrucker, P., Cami, J., Ehrenfreund, P. & Foing, B. H. "The diffuse interstellar bands at 5797, 6379 and 6613 Angstroms. Ionization properties of the carriers" // 1997. — A&A. — V.327. — p.12151.
462. Sonnentrucker, P., Welty, D. E., Thorburn, J. A. & York, D. G. "Abundances and Behavior of ^{12}CO , ^{13}CO , and C_2 in Translucent Sight Lines" // 2007. — ApJSS. — V.168, №1. — p.58. — arXiv:astro-ph/0608557
463. Sonnentrucker, P., York, B., Hobbs, L. M., Welty, D. E., Friedman, S. D., Dahlstrom, J., et al. "A Modern Census of the Broadest Diffuse Interstellar Bands" // 2018. — ApJSS. — V.237, №2. — p.40.
464. Sorokin, P. P., Glowina, J. H. & Ubachs, W. "Current status of the H_2 diffuse interstellar bands theory. Assignments of the $\lambda\lambda 5780, 6284, 4428, 4882$ large-equivalent-width diffuse interstellar bands" // 1998. — Faraday Discussions. — V.109. — p.137.
465. Sota, A., Maíz Apellániz, J., Walborn, N. R., Alfaro, E. J., Barbá, R. H., Morrell, N. I. et al. "The Galactic O-Star Spectroscopic Survey. I. Classification System and Bright Northern Stars in the Blue-violet at $R \sim 2500$ " // 2011. — ApJSS. — V.193, №2. — p.24. — arXiv:1101.4002
466. Sota, A., Maíz Apellániz, J., Morrell, N. I., Barbá, R. H., Walborn, N. R., Gamen, R. C. et al. "The Galactic O-Star Spectroscopic Survey (GOSSS). II. Bright Southern Stars" // 2014. — ApJSS. — V.211, №1. — p.10. — arXiv:1312.6222
467. Souza, S. P. & Lutz, B. L. "Detection of C_2 in the interstellar spectrum of Cygnus OB2 Number 12 (IV Cygni Number 12)." // 1977. — ApJ. — V.216. — L49.
468. Spaans, M., Neufeld, D., Lepp, S., Melnick, G. J. & Stauffer, J., "Search for Interstellar Water in the Translucent Molecular Cloud toward HD 154368" // 1998. — ApJ. — V.503, №2. — p.780. — arXiv:astro-ph/9803215
469. Spitzer, L. "Physical processes in the interstellar medium" // 1978. — New York: Wiley.

470. Staicu, A., Krasnokutski, S., Rouillé, G., Henning, T. & Huisken, F. "Electronic spectroscopy of polycyclic aromatic hydrocarbons (PAHs) at low temperature in the gas phase and in helium droplets" // 2006. — *Journal of Molecular Structure*. — V.786, №2-3. — p.105.
471. Stanimirović, S. & Zweibel, E. G. "Atomic and Ionized Microstructures in the Diffuse Interstellar Medium" // 2018. — *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. — V.56. — p.489. — arXiv:1810.00933
472. Stello, D. & Nissen, P. E. "The problem of the Pleiades distance. Constraints from Strömberg photometry of nearby field stars" // 2001. — *A&A*. — V.374. — p.105. — arXiv:astro-ph/0105222
473. Stokes, G. M. "Interstellar titanium." // 1978. — *ApJSS*. — V.36. — p.115.
474. Stone, R. C. "A search for spectroscopic binaries among the runaway O type stars." // 1982. — *ApJ*. — V.261. — p.208.
475. Strömberg, B. "On the Density Distribution and Chemical Composition of the Interstellar Gas." // 1948. — *ApJ*. — V.108. — p.242.
476. Strom, K. M., Strom, S. E. & Yost, J. "Circumstellar Shells in the Young Cluster NGC 2264" // 1971. — *ApJ*. — V.165. — p.479.
477. Strom, S. E., Strom, K. M., Brooke, A. L., Bregman, J. & Yost, J. "Circumstellar Shells in the Young Cluster NGC 2264. II. Infrared and Further Optical Observations" // 1972. — *ApJ*. — V.171. — p.267.
478. Struve, F. G. W. "Études d'Astronomie Stellaire: Sur la voie lactée et sur la distance des étoiles fixes" // 1847. — *Tip. Acad. Imper.* — V. IV. — p. 164.
479. Struve, O. "Further work on interstellar calcium." // 1928. — *ApJ*. — V.67. — p.353.
480. Struve, O., Wurm, K. & Henyey, L. G. "Astrophysical Consequences of Metastable Levels in Hydrogen and Helium" // 1939. — *Proceedings of the National Academy of Science*. — V.25, №2. — p.67.
481. Subramaniam, A. & Bhatt, B. C. "Photometric study of distant open clusters in the second quadrant: NGC 7245, King 9, King 13 and IC 166" // 2007. — *MNRAS*. — V.377, №2. — p.829. — arXiv:astro-ph/0703075
482. Sukhorukov, O., Staicu, A., Diegel, E., Rouillé, G., Henning, T. & Huisken, F. "D₂ ← D₀ transition of the anthracene cation observed by cavity ring-down absorption spectroscopy in a supersonic jet" // 2004. — *Chemical Physics Letters*. — V.386, №4. — p.259.
483. Tan, X. & Salama, F. "Cavity ring-down spectroscopy and vibronic activity of benzo[ghi]perylene" // 2005a. — *J. of Chem. Phys.* — V.123, №1. — p.014312-014312.

484. Tan, X. & Salama, F. "Cavity ring-down spectroscopy and theoretical calculations of the $S_1(^1B_{3u}) \leftarrow S_0(^1A_g)$ transition of jet-cooled perylene" // 2005b. — J. of Chem. Phys. — V.122, №8. — p.084318-084318.
485. Tan, X., Bernstein, L., Cami, J. & Salama, F. "On Estimating Interstellar Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Abundances with Calculated Oscillator Strengths" // 2011. — ApJ. — V.728, №1. — p.62.
486. Tanabashi, A., Hirao, T., Amano, T. & Bernath, P. F. "Fourier Transform Emission Spectra of the (000)-(000) Band of the λ 4051.6 Band of C_3 " // 2005. — ApJ. — V.624, №2. — p.1116.
487. Taylor, S. D. & Duley, W. W. "The formation of long carbon chains in diffuse clouds" // 1997. — MNRAS. — V.286, №2. — p.344.
488. Thaddeus, P. & Clauser, J. F. "Cosmic Microwave Radiation at 2.63 mm from Observations of Interstellar CN" // 1966. — Physical Review Letters. — V.16, №18. — p.819.
489. Thaddeus P., "The Short-Wavelength Spectrum of the Microwave Background" // 1972. — Annual Review of Astronomy and Astrophysics. — V.10. — p.305.
490. Thaddeus P., "The prebiotic molecules observed in the interstellar gas" // 2006. — Philosophical Transactions of the Royal Society B. — V.361. — p.1681.
491. Thè, P. S., de Winter, D. & Perez, M. R. "A new catalogue of members and candidate members of the Herbig Ae/Be (HAEBE) stellar group" // 1994. — A&ASS. — V.104. — p.315.
492. Thomson, R. & Dalby, F. W., "Experimental determination of the dipole moments of the $X^2\Sigma^+$ and $B^2\Sigma^+$ states of the CN molecule" // 1968. — Canadian Journal of Physics. — V.46. — p.2815.
493. Thorburn, J. A., Hobbs, L. M., McCall, B. J., Oka, T., Welty, D. E., Friedman, S. D. et al. "Some Diffuse Interstellar Bands Related to Interstellar C_2 Molecules" // 2003. — ApJ. — V.584, №1. — p.339.
494. Tibbs, C. T., Watson, R. A., Dickinson, C., Davies, R. D., Davis, R. J., Buckmaster, S., et al., "Very Small Array observations of the anomalous microwave emission in the Perseus region" // 2010. — MNRAS. — V.402, №3. — p.1969. — arXiv:0909.4682
495. Tielens, A. G. G. M. & Hollenbach, D. "Photodissociation regions. I. Basic model." // 1985. — ApJ. — V.291. — p.722.
496. Tielens, A. G. G. M. & Allamandola, L. J. "Composition, Structure, and Chemistry of Interstellar Dust" // 1987. — Interstellar Processes. — V.134. — p.397.
497. Tielens, A. G. G. M. & Snow, T. P. "The diffuse interstellar bands" // 1995. — book series: Astrophysics and Space Science Library. — V.202. — Springer.

498. Tielens, A. G. G. M. "The molecular universe" // 2013. — Reviews of Modern Physics. — V.85, №3. — p.1021.
499. Tkachenko, A., Matthews, J. M., Aerts, C., Pavlovski, K., Pápics, P. I., Zwintz, K. et al. "Stellar modelling of Spica, a high-mass spectroscopic binary with a β Cep variable primary component" // 2016. — MNRAS. — V.458, №2. — p.1964. — arXiv:1601.08069
500. Tody, D. "The IRAF Data Reduction and Analysis System" // 1986. — Instrumentation in astronomy VI. — V.627. — p.733.
501. Tokaryk, D. W. & Chomiak, D. E., "Laser spectroscopy of C₃: Stimulated emission and absorption spectra of the $\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$ transition" // 1997. — J. of Chem. Phys. — V.106, №18. — p.7600.
502. Trumpler, R. J. "Absorption of Light in the Galactic System" // 1930. — PASP. — V.42, №248. — p.214.
503. Trumpler, R. J. "Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters" // 1930a. — Lick Observatory Bulletin. — V.420. — p.154.
504. Tuairisg, S. Ó., Cami, J., Foing, B. H., Sonnentrucker, P. & Ehrenfreund, P. "A deep echelle survey and new analysis of diffuse interstellar bands" // 2000. — A&ASS. — V.142. — p.225.
505. Tulej, M., Kirkwood, D. A., Pachkov, M. & Maier, J. P. "Gas-Phase Electronic Transitions of Carbon Chain Anions Coinciding with Diffuse Interstellar Bands" // 1998. — ApJ. — V.506, №1. — L69.
506. van der Tak, F. F. S., Black, J. H., Schöier, F. L., Jansen, D. J. & van Dishoeck, E. F. "A computer program for fast non-LTE analysis of interstellar line spectra. With diagnostic plots to interpret observed line intensity ratios" // 2007. — A&A. — V.468, №2. — p.627. — arXiv:0704.0155
507. van der Tak, F. F. S., Nagy, Z., Ossenkopf, V., Makai, Z., Black, J. H., Faure, A. et al. "Spatially extended OH⁺ emission from the Orion Bar and Ridge" // 2013. — A&A. — V.560. — A95. — arXiv:1311.1977
508. van der Zwet, G. P. & Allamandola, L. J. "Polycyclic aromatic hydrocarbons and the diffuse interstellar bands" // 1985. — A&A. — V.146, №1. — p.76.
509. van Dishoeck, E. F. & Black, J. H., "The excitation of interstellar C₂." // 1982. — ApJ. — V.258. — p.533.
510. van Dishoeck, E. F. & Black, J. H. "Interstellar C₂, CH, and CN in Translucent Molecular Clouds" // 1989. — ApJ. — V.340. — p.273.

511. van Dishoeck, E. F., Herbst, E. & Neufeld, D. A. "Interstellar Water Chemistry: From Laboratory to Observations" // 2013. — Chemical Reviews. — V.113, №12. — p.9043. — arXiv:1312.4684
512. van Leeuwen, F., "Validation of the new Hipparcos reduction" // 2007. — A&A. — V.474, №2. — p.653. — arXiv:0708.1752
513. van Leeuwen, F. "Parallaxes and proper motions for 20 open clusters as based on the new Hipparcos catalogue" // 2009. — A&A. — V.497, №1. — p.209. — arXiv:0902.1039
514. Vollmann, K. & Eversberg, T. "Remarks on statistical errors in equivalent widths" // 2006. — Astronomische Nachrichten. — V.327, №9. — p.862. — arXiv:astro-ph/0606341
515. Walborn, N. R. & Fitzpatrick, E. L., "Contemporary Optical Spectral Classification of the OB Stars: A Digital Atlas" // 1990. — PASP. — V.102. — p.379.
516. Walborn, N. R. "The Stellar Content of the Carina Nebula (Invited Paper)" // 1995. — Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series. — V.2. — p.51.
517. Walker, G. A. H. "Photoelectric measures of the 4430 Å diffuse interstellar band" // 1963. — MNRAS. — V.125. — p.141.
518. Walker, G. A. H., Bohlender, D. A. & Królowski, J. "Further Evidence for Carbon Isotopic Structure in the $\lambda\lambda 5797$ and 6614 Diffuse Interstellar Bands" // 2000. — ApJ. — V.530, №1. — p.362.
519. Walker, G. A. H., Webster, A. S., Bohlender, D. A. & Królowski, J. "Profiles of the $\lambda 6196$ and $\lambda 6379$ Diffuse Interstellar Bands" // 2001. — ApJ. — V.561, №1. — p.272.
520. Walker, G. A. H., Bohlender, D. A., Maier, J. P. & Campbell, E. K. "Identification of More Interstellar C_{60}^+ Bands" // 2015. — ApJ. — V.812, №1. — L8. — arXiv:1509.06818
521. Walker, G. A. H., Campbell, E. K., Maier, J. P., Bohlender, D. & Malo, L. "Gas-phase Absorptions of C_{60}^+ : A New Comparison with Astronomical Measurements" // 2016. — ApJ. — V.831, №2. — p.130.
522. Walker, G. A. H., Campbell, E. K., Maier, J. P. & Bohlender, D. "The 9577 and 9632 Å Diffuse Interstellar Bands: C_{60}^+ as Carrier" // 2017. — ApJ. — V.843, №1. — p.56.
523. Webster, A. "A possible isotope shift in the spectrum of a diffuse interstellar band" // 1996. — MNRAS. — V.282, №4. — p.1372.
524. Wegner, W. "Extinction Law Survey Based on Near IR Photometry of OB Stars" // 1993. — Acta Astronomica. — V.43. — p.209.
525. Wegner, W., "Absolute magnitudes of OB and Be stars based on Hipparcos parallaxes" // 2000. — MNRAS. — V.319, №3. — p.771.
526. Wegner, W. "Atlas of Interstellar Extinction Curves of OB Stars Covering the Whole Available Wavelength Range" // 2002. — Baltic Astronomy. — V.11. — p.1.

527. Weinreb, S., Barrett, A. H., Meeks, M. L. & Henry, J. C., "Radio Observations of OH in the Interstellar Medium" // 1963. — Nature. — V.200, №4909. — p.829.
528. Welsh, B. Y., Sasseen, T., Craig, N., Jelinsky, S. & Albert, C. E. "A Minisurvey of Interstellar Titanium from the Southern Hemisphere" // 1997. — ApJSS. — V.112, №2. — p.507.
529. Welty, D. E., Hobbs, L. M. & Kulkarni, V. P. "A High-Resolution Survey of Interstellar NA I D₁ Lines" // 1994. — ApJ. — V.436. — p.152.
530. Welty, D. E., Morton, D. C. & Hobbs, L. M. "A High-Resolution Survey of Interstellar Ca II Absorption" // 1996. — ApJSS. — V.106. — p.533.
531. Welty, D. E., Hobbs, L. M., Lauroesch, J. T., Morton, D. C., Spitzer, L. & York, D. G. "The Diffuse Interstellar Clouds toward 23 Orionis" // 1999. — ApJSS. — V.124, №2. — p.465. — arXiv:astro-ph/9905234
532. Welty, D. E. & Hobbs, L. M. "A High-Resolution Survey of Interstellar K I Absorption" // 2001. — ApJSS. — V.133, №2. — p.345.
533. Welty, D. E., Hobbs, L. M. & Morton, D. C. "High-Resolution Observations of Interstellar Ca I Absorption-Implications for Depletions and Electron Densities in Diffuse Clouds" // 2003. — ApJSS. — V.147, №1. — p.61. — arXiv:astro-ph/0302089
534. Welty, D. E. "Monitoring the Variable Interstellar Absorption toward HD 219188 with Hubble Space Telescope STIS" // 2007. — ApJ. — V.668, №2. — p.1012. — arXiv:0707.0287
535. Welty, D. E. "Diffuse Interstellar Bands: How are they related to known Gas-Phase Constituents of the ISM?" // 2014. — The Diffuse Interstellar Bands. Proc. of the IAU, IAU Symposium 297. — p.153. — arXiv:1307.5477
536. Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., Dubois, P., Bonnarel, F., Borde, S. et al. "The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects" // 2000. — A&ASS. — V.143. — p.9. — arXiv:astro-ph/0002110
537. Weselak, T., Schmidt, M. & Krelowski, J. "A new survey of diffuse interstellar bands (5650 - 6865 Å)" // 2000. — A&ASS. — V.142. — p.239.
538. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A. & Krelowski, J. "On the relation between diffuse bands and column densities of H₂, CH and CO molecules" // 2004. — A&A. — V.414. — p.949.
539. Weselak, T., Galazutdinov, G., Musaev, F. & Krelowski, J., "Relation between CH cation and neutral/molecular hydrogen" // 2008. — A&A. — V.479, №1. — p.149.
540. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A. & Krelowski, J., "The relation between CH and CN molecules and carriers of 5780 and 5797 diffuse interstellar bands" // 2008b. — A&A. — V.484, №2. — p.381.

541. Weselak, T., Galazutdinov, G., Beletsky, Y. & Krelowski, J. "The relation between interstellar OH and other simple molecules" // 2009. — A&A. — V.499, №3. — p.783.
542. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Beletsky, Y. & Krelowski, J., "Interstellar NH molecule in translucent sightlines" // 2009a. — MNRAS. — V.400, №1. — p.392.
543. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Musaev, F. A., Beletsky, Y. & Krelowski, J. "Observational test of the CH cation oscillator strengths" // 2009b. — A&A. — V.495, №1. — p.189.
544. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Beletsky, Y. & Krelowski, J. "The relation between column densities of interstellar OH and CH molecules" // 2010. — MNRAS. — V.402, №3. — p.1991. — arXiv:0911.4945
545. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Han, I., & Krelowski, J. "Doppler splitting in diffuse interstellar bands" // 2010a. — MNRAS. — V.401, №2. — p.1308.
546. Weselak, T., Galazutdinov, G., Beletsky, Y. & Krelowski, J. "On the CH B-X (1, 0) band in translucent clouds" // 2011. — *Astronomische Nachrichten*. — V.332, №2. — p.167.
547. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Gnaciński, P. & Krelowski, J. "Consistent System of Oscillator Strengths of $A^2\Delta-X^2\Pi$ (0,0) and $B^2\Sigma-X^2\Pi$ (0,0) Bands of CH Molecule" // 2014. — *Acta Astronomica*. — V.64, №3. — p.277. — arXiv:1410.3024
548. Weselak, T., Galazutdinov, G. A., Sergeev, O., Godunova, V., Kołos, R. & Krelowski, J. "Carriers of 4964 and 6196 Diffuse Interstellar Bands and Environments Dominated by either CH or CH⁺ Molecules" // 2014a. — *Acta Astronomica*. — V.64, №4. — p.371. — arXiv:1411.5013
549. Weselak, T. "On the Relation between OH⁺, OH and CH⁺ Molecules, Neutral/Molecular Hydrogen and Major 5780/5797 DIBs" // 2020. — *Acta Astronomica*. — V.70, №4. — p.301.
550. Weselak, T. "Relation between NH and other Simple Molecules" // 2023. — *Acta Astronomica*. — V.73, №3. — p.233.
551. White, R. E. "Interstellar Matter near the Pleiades. VI. Evidence for an Interstellar Three-Body Encounter" // 2003. — *ApJSS*. — V.148, №2. — p.487.
552. Wilson, O. C. "Helium Absorption Due to the Orion Nebula" // 1937. — *PASP*. — V.49, №292. — p.338.
553. Witt, A. N., Smith, R. K. & Dwek, E. "X-Ray Halos and Large Grains in the Diffuse Interstellar Medium" // 2001. — *ApJ*. — V.550, №2. — L201. — arXiv:astro-ph/0102149
554. Wyrowski, F., Menten, K. M., Güsten, R. & Belloche, A. "First interstellar detection of OH⁺" // 2010. — A&A. — V.518. — A26. — arXiv:1004.2627
555. York, D. G. "Structure in the Interstellar-Extinction Curve" // 1971. — *ApJ*. — V.166. — p.65.

556. York, B., Sonnentrucker, P., Hobbs, L. M., York, D. G., Friedman, S. D., Dahlstrom, J. et al. "Behaviour of the Broadest DIBs as a Function of E(B-V)" // 2014. — The Diffuse Interstellar Bands. Proc. of the IAU, IAU Symposium 297. — p.138.
557. Yuk, I.-S., Jaffe, D. T., Barnes, S., Chun, M.-Y., Park, C., Lee, S. et al. "Preliminary design of IGRINS (Immersion GRating INfrared Spectrograph)" // 2010. — Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III. — V.7735. — p.77351M.
558. Xue, X. X., Rix, H. W., Zhao, G., Re Fiorentin, P., Naab, T., Steinmetz, M. et al. "The Milky Way's Circular Velocity Curve to 60 kpc and an Estimate of the Dark Matter Halo Mass from the Kinematics of ~2400 SDSS Blue Horizontal-Branch Stars" // 2008. — ApJ. — V.684, №2. — p.1143. — arXiv:0801.1232
559. Zhang, G., Chen, K.-S., Merer, A. J., Hsu, Y.-C., Chen, W.-J., Shaji, S. et al. "The 4051 Å band of C₃ ($\tilde{A}^1\Pi_u - \tilde{X}^1\Sigma_g^+$, 000-000): Perturbed low-J lines and lifetime measurements" // 2005. — J. of Chem. Phys. — V.122, №24. — p.244308.
560. Zhao, D., Haddad, M. A., Linnartz, H. & Ubachs, W. "C₆H and C₆D: Electronic spectra and Renner-Teller analysis" // 2011. — J. of Chem. Phys. — V.135, №4. — p.044307.
561. Zhao, D., Galazutdinov, G. A., Linnartz, H. & Krelowski, J. "Detection of OH⁺ in Translucent Interstellar Clouds: New Electronic Transitions and Probing the Primary Cosmic Ray Ionization Rate" // 2015. — ApJ. — V.805, №2. — L12.
562. Zhao, D., Galazutdinov, G. A., Linnartz, H. & Krelowski, J., "Mercapto radical (SH) in translucent interstellar clouds" // 2015a. — A&A. — V.579. — L1.
563. Zhu, Z. "Velocity Space of Galactic O-B Stars" // 2006. — Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics. — V.6, №3. — p.363.
564. Zubko, V. G., Krelowski, J. & Wegner, W. "The size distribution of dust grains in single clouds. I. The analysis of extinction using multicomponent mixtures of bare spherical grains." // 1996. — MNRAS. — V.283, №2. — p.577.
565. Zubko, V. G., Krelowski, J. & Wegner, W. "The size distribution of dust grains in single clouds. II. The analysis of extinction using inhomogeneous grains." // 1998. — MNRAS. — V.294. — p.548.

ПРИЛОЖЕНИЕ

Таблицы

Таблица 1. μ , σ_{μ} – паралакс (Hipparcos); K, σ_K – EW(Ca II K); H, σ_H – EW(Ca II H); N_{CaII} , $\sigma_{N_{CaII}}$ – лучевая концентрация; H - Humphreys (1978), GS - Garmany и Stencel (1992), Z - de Zeeuw et al. (1999). D_H - расстояние до ассоциации (пк) из Humphreys (1978); D_{GS} – расстояние до ассоциации по Garmany & Stencel (1992); D_z – членство в ассоциации и расстояние от de Zeeuw et al. (1999); D_{CaII} , $\sigma_{D_{CaII}}$ – расстояние, оцененное по формуле 1.3. Полная версия таблицы дана в Megier et al. (2009).

Name	l	b	μ	σ_{μ}	K	σ_K	H	σ_H	N_{CaII}	$\sigma_{N_{CaII}}$	as	as ref	D_H	D_{GS}	D_z	D_{CaII}	$\sigma_{D_{CaII}}$
BD-13 4928	016.9670	+00.8242	619	32	451	26	17.1	3.61	pc	pc	2190	3998	866
BD-13 4929	016.9776	+00.8159	684	36	515	27	21.0	4.53	pc	H	2190	4896	1086
BD-13 4927	016.9843	+00.8459	515	28	369	20	13.5	2.66	pc	H	2190	3176	643
BD-13 4930	016.9437	+00.7664	2.46	2.12	544	30	350	21	10.6	1.82	pc	H	2190	2515	447
CD-59 3300	287.6021	-00.7375	653	35	428	23	13.4	2.17	pc	H	2630	3145	536
CD-59 3303	287.5885	-00.6870	732	40	471	25	14.3	2.24	pc	H	2630	3359	556
HD 2083	120.9137	+09.0357	1.07	0.56	239	18	125	14	2.97	0.68	...	H	1100	757	161
HD 2905	120.8361	+00.1351	0.79	0.52	235	13	167	10	6.02	1.25	...	H	1457	300
HD 5394	123.5769	-02.1484	5.32	0.80	17	2.1	8	1.1	0.17	0.05	...	H	117	12
HD 7252	125.6820	-01.8678	2.30	0.78	284	20	214	20	8.76	3.11	...	Z	2083	725
HD 10516	131.3247	-11.3301	4.50	0.73	24	1.6	16	1.5	0.51	0.14	...	Z	195	32
HD 13256	132.5985	-00.6435	-0.08	1.17	608	32	418	23	14.2	2.55	...	H, GS	3323	622
HD 13854	134.3814	-03.9054	1.37	0.70	578	30	360	19	10.5	1.52	pc	H, GS	2290	2470	381
HD 14818	135.6167	-03.9333	0.92	0.66	560	30	296	16	7.10	0.84	pc	H, GS	2290	1704	219
HD 15785	135.3038	+00.1877	2.90	1.05	537	28	337	19	9.88	1.53	pc	H, GS	2190	2400	...	2341	380
HD 20336	137.4570	+07.0610	4.07	0.62	32	2.1	18	2	0.46	0.11	...	Z	183	26
HD 21428	147.4461	-05.6961	5.84	0.85	47	3.2	21	1.8	0.44	0.07	pc	Z	177	16
HD 22951	158.9199	-16.7030	3.53	0.88	103	5.3	50	2.7	1.11	0.12	pc	H, Z	400	332	30
HD 23060	158.9916	-16.4519	2.09	0.93	92	6.2	63	6.7	2.12	0.67	pc	H, Z	400	563	157
HD 23180	160.3637	-17.7399	2.21	0.84	76	3.9	46	2.5	1.28	0.18	...	H	400	371	44
HD 23625	160.0806	-16.2551	2.63	1.00	66	5	34	4.5	0.80	0.21	pc	H	259	49
HD 24131	160.2266	-15.1369	3.15	0.84	68	4.2	42	3.5	1.20	0.26	pc	Z	318	353
HD 24190	160.3875	-15.1837	2.04	1.00	73	5.5	35	3.8	0.77	0.16	pc	Z	318	253
HD 24398	162.2891	-16.6904	3.32	0.75	57	2.9	40	2.3	1.41	0.27	pc	H, Z	400	318	400
HD 24534	163.0814	-17.1362	1.21	0.94	142	7.8	96	5.5	3.16	0.57	...	H, Z	801	138
HD 24640	160.4687	-13.9738	3.36	0.76	91	5.9	52	3.6	1.35	0.22	...	H	387	54
HD 24760	157.3538	-10.0885	6.06	0.82	34	2.7	22	2.2	0.67	0.28	...	H	232	65
HD 24912	160.3723	-13.1065	1.84	0.70	115	5.9	67	3.5	1.78	0.23	pc	H	400	486	57
HD 25348	149.3844	+00.6689	-0.71	0.97	248	18	182	18	7.02	2.46	...	H	1684	573
HD 25799	163.9577	-14.5242	2.78	0.95	80	4.8	52	4.6	1.61	0.39	pc	H	318	445
HD 25940	153.6542	-03.0451	5.89	0.72	39	2	22	1.2	0.56	0.07	pc	Z	206	17
HD 27192	152.8033	+00.5738	2.74	0.75	95	6	48	3.3	1.10	0.16	pc	H	330	38
HD 27778	172.7629	-17.3928	4.49	1.11	52	6.6	28	4.9	0.68	0.26	...	H	234	59
HD 29138	297.9870	-30.5423	0.37	0.54	199	10	111	5.8	2.81	0.34	...	H	722	87
HD 30614	144.0656	+14.0424	0.47	0.60	282	14	195	9.8	6.68	1.12	...	H	1607	275
HD 30677	190.1808	-22.2169	1.97	0.91	299	15	174	8.8	4.63	0.58	...	H	1137	148
HD 31327	168.1414	-04.4022	0.28	0.86	248	14	172	9.3	5.92	1.09	pc	H	1320	1434	265
HD 33328	209.1402	-26.6856	1.86	0.88	95	5.8	51	2.6	1.24	0.14	pc	H	362	35
HD 34078	172.0813	-02.2592	2.24	0.74	132	6.9	77	4.2	2.05	0.28	pc	H	500	548	68
HD 35468	196.9278	-15.9532	13.42	0.98	15	0.81	8	0.57	0.19	0.03	...	H	121	9
HD 37022	209.0108	-19.3841	-1.85	2.12	103	6.2	59	4.7	1.54	0.28	pc	H	500	430	67
HD 37023	209.0103	-19.3804	-1.85	2.12	117	8.9	63	6.1	1.54	0.32	pc	H	500	430	76

Таблица 2. Данные измерений и расстояния: T_{i3384} – эквивалентная ширина межзвездной линии $TiII$ 3383.759 Å; T_{i3242} - эквивалентная ширина межзвездной линии $TiII$ 3241.983 Å; D_{Ti} - расстояние, оцененное с помощью Ti II-метода; DR3, DR2, Hip — расстояния, оцененная с помощью параллакс GAIA DR3, DR2 и Hipparcos; D_{Ca} – расстояние, оцененное методом Ca II; l и b – галактические координаты. Полностью таблица дана в Galazutdinov et al. (2023).

Star	T_{i3384} , mÅ	D_{Ti} , pc	T_{i3242} , mÅ	DR3, pc	DR2, pc	Hip, pc	D_{Ca} , pc	l	b
BD-145037	100.4 ± 5.7	3013 ± 171	74 ± 9	1850^{+87}_{-83}	2000^{+220}_{-181}	625^{+2708}_{-280}	2521 ± 375	16.9	-1.0
CD-324348	105.3 ± 1.7	3160 ± 52	69.5 ± 3	3158^{+135}_{-159}	3059^{+348}_{-285}		2145 ± 383	248.2	-4.5
CD-334141	100.6 ± 6.3	3019 ± 190	66 ± 11	1934^{+130}_{-134}	1644^{+131}_{-114}		2763 ± 501	248.6	-4.1
CD-593300	83.4 ± 3.4	2501 ± 101		2503^{+151}_{-157}	4925^{+1132}_{-780}		2756 ± 190	287.6	-0.7
CD-592603	110.8 ± 5.4	3325 ± 162		2611^{+121}_{-154}	3645^{+581}_{-446}		3236 ± 175	287.6	-0.7
HD022951	17.7 ± 1.0	531 ± 31		369^{+20}_{-18}	329^{+27}_{-24}		437 ± 19	158.9	-16.7
HD023016	1.7 ± 0.4	50 ± 12	1 ± 0.4	159^{+2}_{-2}	155^{+3}_{-3}		172 ± 4	169.0	-27.5
HD023180	5.4 ± 0.3	163 ± 10	5.1 ± 1.1	345^{+50}_{-50}	256^{+72}_{-46}		357 ± 9	160.4	-17.7
HD023466	5.1 ± 1.1	152 ± 33	3.4 ± 1.5	180^{+3}_{-3}	188^{+9}_{-8}		238 ± 4	181.3	-36.4
HD024263	15.5 ± 2.8	495 ± 180		221^{+3}_{-4}	222^{+7}_{-7}		699 ± 12	182.1	-34.9
HD024398	4.5 ± 0.4	135 ± 11	1.6 ± 0.6	262^{+35}_{-23}	310^{+103}_{-62}		327 ± 28	162.3	-16.7
HD027778	7.0 ± 1.0	210 ± 29	5.3 ± 1.4	210^{+1}_{-1}	223^{+2}_{-2}		296 ± 7	172.8	-17.4
HD029138	63.0 ± 2.6	1889 ± 79	41.4 ± 5.3	2262^{+190}_{-160}	2270^{+235}_{-196}		671 ± 54	298.0	-30.5
HD030123	28.6 ± 3.7	857 ± 110		571^{+9}_{-6}	594^{+19}_{-18}		1154 ± 27	180.1	-16.7
HD030470	12.5 ± 6.0	374 ± 180		532^{+18}_{-16}	778^{+59}_{-52}		1095 ± 53	187.7	-21.1
HD030492	8.9 ± 2.8	267 ± 85		432^{+9}_{-7}	597^{+33}_{-29}		975 ± 0	187.7	-21.1
HD030677	55.7 ± 4.2	1670 ± 125		1507^{+131}_{-81}	2463^{+557}_{-403}		1201 ± 57	190.2	-22.2
HD033328	15.4 ± 1.9	463 ± 57		272^{+17}_{-13}	216^{+48}_{-33}		387 ± 22	209.1	-26.7
HD034078	17.5 ± 4.7	526 ± 140		380^{+5}_{-5}	402^{+11}_{-10}		573 ± 15	172.1	-2.3
HD034748	12.7 ± 1.9	382 ± 57	7 ± 2	359^{+12}_{-11}	372^{+14}_{-13}		308 ± 26	203.3	-21.0
HD036486	1.0 ± 0.4	30 ± 13		-	-	212^{+29}_{-23}	186 ± 5	203.9	-17.7
HD036822	16.8 ± 0.9	503 ± 26	8.9 ± 1.2	-	356^{+67}_{-49}	333^{+30}_{-25}	649 ± 23	195.4	-12.3
HD036861	17.5 ± 1.4	525 ± 41	12.3 ± 1.5	386^{+78}_{-49}	279^{+56}_{-40}		779 ± 19	195.1	-12.0
HD037020	13.8 ± 1.6	413 ± 49		377^{+11}_{-10}	417^{+19}_{-18}		375 ± 7	209.0	-19.4
HD037022	11.2 ± 1.3	335 ± 38	7.6 ± 0.9	401^{+31}_{-26}	373^{+56}_{-43}		401 ± 25	209.0	-19.4
HD037023	12.9 ± 2.1	386 ± 63		433^{+6}_{-6}	467^{+16}_{-15}		415 ± 21	209.0	-19.4

Таблица 3. Объекты с большим разбросом оценки расстояния. Заголовки столбцов: оценки расстояния (кпк) GAIA DR3, DR2, DR1 и Hipparcos (d_{DR3} , d_{DR2} , d_{DR1} , d_{Hip} соответственно); спектральный параллакс d_{SpL} ; оценки расстояний методами Ca II и Ti II.

Звезда	Sp/L	$E(B - V)$, mag	d_{DR3} , кпк	d_{DR2} , кпк	d_{DR1} , кпк	d_{Hip} , кпк	d_{SpL} , кпк	$d_{Ca II}$, кпк	$d_{Ti II}$, кпк
HD 57061	O9 II	0.16	3.52	5.50	–	0.92	0.91	0.52	0.64
HD 60479	O9.5 Ib	0.56	2.84	3.42	1.70	0.63	3.79	2.07	1.76
HD 73882	O8.5 IV	0.69	0.76	0.36	–	0.46	1.02	1.13	1.53
HD 75309	B2 II	0.14	1.80	1.93	1.00	–	2.69	1.32	0.61
HD 114886	O9.5 II	0.36	0.64	2.00	–	0.47	2.16	2.11	2.82
HD 116852	O8.5 II+	0.16	3.49	6.21	–	2.86	5.98	1.75	2.16
HD 146285	B8 V	0.32	1.55	1.56	0.16	0.15	0.28	0.32	0.62
HD 168076	O4 III	0.76	1.47	5.06	–	–	2.65	3.01	2.75
HD 177989	B2 II	0.07	2.36	2.40	–	0.65	6.23	1.49	0.97

Таблица 4. Лучевая концентрация молекул CH и CO. —(YS) Sheffer et al. 2007; (b) Burgh et al. 2007; (S) Sonnentrucker et al. 2007; (Lyu) Lyu et al. 1994; (CH) наши измерения.

Star	$N(CH) \times 10^{12}$	Error	$N(CO) \times 10^{15}$	Error
HD22951YS	21.36	1.56	0.18	0.01
HD23180YS	12.54	1.24	0.68	0.01
HD24398YS	23.52	2.91	1.79	0.05
HD24534b	22.3	2.61	13.49	6.5
HD27778b	38.05	3.22	11.22	3.8
HD73882S	34.02	1.7	35.5	17
HD91824b	6.75	1.35	0.04	—
HD99872YS	13.35	0.03	0.45	0.04
HD147888S	21.84	0.04	2	0.38
HD149757Lyu	25.66	0.82	1.58	—
HD154368YS	60.54	1.07	2.67	0.55
HD163758b	7.62	0.35	0.03	—
HD203374YS	23.34	0.28	2.55	0.43
HD206267b	26.4	4.71	12.9	4.5
HD207198b	45.21	5.62	3.4	1.7
HD207538YS	44.34	4.07	2.34	0.24
HD210121S	30	2.73	6.76	1.25
HD210839b	33.43	1.86	2.6	0.5
HD303308b	10.64	0.65	0.04	—

Таблица 5. Эквивалентные ширины и гелиоцентрические лучевые скорости межзвездных линий Ca II в звездах, видимых в направлении на анти-центр Галактики

Star	l (deg)	b (deg)	EW(K) (mÅ)	EW(H) (mÅ)	dist (pc)	RV_{\odot} (km s ⁻¹)
43818	188.5	+03.9	297 ± 18	225 ± 3	2300 ⁺⁴⁵⁰ ₋₄₀₀	+16
40111	184.0	+00.8	165 ± 3	99 ± 3	700 ⁺⁶⁵ ₋₅₀	+12
254755	189.1	+03.3	415 ± 19	315 ± 18	3100 ⁺¹³⁰⁰ ₋₇₅₀	+19
254699	188.3	+03.7	317 ± 21	217 ± 13	1750 ⁺¹⁰⁰⁰ ₋₄₀₀	+16
254042	187.6	+03.5	326 ± 21	247 ± 18	2400 ⁺¹⁵⁰⁰ ₋₇₀₀	+15
255055	188.7	+03.9	301 ± 13	228 ± 14	2350 ⁺⁸⁵⁰ ₋₆₅₀	+14
255134	188.7	+03.9	298 ± 16	247 ± 21	2200 phot sat	+15
251847	187.0	+01.6	286 ± 17	200 ± 20	1700 ⁺⁹⁵⁰ ₋₅₀₀	+15
250028	184.9	+00.8	246 ± 11	188 ± 12	1900 ⁺⁹⁰⁰ ₋₅₀₀	+14
255091	188.2	+04.1	303 ± 18	210 ± 13	1750 ⁺⁶⁰⁰ ₋₄₀₀	+16
255312	188.8	+04.1	282 ± 17	209 ± 18	1950 ⁺¹²⁰⁰ ₋₅₅₀	+13

NOTE.—All spectra are from Terskol.

Таблица 6. Кинематика выборки рассеянных скоплений

Cluster	l (deg)	b (deg)	Dist (pc)	RV_{\odot} (km s ⁻¹)	N	Ref.
NGC 884	135.1	-3.6	2940	-43 ± 1	5	Dias et al. (2002)
NGC 869	134.6	-3.7	2079	-42 ± 2	54	Kharchenko et al. (2005a)
ASCC 4	123.1	-1.3	750	-9 ± 9	4	Kharchenko et al. (2005b)
Stock 2	133.3	-1.7	303	2 ± 2	27	Kharchenko et al. (2005a)
IC 1848	137.2	0.9	2002	-47 ± 7	4	Dias et al. (2002)
IC 1805	134.7	0.9	2344	-45 ± 11	6	Dias et al. (2002)

Таблица 7. Параметры звезд, эквивалентная ширина линий H и K Ca II и расстояния, полученные Ca II методом. t – спектр получен в обсерватории Терскол, b – в обсерватории ВАОО (Южная Корея).

Star	l (deg)	b (deg)	EW(K) (mÅ)	EW(H) (mÅ)	Dist (pc)	RV_{\odot} (km s ⁻¹)	V_{rot} (km s ⁻¹)	R_{gc} (kpc)
+56-574t	135.0	-03.6	458 ± 32	266 ± 25	1700 ⁺⁶⁵⁰ ₋₄₀₀	-42	176	9.3
+59-451b	133.4	-1.4	432 ± 18	294 ± 22	2317 ⁺³⁰⁸ ₋₂₈₅	-50	173	9.7
+59-456b	133.7	-1.3	544 ± 12	387 ± 17	3277 ⁺²⁸⁸ ₋₂₇₀	-52	183	10.5
+60-470t	133.9	-0.1	453 ± 28	339 ± 27	3200 ⁺⁸⁰⁰ ₋₆₀₀	-44	197	10.5
+60-493b	134.6	0.6	551 ± 10	377 ± 10	2976 ⁺¹²¹ ₋₁₁₉	-43	194	10.3
+60-498t	134.6	+1.0	488 ± 26	330 ± 26	2600 ⁺¹⁰⁰⁰ ₋₆₀₀	-43	188	10.9
+60-499t	134.6	+1.0	562 ± 63	343 ± 57	2300 ⁺¹²⁰⁰ ₋₈₀₀	-51	170	9.8
+60-501t	134.7	+0.9	525 ± 30	361 ± 21	2900 ⁺¹⁰⁰⁰ ₋₆₀₀	-43	193	10.2
+60-513t	134.9	0.9	586 ± 53	415 ± 61	3478 ⁺⁹³⁸ ₋₈₁₂	-49	190	10.7
+60-526t	135.5	0.8	598 ± 34	390 ± 29	2847 ⁺²⁸⁵ ₋₂₇₇	-47	184	10.2
+60-594b	137.4	2.1	432 ± 6	292 ± 5	2276 ⁺⁴⁹ ₋₅₀	-43	180	9.8
+61-411t	133.8	+1.2	492 ± 61	388 ± 68	4100 ⁺¹⁴⁰⁰ ₋₂₀₀₀	-57	186	11.2
+61-468t	135.6	+2.1	371 ± 26	242 ± 24	1800 ⁺⁹⁰⁰ ₋₅₀₀	-34	190	9.4
2905t	120.8	0.1	247 ± 2	174 ± 3	1489 ⁺⁴⁹ ₋₄₉	-27	214	8.9
5394t	123.6	-2.1	17 ± 2.1	8 ± 2.1	117 ⁺¹⁵ ₋₁₄	-5	207	8.1
12323t	132.9	-5.9	313 ± 17	221 ± 11	1878 ⁺⁷⁴ ₋₇₄	-42	180	9.4
13256b	132.6	-0.6	608 ± 32	418 ± 23	3319 ⁺¹⁹² ₋₁₉₂	-52	184	10.5
13267t	133.5	-3.6	717 ± 13	431 ± 10	2950 ⁺³⁸⁸ ₋₃₄₀	-58	168	10.3
13716t	134.0	-03.3	469 ± 18	282 ± 19	1850 ⁺⁴⁵⁰ ₋₃₀₀	-44	176	9.4
13758t	134.6	-03.3	483 ± 25	338 ± 27	2800 ⁺¹²⁰⁰ ₋₇₀₀	-40	197	10.2
13831t	134.5	-04.2	509 ± 16	366 ± 15	3200 ⁺⁷⁰⁰ ₋₅₀₀	-48	188	10.5
13841t	134.4	-03.9	585 ± 11	363 ± 22	2500 ⁺⁴⁰⁰ ₋₄₀₀	-41	190	9.9
13854t	134.4	-3.9	578 ± 30	360 ± 19	2467 ⁺¹³⁰ ₋₁₂₉	-50	174	9.9
13866t	134.5	-04.2	530 ± 19	316 ± 11	2050 ⁺³⁰⁰ ₋₂₀₀	-49	170	9.5
13890t	134.5	-04.2	520 ± 13	353 ± 13	2750 ⁺⁴⁵⁰ ₋₃₅₀	-47	184	10.1
13969t	134.5	-03.8	526 ± 14	333 ± 16	2350 ⁺⁴⁰⁰ ₋₃₀₀	-46	179	9.8
14014t	134.8	-04.6	561 ± 19	387 ± 15	3100 ⁺⁶⁰⁰ ₋₄₅₀	-52	179	10.4
14053t	134.6	-03.9	581 ± 16	358 ± 15	2400 ⁺⁴⁰⁰ ₋₃₀₀	-43	185	9.8
14134t	134.6	-3.7	693 ± 14	377 ± 8	2207 ⁺⁴⁷ ₋₄₈	-57	158	9.7
14143t	135.0	-4.0	648 ± 8	340 ± 5	1930 ⁺³¹ ₋₃₂	-47	171	9.5
14302t	135.1	-04.4	526 ± 18	312 ± 13	2000 ⁺³⁰⁰ ₋₂₀₀	-40	184	9.5
14357t	135.0	-03.9	543 ± 18	347 ± 17	2450 ⁺⁵⁰⁰ ₋₃₅₀	-51	172	9.9
14434t	135.1	-03.8	517 ± 13	338 ± 13	2500 ⁺³⁵⁰ ₋₉₀₀	-46	181	9.9
14442t	134.2	-1.3	520 ± 35	375 ± 32	3250 ⁺¹¹⁵⁰ ₋₉₅₀	-54	178	10.5
14443t	135.0	-03.6	477 ± 20	269 ± 12	1650 ⁺²⁵⁰ ₋₂₀₀	-43	174	9.2
14476t	135.0	-03.5	507 ± 15	288 ± 17	1800 ⁺³⁰⁰ ₋₃₀₀	-45	172	9.4
14818t	135.6	-3.9	560 ± 30	296 ± 16	1702 ⁺⁸⁸ ₋₈₉	-49	164	9.3
14947t	135	-1.7	451 ± 26	335 ± 23	3111 ⁺²⁸⁶ ₋₂₈₁	-61	163	10.4
15558t	134.7	0.9	476 ± 15	330 ± 13	2675 ⁺¹⁴¹ ₋₁₃₉	-41	193	10.1
15570t	134.8	0.9	464 ± 19	350 ± 16	3361 ⁺¹⁸⁸ ₋₁₈₆	-50	187	10.6
15629t	134.8	+1.0	463 ± 20	352 ± 17	3450 ⁺⁹⁵⁰ ₋₇₅₀	-55	179	10.7
15785b	135.3	0.2	537 ± 28	337 ± 19	2338 ⁺¹⁴² ₋₁₄₀	-45	180	9.8
16310t	136.4	-0.9	537 ± 28	337 ± 19	2152 ⁺³¹⁰ ₋₂₈₆	-46	175	9.7
16429t	135.7	1.1	472 ± 17	307 ± 16	2249 ⁺¹⁶⁹ ₋₁₆₅	-50	170	9.7
17505t	137.2	+0.9	456 ± 15	331 ± 14	2900 ⁺⁷⁰⁰ ₋₄₅₀	-46	186	10.3
17520t	137.2	+0.9	494 ± 32	357 ± 29	3100 ⁺¹⁴⁰⁰ ₋₈₅₀	-48	184	10.5
20336t	137.5	+7.1	32 ± 2	18 ± 2	195 ⁺²⁹ ₋₃₈	-3	210	8.1
25940t	153.7	-3	30 ± 2	22 ± 1.2	271 ⁺⁵ ₋₆	0.1	238	8.2
236960t	134.6	-1.5	553 ± 46	427 ± 48	4300 ⁺¹⁷⁰⁰ ₋₁₆₀₀	-66	191	11.4
27192t	152.8	0.6	95 ± 6	48 ± 3.3	330 ⁺¹⁸ ₋₁₉	-2	237	8.3

NOTE.— RV_{\odot} , heliocentric radial velocity of the star; V_{rot} , calculated orbital velocity; t, Terskol; b, BOES.

Таблица 8. Лучевые скорости звездных линий He I, межзвездных линий СН и расстояния, полученные методом спектрального параллакса.

Star	Sp/L	(B - V)	RV* (km s ⁻¹)	RV(CH) km s ⁻¹	Dist (Sp/L) (pc)	R _{gc} (kpc)
+56-574t	B1III	0.3	-36	-7	1840	9.39
+59-451b	B1III	0.69	-23	-7	2450	9.84
+59-456b	B0.5V	0.55	-49	-6	1590	9.17
+60-470t	O8V	0.70	-70	-14	2230	9.68
+60-493b	B0.5Ia	0.79	-38	-8	2790	10.16
+60-498t	O9.5V	0.53	-9	-10	2230	9.70
+60-499t	O9V	0.54	-38	-11	2830	10.19
+60-501t	O6.5V	0.45	-63	-15	3240	10.54
+60-513t	O7.5	0.49	-85	-14	2540	9.96
+60-526t	B2III	0.64	-34	-8	1090	8.81
+60-594b	O9V	0.36	-102	-14	2310	9.82
+61-411t	O8	1.00	-42	-21	4020	11.17
+61-468t	B2III	0.23	-47	-7	3060	10.41
2905t	B1Ia	0.14	0	-20	1020	8.57
5394t	B0IV	-0.15	0	0	240	8.13
12323t	O9V	-0.02	-72	-16	3700	10.85
13256b	B1Ia	1.17	-47	-54	1840	9.35
13267t	B5Ia	0.33	—	—	2580	9.95
13716t	B0.5III	0.31	-47	-2	1820	9.35
13758t	B1V	0.32	-83	-3	1310	8.97
13831t	B0III	0.10	-62	-32	2910	10.24
13841t	B2Ib	0.25	-45	-16	2330	9.77
13854t	B1Iab	0.28	-32	-6	1860	9.39
13866t	B2Ib	0.17	-51	-12	2710	10.08
13890t	B1III	0.19	-45	-17	2150	9.62
13969t	B1IV	0.31	-65	-15	1580	9.17
14014t	B0.5V	0.14	-45	-9	1720	9.28
14053t	B1III	0.25	-45	-19	3070	10.38
14134t	B3Ia	0.45	-30	-13	2210	9.68
14143t	B2Ia	0.50	-51	-10	2010	9.52
14302t	B1II-III	0.26	-44	-44	2560	9.97
14357t	B1.5II	0.32	-39	-11	2630	10.03
14434t	O6.5	0.16	-90	-19	2980	10.33
14442t	O6e	0.41	—	—	3120	10.41
14443t	B2Ib	0.34	-37	-4	2750	10.13
14476t	B0.5III	0.38	-38	-4	2080	9.58
14818t	B2Ia	0.30	-50	-13	2220	9.71
14947t	O5.5f	0.46	-46	-10	3010	10.35
15558t	O5f	0.50	-85	-7	2740	10.11
15570t	O4If	0.68	-44	-6	2310	9.77
15629t	O5Vf	0.42	-40	-10	3370	10.64
15785b	B1Iab	0.57	-32	-4	3000	10.35
16310t	B1Ib	0.65	-53	-8	1780	9.36
16429t	O5.5Iab	0.62	-50	-5	2030	9.56
17505t	O6.5V	0.40	+25	-6	1910	9.49
17520t	O9V	0.32	-29	-7	1520	9.17
20336t	B2.5V	-0.19	-18	-1	240	8.18
25940t	B3V	-0.03	+7	+7	110	8.10
236960t	B1	0.46	-37	-8	4170	11.32
27192t	B1.5IV	-0.01	+4	+4	490	8.43

NOTE.—Based on the spectroscopic parallax and galactocentric distances.

Таблица 9. Сравнение наблюдаемых данных с теоретическим прогнозом. Случаи А и В обозначают нормальное или повышенное содержание гелия соответственно. f_m – относительная заселенность метастабильного гелия. ζ_{He} – скорость ионизации, рассчитанная в предположении, что время жизни при однофотонной релаксации $A^{-1} = 2.5$ часа.

^a – оценки Indriolo (2009) нормированы на межзвездное покраснение $E(B-V)=0.32$ что соответствует покраснению ζ Oph.

$N(HeI) \text{ cm}^{-2}$	^a Indriolo(2009) 1.79×10^{20}	this work A 1.378×10^{20}	this work B 2.756×10^{20}
$N(HeI^*) \text{ cm}^{-2}$	3.04×10^8	1.161×10^{11}	1.161×10^{11}
f_m	1.7×10^{-12}	8.425×10^{-10}	4.213×10^{-10}
ζ_{He}	3.0×10^{-16}	1.491×10^{-13}	7.475×10^{-14}

Таблица 10. Вероятные члены скопления Плеяды, для которых измерен параллакс

Name	HD	Sp/L	V	l	b	μ_α	μ_δ	$\pi(mas)_{Gaia}$	$Dist(pc)_{Gaia}$
Celaeno	23288	B7IV	5.45	166.0385	-23.7285	20.38	-44.81	7.52 ± 0.18	133
Electra	23302	B6III	3.70	166.1804	-23.8487	20.84	-46.06	8.70 ± 0.52	115
18 Tau	23324	B8V	5.65	165.7052	-23.2643	20.36	-46.52	7.34 ± 0.12	136
Taygeta	23338	B6IV	4.29	165.9839	-23.5346	21.24	-40.56	8.97 ± 0.40	111
Maia	23408	B8III	3.87	166.1707	-23.5145	20.95	-45.98	9.48 ± 0.68	105
Asterope	23432	B8V	5.77	166.0494	-23.3634	20.03	-45.95	7.57 ± 0.13	132
22 Tau	23441M	A0V	6.44	166.0947	-23.3618	19.63	-44.88	7.35 ± 0.09	136
Merope	23480U	B6IV	4.18	166.5699	-23.7492	21.13	-43.65	9.48 ± 0.43	105
	23568	B9.5V	6.83	166.2734	-23.224	20.31	-46.61	7.06 ± 0.06	142
24 Tau	23629	A0V	6.32	166.6355	-23.4676	20.89	-44.68	7.44 ± 0.09	134
Alcyone	23630	B7III	2.87	166.6683	-23.4552	19.34	-43.67	7.97 ± 0.97	125
	23753	B8V	5.45	167.3318	-23.8255	17.99	-46.57	7.72 ± 0.19	130
Atlas	23850M	B8III	3.62	167.0137	-23.2344	17.70	-44.18	8.43 ± 0.56	119
Pleione	23862	B8V	5.09	166.9567	-23.1694	18.07	-47.20	7.72 ± 0.20	130
	23873	B9.5V	6.59	166.8088	-22.9627	18.76	-45.32	7.04 ± 0.05	142
	23923	B8V	6.17	167.3692	-23.3977	18.01	-45.61	7.50 ± 0.07	133
	23950	B8III	6.07	168.5021	-24.5021	20.17	-44.23	6.92 ± 0.18	145
33 Tau	24769	B9.5IV	6.04	169.095	-22.6255	5.49	-9.56	4.42 ± 0.12	226
	23642	A0Vp	6.81	166.5349	-23.3189	18.48	-46.91	7.17 ± 0.09	139
	23964	B9.5Vp	6.74	167.3120	-23.2597	16.81	-44.88	7.16 ± 0.08	141
	23410	A0V	6.91	167.0654	-24.4209	20.5	-44.55	7.35 ± 0.06	136
	23157	A5V	7.95	166.2993	-24.3749	19.04	-43.91	7.47 ± 0.11	134
	23489	A2V	7.34	166.3688	-23.502	19.96	-44.29	7.22 ± 0.07	139
	23194	A5V	8.07	165.6958	-23.65	20.58	-45.44	7.42 ± 0.06	135
	23361	A3V	8.02	166.3414	-23.8213	21.31	-46.95	8.23 ± 0.30	136
	23512	A2V	8.09	166.8537	-23.9516	21.34	-42.79	7.81 ± 0.26	140
III1431	BD23540	A0V + Am	6.81	166.5349	-23.3189	18.48	-46.91	7.17 ± 0.09	139
	23269	F9V	10.00	165.6311	-23.3527	20.40	-45.10	7.41 ± 0.06	135
	23289	F3V	9.01	166.7962	-24.4791	20.52	-44.28	7.25 ± 0.00	138
	23351	F3V	9.03	165.6793	-23.1746	20.09	-43.33	7.16 ± 0.06	140
	23352	F5V	9.8	165.7154	-23.1932	20.06	-45.11	7.28 ± 0.04	137
	23061	F5V	9.46	165.5402	-23.8617	20.48	-44.83	7.61 ± 0.31	139
	23195	F6V	9.55	166.1822	-24.1569	22.73	-45.66	7.39 ± 0.08	135
	23326	F2V	8.99	166.5206	-24.1214	19.74	-45.76	7.41 ± 0.30	136
	23513	F5V	9.4	167.2515	-24.3157	19.41	-46.39	7.47 ± 0.29	138
	23514	F5V	9.43	167.3880	-24.4602	19.32	-43.27	7.30 ± 0.25	139
III784	BD23514	G5e	11.36	166.1003	-23.4868	21.10	-48.10	7.31 ± 0.06	137
	23511	F4V	9.28	166.5171	-23.5840	19.20	-47.90	7.42 ± 0.05	135
	23733	A9V	8.41	166.6475	-23.1838	18.64	-43.50	6.99 ± 0.11	143
	282954	G0V	10.27	165.8902	-22.9501	20.16	-46.76	7.31 ± 0.05	137
	BD24 563	A9V	8.30	166.0674	-22.9911	21.50	-42.40	-	124
III625		G5d	12.57	166.5517	-24.0623	20.00	-47.90	7.21 ± 0.04	139
III1136		G7V	12.02	166.9655	-24.0293	17.30	-44.80	7.22 ± 0.05	139
III2147		G7IV	10.80	167.2037	-23.4437	17.10	-45.40	7.21 ± 0.05	139
III174			11.62	165.3353	-23.3452	22.00	-45.70	7.31 ± 0.05	137
	23246	A8V	8.18	165.8923	-23.7070	21.12	-48.83	8.14 ± 0.32	126
	23325	Am	8.70	166.1140	-23.7014	19.28	-42.44	8.14 ± 0.46	125
III859	BD24 566	A4V	7.71	166.2988	-23.1106	21.54	-45.50	7.83 ± 0.11	128
	23158	F5V	9.58	166.3433	-24.4119	17.82	-45.94	9.49 ± 0.32	129
	24076	A2V	6.92	167.3933	-23.0360	20.09	-45.36	3.91 ± 0.11	256
	23464	G0V	8.67	167.1533	-24.3729	20.87	-49.00	12.90 ± 0.27	79

Таблица 11. Яркие члены скопления Плеяды, расстояния для которых определены по межзвездным линиям Ca II, параллаксам (GAIA и Hipparcos) и методом спектрального параллакса.

Name	HD	Sp/L	V	B-V	EW(K)	EW(H)	D(Ca II)	D(Sp)	D(Gaia)	D(Hip)
Celaeno	23288	B6V	5.45	-0.04	11.3 ± 2.2	7.6 ± 2.5	134	143	133	103
Electra	23302	B6III	3.70	-0.11	9.5 ± 2.8	5.8 ± 1.5	114	123	115	114
18 Tau	23324	B6V	5.65	-0.07	12.2 ± 2.7	8.0 ± 2.0	134	163	136	113
Taygeta	23338	B5V	4.29	-0.12	12.1 ± 1.6	5.6 ± 1.1	104	114	111	114
Maia	23408	B9V	3.87	-0.07	9.5 ± 0.9	6.1 ± 1.2	119	98	105	110
Asterope	23432	B8V	5.77	-0.04	12.7 ± 2.3	7.6 ± 1.0	125	133	132	119
22 Tau	23441M	B8V	6.44	-0.02	9.5 ± 0.8	6.7 ± 0.8	131	187	136	109
Merope	23480U	B6V	4.18	-0.06	8.5 ± 0.3	4.6 ± 0.3	103	105	105	110
	23568	B9.5V	6.83	0.02	14.1 ± 3.4	7.6 ± 3.1	120	213	134	150
24 Tau	23629	B9.5V	6.32	0.02	11.2 ± 1.5	7.8 ± 3.6	139	138	134	-
Alcyone	23630	B7V	2.87	-0.08	14.0 ± 2.7	8.1 ± 2.4	126	124	125	113
	23753	B6V	5.45	-0.07	11.8 ± 1.7	7.5 ± 2.2	128	112	130	104
Atlas	23850M	B8III/II	3.62	-0.08	17.4 ± 0.5	8.4 ± 0.5	120	142	119	117
Pleione	23862	B8V	5.09	-0.08	-	-	-	112	130	119
	23873	A0V	6.59	-0.03	17.9 ± 4.0	11.4 ± 4.4	155	160	142	125
	23923	B8V	6.17	-0.05	15.0 ± 3.2	9.2 ± 2.5	137	177	133	117
	23950	B8.5V	6.07	-0.01	20.6 ± 3.5	12.3 ± 4.0	154	184	145	99

Таблица 12. Лучевая концентрация (cm^{-2}), эквивалентная ширина ($\text{m}\text{\AA}$) и гелиоцентрическая лучевая скорость (km/s) межзвездных линий в объектах с обнаруженными CaFe-облаками.

Star	V_h	Na I 3302 Å			V_h	Fe I 3720 Å			V_h	Ca I 4227 Å			V_h	K I 7699 Å		
		Col. D.	EW			Col. D.	EW			Col. D.	EW			Col. D.	EW	
HD 90177	-39.2	2.80 ± 0.3(12)	2.5 ± 0.3	-40.4	4.24 ± 0.3(12)	19.7 ± 0.2	-40.5	5.94 ± 0.6(10)	15.7 ± 1.2	-	-	-	-	-	-	-
	-8.8	6.93 ± 0.4(13)	45.4 ± 0.3	-10.2	2.15 ± 0.1(11)	1.1 ± 0.1	-10.6	1.78 ± 0.6(10)	4.9 ± 0.1	-9.6	8.16 ± 0.3(11)	102.0 ± 2.7	-	-	-	-
	-1.1	2.52 ± 0.2(13)	19.6 ± 0.2	-1.0	3.72 ± 0.2(11)	1.9 ± 0.1	-	-	-	0.0	4.51 ± 0.2(11)	68.2 ± 0.5	-	-	-	-
	5.0	6.67 ± 0.1(13)	44.6 ± 0.3	5.7	5.47 ± 0.4(11)	2.7 ± 0.1	4.4	3.23 ± 0.9(10)	8.8 ± 0.4	4.5	6.19 ± 0.3(11)	80.5 ± 0.7	-	-	-	-
HD 93250	-	-	-	-14.5	9.72 ± 3.7(11)	2.3 ± 0.5	-13.7	2.44 ± 0.6(10)	6.8 ± 0.2	-16.8	3.31 ± 0.2(11)	51.9 ± 1.6	-	-	-	-
	-	-	-	-3.6	1.63 ± 0.1(12)	4.6 ± 0.3	-3.7	5.63 ± 1.2(10)	15.8 ± 1.1	-2.1	1.14 ± 0.2(11)	29.9 ± 1.1	-	-	-	-
	-	-	-	7.5	6.81 ± 1.8(11)	1.8 ± 0.4	7.4	2.61 ± 0.1(10)	4.8 ± 0.1	3.5	2.73 ± 0.3(11)	34.9 ± 0.7	-	-	-	-
HD 94910	-	-	-	-60.2	4.03 ± 0.5(11)	2.0 ± 0.2	-60.9	6.69 ± 0.4(09)	1.9 ± 0.2	-	-	-	-	-	-	-
	-	-	-	-53.5	7.11 ± 0.6(11)	3.5 ± 0.5	-54.9	1.87 ± 0.1(10)	5.1 ± 0.4	-	-	-	-	-	-	-
	-13.0	7.87 ± 0.5(12)	6.8 ± 0.4	-	-	-	-	-	-	-14.9	2.79 ± 0.2(10)	4.8 ± 0.1	-	-	-	-
	-6.0	1.17 ± 0.1(13)	9.8 ± 0.8	-	-	-	-6.7	2.16 ± 0.3(09)	0.6 ± 0.1	-7.8	1.77 ± 0.1(11)	28.4 ± 1.0	-	-	-	-
	2.4	2.96 ± 0.2(13)	22.9 ± 0.3	-	-	-	0.1	1.73 ± 0.2(10)	4.8 ± 0.5	1.2	2.40 ± 0.2(11)	37.0 ± 1.1	-	-	-	-
	6.6	6.52 ± 0.4(12)	5.5 ± 0.2	-	-	-	-	-	-	5.7	1.44 ± 0.1(11)	23.2 ± 0.8	-	-	-	-
	10.4	1.52 ± 0.2(13)	13.3 ± 0.4	-	-	-	-	-	-	10.1	1.22 ± 0.1(11)	19.9 ± 0.2	-	-	-	-
HD 152270	1.2	4.89 ± 0.3(13)	33.5 ± 1.2	0.6	4.53 ± 0.2(11)	2.3 ± 0.2	1.3	7.91 ± 2.2(09)	2.2 ± 0.2	1.9	7.01 ± 1.0(11)	99.0 ± 2.0	-	-	-	-
	15.7	6.25 ± 1.0(11)	0.6 ± 0.1	13.6	1.75 ± 0.1(11)	0.9 ± 0.2	13.4	6.49 ± 1.3(09)	1.8 ± 0.2	12.4	1.74 ± 0.5(10)	3.0 ± 0.5	-	-	-	-
HD 157038	-31.1	3.53 ± 0.2(12)	3.1 ± 0.1	-	-	-	-	-	-	-32.1	5.44 ± 0.3(09)	1.0 ± 0.1	-	-	-	-
	-25.5	4.61 ± 0.3(12)	4.0 ± 0.2	-	-	-	-24.7	3.35 ± 0.2(09)	0.9 ± 0.0	-23.9	5.71 ± 0.3(10)	9.8 ± 0.5	-	-	-	-
	-15.9	3.08 ± 0.1(13)	24.8 ± 1.0	-	-	-	-14.5	3.22 ± 0.2(09)	0.9 ± 0.0	-14.3	2.74 ± 0.1(11)	44.4 ± 0.2	-	-	-	-
	-7.8	1.59 ± 0.1(13)	13.0 ± 0.5	-8.3	7.10 ± 0.5(11)	3.6 ± 0.2	-6.5	1.48 ± 0.1(10)	4.1 ± 0.2	-6.8	2.36 ± 0.1(11)	37.2 ± 0.3	-	-	-	-
	-2.4	1.76 ± 0.2(13)	14.3 ± 0.4	-	-	-	-	-	-	-1.7	1.58 ± 0.0(11)	25.5 ± 0.2	-	-	-	-
	-	-	-	9.2	1.96 ± 0.1(11)	1.0 ± 0.1	8.7	4.13 ± 0.3(09)	1.2 ± 0.0	6.1	1.50 ± 0.1(10)	2.6 ± 0.1	-	-	-	-
HD 193237	-	-	-	-17.5	1.05 ± 0.3(12)	5.2 ± 1.2	-18.8	1.68 ± 0.2(10)	4.6 ± 0.2	-17.4	6.94 ± 0.3(10)	11.8 ± 0.2	-	-	-	-
	-	-	-	-6.2	4.68 ± 1.0(11)	2.3 ± 0.6	-9.5	9.93 ± 0.5(09)	2.7 ± 0.1	-10.3	1.44 ± 0.1(11)	23.8 ± 0.3	-	-	-	-
HD 207198	-	-	-	-	-	-	-13.7	3.72 ± 0.5(10)	10.2 ± 1.3	-14.7	1.87 ± 0.1(12)	211.3 ± 3.6	-	-	-	-
	-	-	-	-9.5	1.05 ± 0.3(12)	5.1 ± 1.4	-8.6	1.97 ± 0.2(10)	5.4 ± 0.4	-8.4	2.09 ± 0.1(11)	31.9 ± 1.5	-	-	-	-
HD 210839	-	-	-	-12.5	4.83 ± 1.5(11)	2.4 ± 0.7	-11.3	2.71 ± 0.1(10)	7.4 ± 0.6	-14.0	7.86 ± 0.3(11)	101.6 ± 1.9	-	-	-	-
	-	-	-	-	-	-	-2.3	7.40 ± 0.3(09)	2.0 ± 0.4	-4.8	2.36 ± 0.1(11)	38.0 ± 0.2	-	-	-	-

Таблица 13. Список звезд с обнаруженной полосой молекулы $C_3 \sim 4052 \text{ \AA}$.

Star	SpL	V	$B - V$	$E(B - V)$	S/N
HD 73882	O8V	7.21	+0.40	0.67	~ 1900
HD 154368	O9.5Iab	6.14	+0.50	0.73	~ 2200
HD 169454	B1Ia	6.62	+0.90	1.11	~ 2800

Таблица 14. Список линий C_3 для полосы $\tilde{A}-\tilde{X} 000-000$, полученный нами в Schmidt et al. (2014). Линии возмущенных переходов отмечены звездочкой.

Wavelength (\AA)	Line	f_{JJ} ($\times 10^3$)	EW ($m\text{\AA}$)	N_{col} (10^{12} cm^{-2})
4050.075	R(14)	3.49	0.10 ± 0.03	0.20 ± 0.06
4050.191	R(12)	3.58	0.16 ± 0.03	0.31 ± 0.06
4050.327	R(10)	3.73	0.21 ± 0.03	0.39 ± 0.06
4050.401*	R(6)	0.58	0.03 ± 0.02	0.36 ± 0.24
4050.484	R(8)	3.95	0.37 ± 0.04	0.65 ± 0.07
4050.567*	R(4)	0.49	0.08 ± 0.03	1.12 ± 0.42
4050.661	R(6)	4.21	0.74 ± 0.07	1.21 ± 0.11
4050.746*	R(2)	0.45	0.08 ± 0.04	1.22 ± 0.61
4050.857	R(4)	4.44	1.06 ± 0.11	1.64 ± 0.17
4051.055	R(2)	3.78	0.96 ± 0.10	1.75 ± 0.18
4051.190*	R(2)	2.08	0.22 ± 0.05	0.73 ± 0.17
4051.255	R(0)	4.22	0.41 ± 0.08	
4051.396*	R(0)	10.58	0.36 ± 0.12	
4051.448	Q(2)	6.87	1.35 ± 0.26	1.35 ± 0.26
4051.506	Q(4)	7.70	1.76 ± 0.36	1.57 ± 0.32
4051.578	Q(6)	7.89	1.44 ± 0.28	1.26 ± 0.24
4051.782	Q(10)	7.96	0.64 ± 0.14	0.55 ± 0.12
4051.820	P(2)	1.06	0.14 ± 0.07	
4051.918	Q(12)	7.97	0.38 ± 0.06	0.33 ± 0.05
4052.045	P(4)	1.57	0.56 ± 0.14	2.45 ± 0.61
4052.077	Q(14)	7.98	0.27 ± 0.07	0.23 ± 0.06
4052.122*	P(6)	0.28	0.09 ± 0.04	2.21 ± 0.98
4052.180*	P(4)	0.86	0.15 ± 0.04	1.20 ± 0.32
4052.257	Q(16)	7.98	0.20 ± 0.03	0.17 ± 0.03
4052.412	P(6)	2.56	0.49 ± 0.08	1.32 ± 0.22
4052.459	Q(18)	7.99	0.13 ± 0.08	0.11 ± 0.07
4052.521*	P(8)	0.39	0.06 ± 0.03	1.06 ± 0.53
4052.683	Q(20)	7.99	0.20 ± 0.08	0.17 ± 0.07
4052.782	P(8)	2.82	0.40 ± 0.08	0.98 ± 0.20
4053.169	P(10)	2.87	0.30 ± 0.04	0.72 ± 0.10
4053.479	Q(26)	7.99	0.08 ± 0.03	0.07 ± 0.03
4053.577	P(12)	2.87	0.14 ± 0.05	0.34 ± 0.12
4053.783	Q(28)	8.00	0.05 ± 0.03	0.04 ± 0.03
4054.005	P(14)	2.86	0.09 ± 0.03	0.22 ± 0.07

Таблица 15. Список линий S_3 для полосы $\tilde{A}-\tilde{X}$ 000–000, полученный с учетом только невозмущенных состояний.

Wavelength ^a (Å)	Line	f_{JJ} ($\times 10^3$)	EW (mÅ)	N_{col} (10^{12} cm^{-2})
4050.075	R(14)	4.41	0.10 ± 0.03	0.16 ± 0.05
4050.191	R(12)	4.48	0.16 ± 0.03	0.25 ± 0.05
4050.327	R(10)	4.57	0.21 ± 0.03	0.32 ± 0.05
4050.484	R(8)	4.72	0.37 ± 0.04	0.54 ± 0.06
4050.661	R(6)	4.92	0.77 ± 0.09	1.08 ± 0.13
4050.857	R(4)	5.33	1.14 ± 0.14	1.47 ± 0.18
4051.055	R(2)	6.40	1.26 ± 0.19	1.36 ± 0.20
4051.396	R(0)	16.00	0.77 ± 0.20	0.33 ± 0.09
4051.448	Q(2)	8.00	1.35 ± 0.26	1.16 ± 0.22
4051.506	Q(4)	8.00	1.76 ± 0.36	1.51 ± 0.31
4051.578	Q(6)	8.00	1.44 ± 0.28	1.24 ± 0.24
4051.782	Q(10)	8.00	0.64 ± 0.14	0.55 ± 0.12
4051.918	Q(12)	8.00	0.38 ± 0.06	0.33 ± 0.05
4052.045	P(4)	2.67	0.71 ± 0.18	1.83 ± 0.46
4052.077	Q(14)	8.00	0.27 ± 0.07	0.23 ± 0.06
4052.257	Q(16)	8.00	0.20 ± 0.03	0.17 ± 0.03
4052.412	P(6)	2.56	0.58 ± 0.12	1.56 ± 0.32
4052.459	Q(18)	8.00	0.13 ± 0.08	0.11 ± 0.07
4052.683	Q(20)	8.00	0.20 ± 0.08	0.17 ± 0.07
4052.782	P(8)	3.29	0.46 ± 0.11	0.96 ± 0.23
4053.169	P(10)	3.43	0.30 ± 0.04	0.60 ± 0.08
4053.479	Q(26)	8.00	0.08 ± 0.03	0.07 ± 0.03
4053.577	P(12)	3.52	0.14 ± 0.05	0.27 ± 0.10
4053.783	Q(28)	8.00	0.05 ± 0.03	0.04 ± 0.03
4054.005	P(14)	3.59	0.09 ± 0.03	0.17 ± 0.06

^aWavelengths of the regular components

Таблица 16. Список линий S_3 для переходов на возбужденные колебательные уровни в состоянии А.

Wavelength (Å)	Line	f_{JJ} ($\times 10^3$)	EW (mÅ)	N_{col} (10^{12} cm^{-2})
100–000				
3879.797	R(8)	0.83	0.09 ± 0.04	0.81 ± 0.36
3879.952	R(6)	0.87	0.16 ± 0.03	1.38 ± 0.26
3880.132	R(4)	0.93	0.18 ± 0.03	1.45 ± 0.24
3880.336	R(2)	1.13	0.18 ± 0.03	1.20 ± 0.20
3880.563	R(0)	2.82	0.11 ± 0.03	0.29 ± 0.08
3880.705	Q(2)	1.41	0.21 ± 0.03	1.12 ± 0.16
3880.750	Q(4)	1.41	0.33 ± 0.03	1.76 ± 0.16
3880.820	Q(6)	1.41	0.20 ± 0.03	1.06 ± 0.16
3880.916	Q(8)	1.41	0.17 ± 0.03	0.90 ± 0.16
3880.953	P(2)	0.28	0.08 ± 0.03	2.14 ± 0.80
3881.034	Q(10)	1.41	0.07 ± 0.03	0.37 ± 0.16
3881.182	Q(12)	1.41	0.06 ± 0.03	0.32 ± 0.16
3881.243	P(4)	0.47	0.07 ± 0.03	1.12 ± 0.48
02⁻0–000				
3991.620	R(8)	0.93	0.12 ± 0.03	0.92 ± 0.23
3991.840	R(6)	0.97	0.16 ± 0.03	1.17 ± 0.22
3992.070	R(4)	1.05	0.24 ± 0.03	1.62 ± 0.20
3992.317	R(2)	1.26	0.20 ± 0.04	1.13 ± 0.23
3992.575	R(0)	3.15	0.14 ± 0.03	0.32 ± 0.07
02⁺0–000				
3915.080	R(8)	0.92	0.11 ± 0.03	0.88 ± 0.24
3915.246	R(6)	0.96	0.15 ± 0.03	1.15 ± 0.23
3915.435	R(4)	1.04	0.22 ± 0.03	1.56 ± 0.21
3915.649	R(2)	1.25	0.21 ± 0.03	1.24 ± 0.18
3915.884	R(0)	3.13	0.07 ± 0.03	0.16 ± 0.07
3916.573	P(4)	0.53	0.14 ± 0.03	1.95 ± 0.42
3916.890	P(6)	0.61	0.13 ± 0.04	1.57 ± 0.48
3917.225	P(8)	0.64	0.09 ± 0.03	1.04 ± 0.35
04⁻0–000				
3928.433	R(8)	0.62	0.08 ± 0.03	0.94 ± 0.35
3928.672	R(6)	0.65	0.10 ± 0.04	1.13 ± 0.45
3928.917	R(4)	0.71	0.12 ± 0.03	1.24 ± 0.31
3929.168	R(2)	0.85	0.15 ± 0.04	1.29 ± 0.34
3929.425	R(0)	2.11	0.12 ± 0.03	0.42 ± 0.10
04⁺0–000				
3801.021	R(4)	0.72	0.15 ± 0.02	1.63 ± 0.22
3801.239	R(2)	0.87	0.13 ± 0.03	1.17 ± 0.27
3801.485	R(0)	2.17	0.06 ± 0.03	0.22 ± 0.11
002–000				
3793.734	R(8)	0.48	0.10 ± 0.04	1.64 ± 0.65
3793.864	R(6)	0.51	0.15 ± 0.04	2.31 ± 0.62
3794.030	R(4)	0.55	0.20 ± 0.10	2.85 ± 1.43
3794.215	R(2)	0.66	0.13 ± 0.03	1.55 ± 0.36
3794.426	R(0)	1.66	0.04 ± 0.03	0.19 ± 0.14
3794.567	Q(2)	0.84	0.16 ± 0.04	1.49 ± 0.37
3794.616	Q(4)	0.84	0.10 ± 0.03	0.93 ± 0.28
3794.689	Q(6)	0.84	0.11 ± 0.03	1.03 ± 0.28
3794.918	Q(10)	0.84	0.14 ± 0.07	1.31 ± 0.65
3795.081	P(4)	0.27	0.07 ± 0.03	2.03 ± 0.87

Таблица 17. Лучевая концентрация отдельных квантовых состояний C_3 в разных колебательных полосах и средневзвешенное значение лучевой концентрации колебательных полос.

J	Energy (cm^{-1})	N_{col} (10^{12} cm^{-2})							All bands ^a
		000-000	100-000	02 ⁻ 0-000	02 ⁺ 0-000	04 ⁻ 0-000	04 ⁺ 0-000	002-000	
0	0.0000	0.33 ± 0.09	0.29 ± 0.08	0.32 ± 0.07	0.16 ± 0.07	0.42 ± 0.10	0.22 ± 0.11	0.19 ± 0.14	0.28 ± 0.03
2	2.5835	1.27 ± 0.15	1.17 ± 0.12	1.13 ± 0.23	1.24 ± 0.18	1.29 ± 0.34	1.17 ± 0.27	1.52 ± 0.26	1.23 ± 0.07
4	8.6112	1.52 ± 0.15	1.62 ± 0.13	1.62 ± 0.20	1.64 ± 0.19	1.24 ± 0.31	1.63 ± 0.22	1.10 ± 0.26	1.55 ± 0.07
6	18.0822	1.16 ± 0.11	1.15 ± 0.14	1.17 ± 0.22	1.23 ± 0.21	1.13 ± 0.45		1.25 ± 0.26	1.17 ± 0.07
8	30.9950	0.57 ± 0.06	0.89 ± 0.15	0.92 ± 0.23	0.93 ± 0.20	0.94 ± 0.35		1.64 ± 0.65	0.65 ± 0.05
10	47.3475	0.40 ± 0.04	0.37 ± 0.16					1.31 ± 0.65	0.40 ± 0.04
12	67.1372	0.28 ± 0.03	0.32 ± 0.16						0.28 ± 0.03
14	90.3612	0.18 ± 0.03							0.18 ± 0.03
16	117.0160	0.17 ± 0.03							0.17 ± 0.03
18	147.0976	0.11 ± 0.07							0.11 ± 0.07
20	180.6020	0.17 ± 0.07							0.17 ± 0.07
22	217.5244								
24	257.8600								
26	301.6039	0.07 ± 0.03							0.07 ± 0.03
28	348.7507	0.04 ± 0.03							0.04 ± 0.03
Obs. N_{col}		6.27 ± 0.28	5.81 ± 0.36	5.15 ± 0.44	5.20 ± 0.39	5.02 ± 0.74	3.01 ± 0.36	7.00 ± 1.04	6.31 ± 0.18
Tot. N_{col}^a		6.57 ± 0.29							6.61 ± 0.19

^aSee text for explanation.

Таблица 18. Лучевая концентрация молекул, наблюдаемых в спектре HD 169454. а) – для линий с $J \leq 8$; б) использовались неразрешенные линии; в) Использовалась линия CH 3886.409 Å; д) использовалась корреляция CH с молекулой H_2 (см рисунок 3 в статье Weselak et al. 2004); е) Использовалась линия CH^+ Å. Ссылки: (1) Kazmierczak et al. (2010a); (2) Jannuzi et al. (1988); (3) Oka et al. (2003); (4) Ádámkóvics et al. (2003); (5) Schmidt et al. (2014); (6) Crawford (1997).

Molecule	N_{col} (10^{12} cm^{-2})	T_{exc} (K)	Source
C_2	65 ± 1	19 ± 2	1
	73 ± 14	15 ⁺¹⁰ ₋₅	2
	70 ± 14		3
	160 ± 29		4
C_3	6.61 ± 0.19	22.4 ± 1.0	5
	2.24 ± 0.66 ^a	23.4 ± 1.4	4
	4.5 ± 0.3 ^b		3
CH	39.6 ± 0.3 ^c		5
	46 ± 8		2
	36.5 ^{+12.6} _{-7.8}		6
CH^+	20.8 ± 0.2 ^e		5
H_2	(8 × 10 ^{20d})		5

Таблица 19. Длина волны и сила осцилляторов линий OH^+ в ближней УФ-области. Положения двух линий ${}^4\text{R}_{31}(0)$ рассчитаны с использованием молекулярных констант Merer et al. (1975).

Transition	(0, 0)		(1, 0)	
	λ (Å)	f (10^{-4})	λ (Å)	f (10^{-4})
${}^4\text{R}_{11}(0)$	3583.757	10.20	3346.961	7.11
${}^4\text{Q}_{21}(0)$	3572.649	6.03	3337.358	4.16
${}^4\text{R}_{21}(0)$	3566.445	2.29	3332.177	1.66
${}^4\text{P}_{31}(0)$	3565.341	2.46	3330.409	1.72
${}^4\text{Q}_{31}(0)$	3559.807	1.67	3326.368	1.29
${}^4\text{R}_{31}(0)$	3553.329	0.09	3319.971	0.06

Таблица 20. Данные о звездах и результаты измерений. Лучевая концентрация $N(\text{OH}^+)$ и $N(\text{K I})$ дана в единицах 10^{13} cm^{-2} , а степень ионизации ζ_p в единицах 10^{-16} s^{-1} . Значения ζ_p вычислялись с помощью уравнения 3.2. Спектральный класс и блеск звезд программы в фильтре V взяты из работ Walker (1963), Buscombe (1969), MacConnell & Bidelman (1976), Houk (1982), and Schild et al. (1983). Межзвездное покраснение $E(B - V)$ оценивалось по данным работы Paraj et al. (1993). Числа в скобках означают верхний предел величины.

	CD-32 4348	HD 63804	HD 78344	HD 80077
Target Properties ^a				
Sp/L	B7Iab	A0Ia(p)	O9.5Ia	B2Ia
V	8.91	7.75	8.94	7.56
$E(B - V)$	1.14	1.19	1.33	1.50
Equivalent Widths ($\text{m}\text{\AA}$) ^b				
3583.76	3.53 ± 0.29	4.32 ± 0.30	2.86 ± 0.40	3.05 ± 0.37
3572.65	2.40 ± 0.31	2.78 ± 0.21	1.34 ± 0.23	1.35 ± 0.22
3566.45	1.00 ± 0.33	(0.95)	(0.98)	1.01(1.20)
3565.34	1.23 ± 0.35	1.34 ± 0.36	0.88(0.98)	(1.20)
3559.81	(0.95)	(0.95)	(0.98)	(1.20)
3346.96	2.41 ± 0.38	3.32 ± 0.45	1.16(1.34)	1.64(1.70)
3337.36	1.87 ± 0.50	1.41 ± 0.30	1.15(1.34)	(1.70)
$N(\text{OH}^+)$	3.40 ± 0.17	4.04 ± 0.22	2.38 ± 0.13	2.51 ± 0.17
$N(\text{K I})$	0.75 ± 0.06	0.57 ± 0.12	0.36 ± 0.06	0.55 ± 0.07
ζ_p	0.8	1.2	0.8	0.9

Таблица 21. Эквивалентные ширины некоторых межзвездных молекул, измеренные в спектрах UVES покрасневших звезд (Weselak et al., 2009).

HD/Obs Sp/L	$E(B - V)$	OH		CH		CH ⁺		CN	
		W(3078) [mÅ]	W(3082) [mÅ]	W(3886) [mÅ]	W(3890) [mÅ]	W(3957) [mÅ]	W(4232) [mÅ]	W(R1) [mÅ]	W(R0) [mÅ]
23180 B B1III	0.27	3.50 ± 1.10^a		4.51 ± 0.56	3.29 ± 0.45	4.30 ± 0.30	5.80 ± 0.28	1.92 ± 0.30	5.40 ± 0.33
24398 B B1Iab	0.29	1.67 ± 0.08^b	1.11 ± 0.05^b	4.96 ± 0.50	3.01 ± 0.38	1.92 ± 0.87	3.90 ± 0.50	3.43 ± 0.54	9.01 ± 0.50
27778 B B3V	0.37	5.30 ± 0.15^b	2.20 ± 0.10^b	9.75 ± 0.78	4.82 ± 0.64	4.90 ± 0.30	9.30 ± 0.30	3.38 ± 1.97	10.48 ± 2.44^x
34078 G/B O9.5Ve	0.49	1.72 ± 0.27^c	0.86 ± 0.21^c	16.75 ± 1.30	11.28 ± 0.50	27.80 ± 2.64	43.05 ± 2.65	2.73 ± 0.32	5.72 ± 0.21
147889 u B2III/IV	1.02	12.48 ± 1.74	7.52 ± 1.68	20.07 ± 1.20	15.02 ± 0.98	16.07 ± 0.93^x	24.37 ± 0.82	2.71 ± 0.40	4.46 ± 0.70^x
148688 u B1Ia	0.55	0.92 ± 0.45	0.81 ± 0.54	3.83 ± 0.20	2.75 ± 0.20	13.41 ± 0.65^x	23.21 ± 0.84	0.38 ± 0.10	1.20 ± 0.20
149757 u O9.5V	0.28	2.01 ± 0.67	1.25 ± 0.32	5.45 ± 0.20	3.57 ± 0.10	13.90 ± 1.70^x	23.56 ± 2.10	2.58 ± 0.12	8.32 ± 0.21
151932 u WN7	0.50	4.46 ± 0.71	2.13 ± 0.54	5.97 ± 0.78	3.60 ± 0.45	6.93 ± 1.60	13.39 ± 1.20	2.56 ± 0.20	7.20 ± 0.40
152270 u WC7	0.50	1.95 ± 0.64	2.13 ± 0.70	3.52 ± 0.43	2.69 ± 0.45	11.56 ± 0.54	22.31 ± 0.93	1.47 ± 0.31	5.00 ± 0.43
154368 u O9Ia	0.80	8.21 ± 1.20	5.24 ± 0.86	12.24 ± 1.10	9.32 ± 0.40	10.53 ± 0.79	17.89 ± 0.79	2.05 ± 0.47	5.92 ± 0.67^x
154811 u O9.5Ib	0.66	2.43 ± 0.70	1.64 ± 0.50	5.03 ± 0.34	3.12 ± 0.56	18.69 ± 1.23^x	31.86 ± 1.43	0.18 ± 0.10	0.49 ± 0.20
163800 h/u O7	0.57	3.71 ± 0.82	2.46 ± 0.78	6.85 ± 0.30	5.16 ± 0.40	7.79 ± 0.41	13.49 ± 0.43	2.87 ± 0.24	9.13 ± 0.31
164794 u O4V	0.36	1.55 ± 0.40	1.00 ± 0.65	2.29 ± 0.54	1.83 ± 0.34	4.67 ± 0.34	9.32 ± 0.54	0.27 ± 0.12	0.84 ± 0.25
169454 u B1Ia	1.10	4.89 ± 0.85	2.99 ± 0.72	8.51 ± 0.54	6.47 ± 0.43	9.22 ± 0.54	16.89 ± 1.23	2.91 ± 0.54	9.32 ± 0.80^x

Измерения, помеченные надстрочным знаком, взяты из литературы: ^a - Chaffee & Lutz (1976); ^b - Felenbok & Roueff (1996); ^c - Boissé et al. (2005). x – линии перехода B-X (1, 0) молекулы CN и линии перехода A-X (1, 0) молекулы CH⁺, свободные от эффекта насыщения. В направлении объекта HD 34078 мы также измерили ненасыщенные линии CH⁺ перехода A-X (2, 0) на 3745 Å ($EW(3745) = 12.23 \pm 0.63$ mÅ).

Таблица 22. Эквивалентные ширины и лучевые концентрации молекул OH объектов, в которых были обнаружены линии OH на 3078 и 3082 Å. Литературные данные обозначены следующим образом: ^a – Roueff (1996); ^b – Felenbok & Roueff (1996); ^c – Boissé et al. (2005). Данные для H₂: ^g – Savage et al. (1977); ^h – Rachford et al. (2002); ^e – Boissé et al. (2005).

HD/Obs	$N(\text{OH})$ [10 ¹² cm ⁻²]	$N(\text{CH})$ [10 ¹² cm ⁻²]	$N(\text{CH}^+)$ [10 ¹² cm ⁻²]	$N(\text{CN})$ [10 ¹² cm ⁻²]	$N(\text{H}_2)$ [10 ²⁰ cm ⁻²]
23180 B	39.00 ^a	22.24 ± 2.91	7.89 ± 0.63	1.82 ± 0.12	4.00 ^g
24398 B	40.50 ± 4.00^b	22.30 ± 2.61	4.28 ± 1.84	3.12 ± 0.18	4.70 ^g
27778 B	102.00 ± 4.00^b	39.93 ± 4.10	10.55 ± 0.63	26.76 ± 4.12^f	6.17 ^h
34078 G/B	35.00 ± 4.00^c	79.27 ± 4.82	$57.28 \pm 2.25^{d,f}$	2.16 ± 0.05	6.40 ^e
147889 u	252.36 ± 30.74	100.33 ± 5.87	33.90 ± 1.96^d	25.06 ± 2.09^e	
148688 u	23.11 ± 9.88	18.73 ± 1.18	28.29 ± 3.59^d	0.39 ± 0.04	
149757 u	40.98 ± 6.00	25.44 ± 0.82	29.32 ± 1.96^d	2.68 ± 0.05	4.40 ^g
151932 u	79.15 ± 9.88	26.76 ± 3.42	15.13 ± 3.38	2.43 ± 0.07	
152270 u	56.54 ± 12.81	17.79 ± 2.61	25.10 ± 1.14	1.59 ± 0.10	
154368 u	169.84 ± 15.73	61.75 ± 4.10	21.46 ± 1.67	26.44 ± 2.07^e	14.45 ^h
154811 u	51.90 ± 9.15	22.85 ± 2.79	39.43 ± 2.59^d	0.17 ± 0.04	
163800 h/u	78.43 ± 14.27	34.36 ± 2.16	16.02 ± 0.86	2.96 ± 0.08	
164794 u	32.26 ± 11.89	11.86 ± 2.47	10.32 ± 0.72	0.27 ± 0.06	
169454 u	98.76 ± 13.17	42.90 ± 2.79	19.50 ± 1.42	40.22 ± 2.38^e	

Таблица 22. (Продолжение).

Обозначение спектрографов: f - Feros, u - UVES. Данные N(H₂) взяты из a - Rachford et al. (2002), b - Rachford et al. (2009).

HD	Obs	Spec/L	EBV	OH W(3078) (mÅ)	OH W(3082) (mÅ)	CH W(3886) (mÅ)	CH W(3890) (mÅ)	N(OH) (10 ¹² cm ⁻²)	N(CH-BX) (10 ¹² cm ⁻²)	N(CH) (10 ¹² cm ⁻²)	N(H ₂) (10 ²⁰ cm ⁻²)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
110432	f	B2pe	0.48	1.81 ± 0.41	1.28 ± 0.34	4.10 ± 0.20	2.40 ± 0.20	39.72 ± 6.22	18.12 ± 0.28	17.91 ± 0.61	4.37 ^a
	v					3.88 ± 0.20	2.43 ± 0.30		17.71 ± 0.36		
152236	u	B1ape	0.66	3.50 ± 0.44	2.41 ± 0.34	5.34 ± 0.45	4.15 ± 0.56	75.62 ± 4.30	27.24 ± 0.72	27.05 ± 3.10	5.37 ^b
	f					5.10 ± 0.80	4.20 ± 0.60		26.86 ± 1.00		
152249	u	O9Ib	0.48	2.81 ± 1.00	1.82 ± 0.80	3.40 ± 0.50	2.61 ± 0.40	58.61 ± 14.64	17.23 ± 1.39	17.23 ± 1.39	
154445	u	B1V	0.35	2.01 ± 0.31	1.52 ± 0.33	4.06 ± 0.20	2.84 ± 0.20	45.92 ± 10.98	19.59 ± 0.39	19.59 ± 0.39	
161056	u	B1V	0.60	8.38 ± 0.77	5.30 ± 0.67	12.70 ± 0.50	8.80 ± 0.40	172.46 ± 12.31	60.98 ± 1.39	60.98 ± 1.39	
170740	u	B2V	0.45	1.97 ± 0.43	1.73 ± 0.31	5.10 ± 0.29	2.84 ± 0.20	47.29 ± 9.15	22.02 ± 0.57	22.02 ± 0.57	7.24 ^a

Таблица 23. Положение и силы осцилляторов линий полос В-Х (0,0) и (1,0) молекулы СН.

¹- наше исследование, ²- Gredel et al. (1993), ³ – Lien(1984).

Molecule	Vibronic Band	Rotational Lines	Position [Å]	Ref.	f-value [10 ⁻⁵]	Ref.
CH	B ² Σ ⁻ – X ² Π (1, 0)	R ₂ (1)	3627.403	1	35	1
		Q ₂ (1)+ ^Q R ₁₂ (1)	3633.289	1	104	1
		^P Q ₁₂ (1)	3636.222	1	69	1
CH	B ² Σ ⁻ – X ² Π (0, 0)	R ₂ (1)	3878.774	2	110	3
		Q ₂ (1)+ ^Q R ₁₂ (1)	3886.409	2	320	3
		^P Q ₁₂ (1)	3890.217	2	210	3

Таблица 24. Эквивалентные ширины линий полос СН В-Х (1, 0) и (0, 0) с рассчитанными оптическими глубинами (τ); и лучевой концентрацией в последних двух столбцах.

HD/Obs/SPL	E(B-V)	W _{3627(er)} [mÅ]	τ(er)	W _{3633(er)} [mÅ]	τ(er)	W _{3636(er)} [mÅ]	τ(er)	W _{3878(er)} [mÅ]	τ(er)	W _{3886(er)} [mÅ]	τ(er)	W _{3890(er)} [mÅ]	τ(er)	N _{(0,0)(er)} [10 ¹² cm ⁻²]	N _{(1,0)(er)} [10 ¹² cm ⁻²]
76341 u B1/B2Ib	0.46	0.50(0.20) 0.041(0.017)	1.89(0.20) 0.156(0.017)	1.25(0.23) 0.103(0.019)	2.76(0.12) 0.213(0.009)	8.31(0.42) 0.641(0.032)	5.23(0.43) 0.403(0.033)	38.02(2.51)	31.27(4.69)						
110432 v B2pe	0.48	0.40(0.20) 0.033(0.017)	1.21(0.13) 0.100(0.011)	0.71(0.12) 0.059(0.010)	1.45(0.23) 0.112(0.018)	3.53(0.17) 0.272(0.013)	2.11(0.23) 0.163(0.018)	15.76(1.22)	18.89(2.67)						
115842 v B0.5Ia	0.51	—	1.25(0.23) 0.103(0.019)	0.79(0.23) 0.065(0.019)	2.75(0.12) 0.213(0.009)	6.12(0.34) 0.472(0.026)	3.45(0.14) 0.266(0.011)	26.57(1.29)	20.22(4.95)						
147889 u B2III/IV	1.02	2.02(0.23) 0.167(0.019)	6.07(0.64) 0.501(0.053)	4.05(0.58) 0.334(0.048)	7.53(0.45) 0.172(0.035)	20.33(1.15) 0.535(0.089)	13.62(1.35) 0.325(0.104)	95.96(7.49)	100.88(12.99)						
147889 h B2III/IV	1.02	—	—	—	7.31(0.25) 0.169(0.019)	20.28(1.11) 0.533(0.086)	13.51(1.15) 0.321(0.089)	95.45(6.68)	—						
148184 v B2Vnc	0.48	0.65(0.12) 0.054(0.010)	1.75(0.26) 0.144(0.021)	1.25(0.26) 0.103(0.021)	2.48(0.30) 0.192(0.023)	7.12(0.13) 0.549(0.010)	4.67(0.21) 0.360(0.016)	33.25(1.05)	30.12(5.59)						
149757 v O9.5V	0.28	0.56(0.15) 0.046(0.012)	1.49(0.13) 0.123(0.011)	0.96(0.13) 0.079(0.011)	1.91(0.21) 0.148(0.016)	5.20(0.23) 0.401(0.018)	3.53(0.21) 0.272(0.016)	24.71(1.28)	24.33(2.80)						
151932 v WN7	0.50	0.64(0.10) 0.053(0.008)	2.23(0.23) 0.184(0.019)	1.24(0.21) 0.102(0.017)	2.87(0.15) 0.222(0.012)	6.55(0.32) 0.505(0.025)	4.56(0.23) 0.352(0.018)	31.53(1.57)	33.94(4.69)						
154368 v O9.5Iab	0.80	1.21(0.11) 0.100(0.009)	3.76(0.16) 0.310(0.013)	2.53(0.17) 0.209(0.014)	4.42(0.21) 0.342(0.016)	12.65(0.27) 0.976(0.021)	8.75(0.34) 0.675(0.026)	60.69(1.84)	62.75(3.57)						
154445 v B1V	0.35	0.47(0.12) 0.039(0.010)	1.34(0.13) 0.111(0.011)	1.02(0.12) 0.084(0.010)	1.54(0.13) 0.119(0.010)	4.35(0.21) 0.336(0.016)	3.10(0.22) 0.239(0.017)	21.19(1.27)	23.85(2.67)						
161056 u B1V	—	—	3.58(0.34) 0.296(0.028)	2.08(0.34) 0.172(0.028)	3.51(0.27) 0.271(0.021)	10.85(0.56) 0.837(0.043)	7.14(0.32) 0.550(0.025)	50.75(2.45)	55.62(7.31)						
163800 u O7	0.57	0.81(0.13) 0.067(0.011)	2.31(0.23) 0.191(0.019)	1.55(0.24) 0.128(0.020)	2.28(0.16) 0.176(0.012)	6.89(0.32) 0.532(0.025)	4.55(0.21) 0.351(0.016)	32.29(1.49)	38.50(5.08)						
169454 u B1Ia	1.10	1.02(0.12) 0.084(0.010)	2.76(0.22) 0.228(0.018)	2.07(0.31) 0.171(0.026)	3.70(0.23) 0.286(0.018)	8.65(0.23) 0.667(0.018)	6.10(0.32) 0.470(0.025)	41.91(1.68)	48.74(5.90)						
170740 v B2V	0.45	—	1.00(0.23) 0.083(0.019)	0.76(0.37) 0.063(0.031)	1.76(0.13) 0.136(0.010)	4.49(0.17) 0.346(0.013)	3.15(0.13) 0.243(0.010)	21.70(0.86)	17.79(6.76)						

Таблица 25. Лучевая концентрация молекул CH и CH⁺, вычисленная с помощью процедуры, представленной в системе обработки DECH (Galazutdinov 2022)

Star	CH A-X 4300 Å	+/-	CH B-X 3886 Å	+/-	CH B-X 3890 Å	+/-	CH B-X 3878 Å	+/-	CH ⁺ 4232 Å	+/-	CH ⁺ 3957 Å	+/-
HD 23180	19.00	0.22	9.89	0.70	10.62	0.91	19.94	1.97	7.31	0.25	8.52	0.65
HD 24398	19.52	0.24	11.54	0.84	11.04	0.95	23.59	2.95	3.41	0.18	3.84	0.38
HD 24912	11.99	0.34	6.73	0.94	6.76	0.98	—	—	24.69	0.47	27.91	2.68
HD 27778	29.46	0.37	16.90	2.06	16.20	2.80	39.73	9.69	7.58	0.31	7.15	0.59
HD 34078	70.80	0.44	45.80	2.58	41.90	3.58	93.78	11.09	—	—	57.28	2.25 ^a
HD 35149	5.27	0.07	2.64	0.26	2.56	0.37	5.90	0.84	11.08	0.08	11.48	0.11
HD 37903	7.98	0.19	4.05	0.36	4.63	0.61	8.28	0.56	11.20	0.09	12.19	0.23
HD 52266	5.16	0.42	3.54	0.92	1.36	0.45	—	—	12.87	0.21	13.96	0.44
HD 52382	8.62	0.16	4.33	0.26	4.65	0.41	8.28	0.84	21.49	0.09	23.08	0.15
HD 53974	5.40	0.13	2.66	0.29	3.39	0.54	8.14	0.98	13.33	0.07	13.63	0.11
HD 58510	6.32	0.25	2.94	0.20	3.01	0.32	5.33	0.98	12.27	0.10	13.14	0.15
HD 73882	31.96	0.16	16.73	0.30	16.49	0.43	36.78	0.56	20.44	0.10	21.50	0.23
HD 75149	9.14	0.36	5.75	0.06	5.10	0.22	11.93	1.12	11.93	1.45	12.13	0.13
HD 76341	34.43	0.15	17.70	0.31	17.78	0.46	36.36	0.98	43.45	0.12	48.48	0.17
HD 91452	25.76	0.17	14.36	0.24	14.82	0.39	27.24	1.54	10.21	0.07	10.17	0.11
HD 92964	12.52	0.06	6.86	0.12	6.55	0.28	12.35	0.84	9.51	0.10	9.49	0.19
HD 106391	20.56	0.81	11.38	1.43	12.51	0.56	23.73	3.93	20.72	0.74	20.23	1.18
HD 110432	16.02	0.06	7.72	0.08	7.83	0.15	16.43	0.56	15.97	0.08	16.28	0.17
HD 115363	34.20	1.10	18.02	1.16	16.99	1.23	—	—	20.89	1.27	18.82	2.45
HD 115842	28.40	0.58	14.31	0.52	12.42	0.39	34.68	2.25	14.88	0.38	15.36	0.65
HD 124314	14.10	0.36	6.54	0.68	9.11	0.33	16.57	4.07	21.40	0.25	21.54	0.49
HD 136239	26.48	0.96	14.16	1.56	16.41	3.50	—	—	49.69	1.64	48.58	3.08
HD 147165	3.63	0.25	1.84	0.12	1.77	1.05	—	—	5.96	0.15	5.91	0.25
HD 147889	90.64	0.69	55.47	2.60	59.14	3.81	104.31	10.53	30.72	0.60	34.43	1.05
HD 147933	23.56	0.35	12.57	0.14	14.53	0.24	25.13	3.65	15.20	0.28	15.19	0.44
HD 148184	33.23	0.32	17.04	0.76	14.84	0.96	37.62	4.63	11.08	0.20	11.64	0.59
HD 148379	17.36	0.46	7.82	1.10	—	—	22.18	0.56	20.34	0.53	20.02	1.08
HD 148688	16.90	0.60	9.03	0.34	9.42	0.71	16.71	3.51	26.61	0.35	28.10	0.82
HD 149404	28.66	0.36	12.91	0.67	14.17	1.17	30.46	3.09	42.87	0.35	44.55	0.68
HD 149757	23.52	0.05	12.42	0.14	12.43	0.21	25.55	0.14	26.94	0.05	28.56	0.06
HD 151932	31.25	0.61	16.29	0.72	15.00	1.24	34.96	2.95	15.09	0.30	15.02	0.57
HD 152233	15.76	0.24	8.02	0.86	6.55	0.97	17.13	4.77	24.74	0.28	25.82	0.91
HD 152235	38.19	0.26	19.18	0.17	17.07	0.25	41.84	0.70	47.27	0.09	52.48	0.15
HD 152236	25.99	0.25	12.34	0.18	12.82	0.59	32.85	1.40	21.31	0.23	19.98	0.38
HD 152249	15.30	0.79	5.11	0.95	—	—	—	—	18.85	0.25	19.34	0.72
HD 152270	16.80	0.45	8.43	0.47	9.47	0.55	17.69	5.48	20.68	1.02	21.07	0.99
HD 152424	24.98	0.26	11.77	0.56	10.07	0.56	22.88	4.21	39.98	0.41	42.63	0.38
HD 154368	59.16	0.44	30.80	0.76	32.44	1.15	57.98	1.54	22.64	0.27	22.53	0.23
HD 154445	19.22	0.30	9.90	0.47	9.74	0.67	20.22	2.95	20.13	0.28	21.14	0.44
HD 157038	20.09	0.20	11.22	0.46	8.86	1.05	14.74	2.81	56.18	0.28	58.47	0.57
HD 163800	28.74	0.33	16.20	1.04	17.65	1.22	31.31	2.39	15.62	0.38	16.28	0.68
HD 169454	40.44	0.20	20.54	0.23	20.35	0.20	42.82	1.12	20.91	0.14	20.36	0.27
HD 170740	20.14	0.46	10.16	0.17	9.57	0.20	20.22	0.56	16.11	0.09	16.85	0.15
HD 179406	20.45	0.36	10.50	1.50	10.91	2.14	19.94	1.97	4.13	0.35	3.69	0.65
HD 210121	29.40	0.85	16.86	2.30	13.13	2.73	33.27	5.05	10.96	0.27	11.86	0.42

Таблица 26. Данные получены в: t – Терскол (Россия), f – FEROS(LaSilla, Чили), H – HARPS (LaSilla, Чили), b – BOES (BOAO, Южная Корея). Лучевая концентрация линий CH⁺ 3957 и 4232 Å вычислена с использованием значений сил осцилляторов, равных 0,00331 и 0,00545 соответственно. Данные для водорода были взяты из Savage et al. (1977) или: ^R – Rachford et al. (2002), ^C – Cecchi-Pestellini 2007, ^P – Pan et al. (2004), ^B – Burgh et al. (2007). Знаком ^x помечены объекты, в которых N(CH⁺) оценивался с помощью ненасыщенной линии 3957 Å.

HD	Sp/L	$E(B - V)$	$EW(3957)$ [mÅ]	$EW(4232)$ [mÅ]	$N(\text{CH}^+)$ [10^{12} cm^{-2}]	$N(\text{H}_2)$ [10^{20} cm^{-2}]	$N(\text{H}_{\text{tot}})$ [10^{20} cm^{-2}]
2905 ^t	B1Ia	0.34	—	11.3 ± 0.4	13.08 ± 0.46	1.88	19.80
10516 ^t	B2Vpe	0.17	—	3.0 ± 0.5	3.47 ± 0.57	0.12	3.72
21856 ^b	B1V	0.17	5.0 ± 0.4	8.6 ± 0.3	9.95 ± 0.34	1.10	13.20
22951 ^t	B0.5V	0.24	—	9.6 ± 0.3	11.11 ± 0.34	2.90	16.80
23180 ^t	B1III	0.27	4.3 ± 0.4	5.8 ± 0.2	6.71 ± 0.23	4.00	16.10
24398 ^t	B1Iab	0.29	—	3.9 ± 0.5	4.51 ± 0.57	4.70	15.80
24534 ^t	O9.5pe	0.56	2.5 ± 0.3	4.3 ± 0.4	4.98 ± 0.46	8.32 ^x	13.68
24760 ^t	B0.5V	0.07	—	2.3 ± 0.3	2.66 ± 0.34	0.34	3.16
24912 ^t	O7.5Iab	0.30	—	20.8 ± 0.4	24.07 ± 0.46	3.40	19.80
27778 ^b	B3V	0.37	4.9 ± 0.3	9.3 ± 0.4	10.76 ± 0.46	6.17 ^x	15.71
30614 ^t	O9.5Ia	0.25	—	14.9 ± 0.4	17.25 ± 0.46	2.19	12.40
36861 ^b	O8III	0.10	—	0.56 ± 0.1	0.65 ± 0.11	0.13	6.31
40111 ^b	B1Ib	0.13	2.1 ± 0.3	3.5 ± 0.2	4.05 ± 0.23	0.55	9.12
46150 ^f	O6e	0.45	7.2 ± 0.3	13.1 ± 0.4	15.16 ± 0.46	3.85 ^C	22.70
47129 ^f	O8e	0.33	10.5 ± 0.4	18.3 ± 0.4	21.18 ± 0.46	3.50	19.00
48099 ^f	O6	0.25	12.5 ± 0.3	17.7 ± 0.4	20.49 ± 0.46	1.95	17.90
53975 ^f	O8V	0.18	—	2.4 ± 0.3	2.78 ± 0.34	0.17	14.30
54662 ^f	O6	0.33	6.1 ± 0.3	10.3 ± 0.4	11.92 ± 0.46	1.00	26.00
61347 ^f	O9.5Iab	0.45	9.8 ± 0.4	17.5 ± 0.5	20.25 ± 0.57	4.20 ^C	42.47
110432 ^f	B2pe	0.48	8.2 ± 0.2	13.9 ± 0.4	16.09 ± 0.46	4.37	11.44
112244 ^f	O9Ib	0.24	3.7 ± 0.2	6.8 ± 0.3	7.87 ± 0.34	1.38	14.80
113904 ^f	WR	0.18	2.8 ± 0.2	5.9 ± 0.3	6.83 ± 0.34	0.68	13.40
135591 ^f	O7Iab	0.18	3.8 ± 0.3	6.6 ± 0.3	7.64 ± 0.34	0.59	13.20
143275 ^f	B0.2IV	0.12	—	2.7 ± 0.2	3.12 ± 0.23	0.26	14.50
144217 ^H	B0.5V	0.16	2.98 ± 0.05	5.11 ± 0.07	5.91 ± 0.08	0.67	13.70
144470 ^f	B1V	0.18	4.1 ± 0.2	6.2 ± 0.2	7.18 ± 0.23	1.12	17.30
145502 ^f	B2IV	0.26	3.4 ± 0.2	6.0 ± 0.2	6.94 ± 0.23	0.78	15.60
147165 ^H	B1III	0.34	3.07 ± 0.03	5.28 ± 0.06	6.11 ± 0.07	0.62	23.20
147933 ^H	B2V	0.45	7.5 ± 0.2	13.1 ± 0.2	15.16 ± 0.23	3.70	72.00
148184 ^H	B2Vne	0.48	7.24 ± 0.04	9.98 ± 0.03	11.55 ± 0.03	4.30	22.60
148605 ^f	B3V	0.11	—	1.3 ± 0.1	1.50 ± 0.11	0.05	9.10
149038 ^f	B0Ia	0.24	16.1 ± 0.4	26.7 ± 0.4	35.09 ± 0.87 ^x	2.75	15.60
149757 ^H	O9.5V	0.28	14.2 ± 0.3	23.5 ± 0.4	31.19 ± 0.15 ^x	4.40	14.10
150898 ^f	B0Iab	0.14	6.3 ± 0.3	10.8 ± 0.3	12.50 ± 0.34	0.65	10.30
151804 ^f	O9e	0.35	5.6 ± 0.3	9.6 ± 0.4	11.11 ± 0.46	1.82	15.60
152234 ^f	B0.5Ia	0.42	12.6 ± 0.3	22.2 ± 0.6	27.46 ± 0.65 ^x	2.70 ^C	23.01
152408 ^f	O7pe	0.45	7.1 ± 0.2	11.0 ± 0.3	12.73 ± 0.34	2.40	22.80
154368 ^f	O9.5Iab	0.73	11.0 ± 0.3	17.5 ± 0.4	20.25 ± 0.46	14.45	24.45
155806 ^f	O9	0.28	5.0 ± 0.3	8.0 ± 0.2	9.26 ± 0.23	0.83	13.80
164353 ^t	B5Ib	0.10	5.2 ± 0.7	11.33 ± 1.5	11.33 ± 1.52	1.83	13.80
184915 ^t	B0.5III	0.19	—	6 ± 0.2	6.94 ± 0.23	2.05	12.02
203064 ^t	O8V	0.25	—	4.1 ± 0.2	4.75 ± 0.23	1.98	14.00
203374 ^t	B0IVpe	0.60	—	5.7 ± 0.7	6.60 ± 0.08	5.01 ^P	—
203938 ^t	B0.5IV	0.70	14.6 ± 0.5	26.2 ± 0.6	31.82 ± 1.09 ^x	10.00 ^K	40.20
206267 ^t	O6	0.49	8.0 ± 0.4	10.0 ± 0.3	11.57 ± 0.34	7.24 ^x	27.20
207198 ^t	O9II	0.55	—	17.6 ± 0.3	20.37 ± 0.34	6.76 ^x	28.63
207538 ^b	B0V	0.59	—	4.8 ± 0.3	5.56 ± 0.34	8.13 ^x	30.00
209975 ^t	O9.5Ib	0.31	12.5 ± 0.5	23.5 ± 0.5	27.24 ± 1.09 ^x	1.20	15.40
210839 ^t	O6e	0.56	6.0 ± 0.4	9.3 ± 0.3	10.76 ± 0.34	6.92 ^x	21.03
217035 ^t	B0V	0.76	20.6 ± 0.7	37.3 ± 1.0	44.90 ± 1.53 ^x	9.00 ^P	—
218376 ^b	B0.5IV	0.21	3.4 ± 0.5	8.3 ± 0.7	9.61 ± 0.80	1.41	11.80
224572 ^b	B1V	0.17	4.2 ± 0.4	8.2 ± 0.5	9.49 ± 0.57	1.70	10.90
303308 ^f	B1III	0.30	6.6 ± 0.4	10.2 ± 0.7	11.81 ± 0.23	2.24 ^B	—

Таблица 27. Эквивалентные ширины и лучевая концентрация CH^+ . Основная часть спектров получена с помощью спектрографа UVES, звезды, помеченные знаком H , наблюдались с помощью спектрографа HARPS.

Obs	HD	Spec/L	$E(B-V)$	W_{3447}	W_{3579}	W_{3745}	W_{3957}	W_{4232}	$N(\text{CH}^+)$	W_{4232}^{Lit}	$N(\text{CH}^+)^{\text{Lit}}$	S/N
				[mÅ]	[mÅ]	[mÅ]	[mÅ]	[mÅ]	[10^{12} cm^{-2}]	[mÅ]	[10^{12} cm^{-2}]	
58 343	B2Vne		0.14			1.70(0.34)	3.89(0.42)	6.87(0.67)	7.95 (0.78) ^a			400
68 761	B0.5III		0.14			2.10(0.31)	3.69(0.37)	5.78(0.60)	6.69 (0.69) ^a			390
76 341	B1/B2Ib		0.46	2.10(0.30)	3.86(0.45)	10.11(0.82)	22.66(1.23)	38.25(1.97)	47.35 (3.91) ^c			290
92 740	WN7		0.36			3.30(0.30)	6.79(0.71)	13.21(0.95)	15.29 (1.10) ^a			470
94 963	O6/O7IIIe		0.20			1.50(0.32)	3.86(0.43)	6.26(0.70)	7.25 (0.81) ^a			400
96 917	O8		0.37	1.20(0.30)		4.56(0.41)	8.57(0.93)	16.85(1.54)	19.50 (1.78) ^a			390
97 253	O5IIIe		0.50	1.46(0.35)		5.50(0.47)	10.63(0.86)	18.15(1.08)	21.01 (1.25) ^a			550
105 056	O9.5Ia		0.33			3.85(0.65)	10.37(1.12)	18.98(2.12)	21.97 (2.45) ^a			220
105 071	B6Ia/Iab		0.25			3.75(0.41)	6.57(0.53)	11.48(0.68)	13.29 (0.79) ^a			340
106 068	B8Ia/Iab		0.32	2.20(0.34)	3.79(0.40)	7.75(0.54)	16.9(0.61)	27.88(1.43)	35.65 (1.33) ^b			300
109 867	B0.5/B1Iab		0.26	0.90(0.30)		1.68(0.45)	5.51(0.54)	9.72(1.21)	11.25 (1.40) ^a			380
112 272	B1Ia/Iab		0.99			6.95(0.35)	16.26(0.86)	30.25(1.33)	35.01 (1.54) ^a			330
113 904	WC+O9.5		0.16			1.25(0.32)	2.92(0.35)	5.60(0.46)	6.48 (0.53) ^a	5.9(0.3) ^d	6.83(0.34) ^d	340
115 363	B1Ia		0.82			3.40(0.43)	8.63(0.87)	16.59(1.56)	19.20 (1.81) ^a			420
115 842	B0.5Ia		0.51			4.00(0.34)	9.79(0.94)	15.40(1.43)	17.82 (1.66) ^a			370
133 518	B2IVp...		0.09			1.72(0.41)	4.66(0.42)	9.60(1.08)	11.11 (1.25) ^a			330
142 758	B1Ia		0.41	1.40(0.34)		5.09(0.43)	10.03(0.93)	18.89(1.32)	21.86 (1.53) ^a			380
143 448	B2/B3III		0.11			1.35(0.29)	2.53(0.31)	4.76(0.61)	5.51 (0.71) ^a			420
^H 147 889	B2III/IV		1.02	3.10(0.45)		6.63(0.67)	15.93(0.93)	25.95(0.82)	33.60 (2.03) ^b	25.0(5.8) ^e	40.74(9.7) ^e	690
^H 148 184	B2Vne		0.43	1.25(0.31)		2.82(0.34)	6.33(0.43)	10.03(0.45)	11.61 (0.52) ^a	9.98(0.03) ^d	11.55(0.03) ^d	700
148 688	B1Ia		0.55	1.85(0.35)		6.10(0.56)	12.77(0.65)	23.21(0.84)	26.94 (1.42) ^a			480
148 937	O6e		0.67			3.27(0.42)	9.06(0.87)	17.63(1.24)	20.40 (1.44) ^a			360
151 932	WN7		0.50	1.21(0.32)		3.75(0.48)	7.22(0.65)	13.27(1.12)	15.36 (1.30) ^a			340
^H 152 235	B0.7Ia		0.73	1.85(0.32)	3.75(0.43)	11.22(0.66)	25.44(1.21)	42.29(1.62)	53.66 (2.64) ^b	42(5) ^f	58(-) ^f	650
152 270	WC7		0.50	1.00(0.30)	2.25(0.35)	5.31(0.43)	11.90(0.54)	22.90(0.93)	26.50 (1.08) ^a			310
154 368	O9Ia		0.80	1.00(0.30)	1.80(0.37)	4.15(0.35)	10.10(0.45)	17.20(0.89)	19.91 (1.03) ^a	17.5(0.4) ^d	20.25(0.46) ^d	510
154 811	O9.5Ib		0.66	2.96(0.43)		9.13(0.65)	19.03(1.23)	31.86(1.43)	41.48 (2.68) ^b			370
154 873	B1Ib		0.47	2.38(0.46)		5.35(0.34)	12.96(1.10)	21.06(0.85)	24.37 (0.98) ^a			350
155 806	O8Ve		0.32			2.78(0.31)	6.10(0.45)	9.05(0.67)	10.47 (0.78) ^a	8.0(0.2) ^d	9.26(0.23) ^d	320
156 385	WC7		0.34			2.87(0.36)	6.78(0.56)	13.07(0.76)	15.13 (0.88) ^a			440
156 575	B1Ib/II		0.40	2.80(0.37)		5.61(0.42)	11.48(0.87)	23.96(0.93)	27.73 (1.08) ^a			360
^H 163 800	O7/O8		0.58	0.50(0.07)	1.25(0.32)	3.97(0.43)	7.69(0.41)	13.42(0.43)	15.53 (0.50) ^a			420
164 794	O4V...		0.36			2.34(0.31)	4.67(0.34)	9.32(0.54)	10.79 (0.62) ^a			350
170 235	B2Vnne		0.29			1.39(0.29)	3.16(0.32)	6.51(0.45)	7.53 (0.52) ^a			400
171 432	B1/B2Iab		0.43			2.25(0.34)	7.30(0.53)	11.97(0.56)	13.85 (0.65) ^a			430
^H 179 406	B3V		0.31				1.67(0.40)	3.60(0.50)	4.17 (0.60) ^a			500

Таблица 28. Вычисленные силы осцилляторов полосы А-Х молекулы CH^+ .

$(\nu', \nu'') \lambda$	f	$f(\nu', 0)/f(0, 0)$	$q(\nu', 0)/q(0, 0)$	f^{Lit}	$f(\nu', 0)/f(0, 0)^{\text{Lit}}$	$q(\nu', 0)/q(0, 0)^{\text{H68}}$
	[10^{-5}]			[10^{-5}]		
(0, 0) 4232	545 ^{L83}	1	1	545 ^{L83} , 566 ± 20 ^{M81} , 645 ^{Y73} , 743 ^{E77}	1.000 ^{H68}	1.000
(1, 0) 3957	342 ± 6	0.628 ± 0.010	0.587 ± 0.009	331 ^{L83} , 431 ^{Y73} , 426 ^{E77}	0.555 ^{H68} , 0.548 ^{E72}	0.533
(2, 0) 3745	172 ± 9	0.316 ± 0.017	0.279 ± 0.008	173 ^{Y73} , 170 ^{E77}	0.335 ^{H68}	0.197
(3, 0) 3579	75 ± 8	0.138 ± 0.008	0.116 ± 0.006	63 ^{E77}	0.189 ^{H68}	0.068
(4, 0) 3447	40 ± 5	0.073 ± 0.003	0.0059 ± 0.0010	–	0.082 ^{H68}	0.026

Таблица 29. Уточненные длин волн линий CN+. ^u – UVES, ^h – HARPS.

HD	Obs	4232 [Å]	3957 [Å]	3745 [Å]	3579 [Å]	3447 [Å]
76 341	<i>u</i>	4232.548	3957.688	3745.310	3579.029	3447.074
106 068	<i>u</i>	4232.548	3957.682	3745.308	3579.017	3447.078
147 889	<i>h</i>	4232.548	3957.688			
	<i>u</i>	4232.548	3957.687			
163 800	<i>h</i>	4232.548	3957.691			
	<i>u</i>	4232.548	3957.691	3745.305	3579.026	3447.079
179 406	<i>h</i>	4232.548	3957.691			
	<i>u</i>	4232.548	3957.693			
This work position		4232.548	3957.689	3745.308	3579.024	3447.077
Error			0.003	0.002	0.006	0.003
Herbig (1968)		4232.539	3957.700	3745.310	3579.020	3447.070
Carrington & Ramsay (1982)		4232.548	3957.692			

Таблица 30. Список звезд, для которых мы получили спектры и измерили лучевую концентрацию и вращательную температуру молекулы CN (Slyk et al. 2008). Буквами указан спектрограф, на котором были получены спектры.

Star	Sp/L	<i>V</i>	<i>E(B – V)</i>	Spec ^a	Star	Sp/L	<i>V</i>	<i>E(B – V)</i>	Spec
21291	B9Ia	4.21	0.42	g	149757	O9.5V	2.57	0.28	b,h,f
23180	B1III	3.83	0.26	m,b	151932	WN7	6.51		u
24398	B1Iab	2.85	0.31	m	152003	O9.5Ib	7.00	0.64	u
24534	O9.5pe	6.10	0.56	b	152076	B0.5III	10.85	0.57	f
27778	B3 V	6.36	0.37	b	152218	O9V	7.61	0.45	f
29647	B8III	8.31	1.06	b	152233	O6	6.59	0.42	h
34078	O9.5Vvar	5.94	0.49	g	152235	B1Ia	6.33	0.70	u
36371	B5Iab	4.77	0.43	g	152270	WC7	6.60		u
45314	O9pe	6.64	0.43	f	152314	O9V	7.86	0.47	f
46150	O6e	6.75	0.41	f	154090	B2Iab	4.87	0.42	f
46223	O5e	7.27	0.51	f	154368	O9.5Iab	6.12	0.78	f
48434	B0III	5.91	0.21	f	161056	B1.5V	6.30	0.59	u
76341	O9III	7.16	0.58	u	163800	O7/O8	6.99	0.56	u,h
80558	B7Iab	5.87	0.58	f	165688	WN	9.90		f
91452	O9.5Iab	7.51	0.50	f	166734	O8e	8.42	1.37	f
93161	O6.5V	7.10	0.69	f	168137	B3Ib	8.94	0.55	f
96715	O4V	8.24	0.41	f	168504	O8	9.13	0.72	f
96917	O9II	7.08	0.35	u	168607	B9Ia	8.28	1.58	u
96946	O7	8.43	0.49	f	169454	B1Ia	6.61	1.13	u
97253	O5e	7.12	0.44	u	171432	B1/B2Iab	7.20	0.40	u
101190	O7	7.31	0.35	f	179406	B3V	5.33	0.31	m,g,h
101223	O7	8.68	0.45	f	204827	B0V	7.95	1.06	b
101413	B7/B8II/III	8.35	0.22	f	206165	B2Ib	4.72	0.36	g
110432	B2pe	5.32	0.46	f	206267	O6	5.78	0.49	b,m
112272	B0.5Ia	7.35	1.00	u	207198	O9II	5.94	0.59	m
115363	B1Ia	7.79	0.80	u	207538	B0V	7.31	0.57	b
115842	B0.5Ia	6.02	0.49	u	208501	B8Ibvar	5.79	0.77	g
136239	B1.5Ia	7.78	1.11	u	210839	O6e	5.00	0.55	m,b
147888	B3/B4V	6.74	0.46	f	228712	B0.5Ia	8.69	1.34	b
147889	B2III/IV	7.90	1.00	h,f,u	306097	O9III	8.91	0.91	f
147932	B5V	7.27	0.47	f	326331	B	7.51		f
147933	B2/3V	5.02	0.46	h	–13°4923	O5.5V	10.08	1.14	f
147934	B2V	5.02	0.45	f	–13°4927	O8e	9.59	1.16	f
148184	B2Vnc	4.43	0.49	m,u,h	–14°5037	B1.5Ia	8.24	1.56	u
148379	B2Iab	5.35	0.71	f,u	+59°451	B1II	9.29	0.88	b
148937	O6e	6.74	0.61	u	Tr16-112	O6V	9.29	0.61	f
149404	O9 Ia	5.49	0.71	f					

^am – MAESTRO, b – BOES, g – Gecko, f – FEROS, u – UVES, h – HARPS.

Таблица 31. Измерения $EW (W_\lambda)$ полосы В – X (0,0) молекулы CN и линий молекулы CH на 3886 и 4300 Å. b_{CH} – параметр b линий CH; N_{CH} – нижний предел лучевой концентрации CH, полученный по линии CH 3886.

Star	$R(1)$	$R(0)$	W_λ (mÅ) $P(1)$	CH 3886	CH 4300	b_{CH} (km s ⁻¹)	N_{CH} (10 ¹² cm ⁻²)
21291(1)	2.42 ± 0.5	7.04 ± 0.6	1.25 ± 0.3	2.35 ± 0.4	–	–	10.99
21291(2)	0.32 ± 0.5	0.92 ± 0.6	–	–	–	–	–
23180 ^m	1.32 ± 0.2	4.22 ± 0.3	0.45 ± 0.1	4.90 ± 0.4	15.20 ± 0.5	1.12	22.91
23180 ^b	1.51 ± 0.3	4.93 ± 0.5	0.77 ± 0.3	4.51 ± 0.5	15.45 ± 0.6	1.92	21.09
24398	2.64 ± 0.2	8.70 ± 0.6	1.00 ± 0.3	5.30 ± 0.3	15.90 ± 0.6	1.04	24.78
24534	6.89 ± 0.4	16.50 ± 0.7	4.05 ± 0.4	8.60 ± 0.4	25.20 ± 0.6	1.53	40.21
27778	11.89 ± 0.6	31.14 ± 0.4	6.65 ± 0.5	7.59 ± 0.6	23.57 ± 0.8	1.74	35.49
29647	40.42 ± 0.8	46.37 ± 0.4	30.34 ± 0.5	14.60 ± 0.6	68.07 ± 0.8	–	68.27
34078	2.80 ± 0.4	5.61 ± 0.5	1.72 ± 0.4	17.91 ± 0.6	–	–	83.75
36371	0.98 ± 0.2	2.92 ± 0.3	–	4.43 ± 0.4	–	–	20.71
45314	2.44 ± 0.4	6.37 ± 0.6	2.26 ± 0.5	3.85 ± 0.4	11.74 ± 0.4	0.81	18.00
46150	1.54 ± 0.4	3.43 ± 0.8	0.40 ± 0.2	2.94 ± 0.4	10.57 ± 0.5	2.09	13.75
46223	1.33 ± 0.3	4.63 ± 0.8	0.84 ± 0.2	–	7.51 ± 0.4	–	–
48434	2.21 ± 0.3	4.78 ± 0.7	1.29 ± 0.1	2.40 ± 0.3	8.30 ± 0.5	1.11	11.22
76341	1.16 ± 0.2	3.00 ± 0.4	1.06 ± 0.3	8.20 ± 0.4	25.90 ± 0.5	2.04	38.34
80558	2.03 ± 0.7	6.01 ± 0.7	1.18 ± 0.4	5.60 ± 0.6	18.53 ± 0.7	4.65	26.19
91452	5.10 ± 0.1	16.65 ± 2	–	6.34 ± 0.3	18.82 ± 0.3	1.19	29.65
93161	3.61 ± 0.5	10.84 ± 0.5	–	1.54 ± 0.4	5.39 ± 0.5	0.80	7.20
96715	2.59 ± 0.4	9.45 ± 0.5	–	–	10.16 ± 0.5	–	–
96917	1.55 ± 0.6	4.57 ± 0.6	–	2.96 ± 0.4	10.23 ± 0.6	1.36	13.84
96946	9.69 ± 0.2	19.20 ± 0.9	4.51 ± 0.2	8.47 ± 0.5	18.12 ± 0.6	0.64	39.61
97253	4.15 ± 0.3	8.72 ± 0.6	1.35 ± 0.6	3.42 ± 0.4	11.20 ± 0.5	1.05	15.99
101190	2.26 ± 0.2	6.60 ± 0.5	–	–	6.88 ± 0.5	–	–
101223	7.70 ± 0.9	17.90 ± 0.3	3.79 ± 0.2	–	13.99 ± 0.6	–	–
101413	2.78 ± 0.3	7.61 ± 0.6	1.60 ± 0.3	3.15 ± 0.4	10.29 ± 0.5	0.95	14.73
110432	1.13 ± 0.06	4.41 ± 0.6	–	4.62 ± 0.4	12.33 ± 0.6	0.60	21.60
112272	1.67 ± 0.3	6.59 ± 0.5	–	6.40 ± 0.3	18.90 ± 0.6	1.18	29.93
115363	3.60 ± 0.5	9.91 ± 0.7	2.51 ± 0.7	5.30 ± 0.4	17.10 ± 0.6	1.49	24.78
115842(1)	–	2.46 ± 0.4	–	1.32 ± 0.3	4.26 ± 0.4	0.37	6.17
115842(2)	1.83 ± 0.4	6.13 ± 0.3	0.61 ± 0.7	4.84 ± 0.4	12.38 ± 0.6	0.55	22.63
136239	3.49 ± 0.1	13.07 ± 0.1	3.07 ± 0.2	3.87 ± 0.3	11.99 ± 0.4	0.88	18.10
147888	2.04 ± 0.1	6.17 ± 0.2	0.88 ± 0.1	4.99 ± 0.3	16.89 ± 0.2	1.92	23.33
147889 ^b	14.96 ± 0.3	28.85 ± 0.7	8.97 ± 0.6	19.10 ± 0.5	49.10 ± 0.6	2.22	89.31
147889 ^f	16.66 ± 0.8	28.92 ± 0.8	8.32 ± 0.7	18.03 ± 0.6	49.09 ± 0.7	2.48	84.31
147889 ^u	13.67 ± 0.4	28.71 ± 0.5	7.54 ± 0.5	19.39 ± 0.4	47.72 ± 0.7	2.00	90.67
147932	7.01 ± 0.4	13.21 ± 0.6	4.22 ± 0.6	5.10 ± 0.4	15.80 ± 0.6	1.15	23.85
147933	2.18 ± 0.4	6.53 ± 0.4	1.33 ± 0.4	5.66 ± 0.4	17.46 ± 0.5	1.26	26.47
147934	3.92 ± 0.2	7.52 ± 0.3	1.52 ± 0.1	5.38 ± 0.3	17.39 ± 0.3	4.65	25.16
148184 ^m	1.62 ± 0.6	4.12 ± 0.7	–	8.13 ± 0.5	22.15 ± 0.5	1.12	38.02
148184 ^u	1.22 ± 0.7	3.74 ± 0.7	–	7.19 ± 0.6	23.42 ± 0.6	2.13	33.62
148184 ^h	1.62 ± 0.2	3.75 ± 0.2	0.77 ± 0.4	7.50 ± 0.3	23.90 ± 0.3	1.96	35.07
148379 ^f	0.76 ± 0.3	2.12 ± 0.4	–	2.28 ± 0.3	8.01 ± 0.4	1.23	10.66
148379 ^u	1.50 ± 0.3	3.57 ± 0.3	–	1.46 ± 0.3	7.89 ± 0.3	–	6.83
148937	2.88 ± 0.1	8.02 ± 0.2	–	3.82 ± 0.2	11.14 ± 0.3	0.67	17.86
149404	2.68 ± 0.2	7.81 ± 0.2	1.30 ± 0.2	3.13 ± 0.2	10.80 ± 0.2	1.29	14.82
149757 ^b	3.03 ± 0.9	8.54 ± 0.7	1.48 ± 0.4	5.90 ± 0.6	18.92 ± 0.8	1.60	27.59
149757 ^h	2.56 ± 0.4	8.31 ± 0.3	1.29 ± 0.6	5.50 ± 0.4	18.40 ± 0.4	1.94	25.72
149757 ^f	3.24 ± 0.4	8.38 ± 0.9	0.92 ± 0.4	5.88 ± 0.4	18.18 ± 0.5	1.32	27.49
151932	3.10 ± 0.3	7.21 ± 0.3	–	11.10 ± 0.4	19.66 ± 0.4	0.59	51.90
152003	2.21 ± 0.4	6.89 ± 0.3	0.79 ± 0.4	8.60 ± 0.3	29.00 ± 0.5	2.49	40.21
152076	3.73 ± 0.2	9.87 ± 0.6	–	5.03 ± 0.4	16.15 ± 0.4	1.37	23.52
152218	1.36 ± 0.4	3.28 ± 0.5	0.68 ± 0.1	3.26 ± 0.3	11.18 ± 0.4	1.40	15.24
152233	0.62 ± 0.4	1.64 ± 0.3	–	2.62 ± 0.3	8.91 ± 0.5	1.05	12.25
152235	0.75 ± 0.3	2.68 ± 0.3	0.29 ± 0.3	9.04 ± 0.4	29.32 ± 0.3	2.61	42.27
152270	2.00 ± 0.7	5.11 ± 0.3	1.43 ± 0.4	3.09 ± 0.5	10.65 ± 0.5	1.38	14.45
152314	0.98 ± 0.1	3.17 ± 0.2	–	3.59 ± 0.4	11.61 ± 0.4	1.02	16.79
154090	8.02 ± 0.4	16.47 ± 0.3	5.07 ± 0.2	6.20 ± 0.3	22.10 ± 0.3	3.94	28.99
154368	15.19 ± 0.7	26.58 ± 0.6	10.01 ± 0.2	11.65 ± 0.5	37.55 ± 0.7	3.25	54.47
161056(1)	3.38 ± 0.6	11.47 ± 0.6	–	2.55 ± 0.6	10.69 ± 0.6	–	11.92

Таблица 31 (продолжение).

Star	R		W_λ (mÅ)	CH 3886		CH 4300		b_{CH}	N_{CH}
	$R(1)$	$R(0)$	$P(1)$					(km s ⁻¹)	(10 ¹² cm ⁻²)
161056(2)	4.54 ± 0.6	15.51 ± 0.6	–	8.67 ± 0.6	25.98 ± 0.7	1.69	40.54		
163800 ^u	2.84 ± 0.4	10.34 ± 0.8	1.71 ± 0.4	6.25 ± 0.5	21.32 ± 0.6	2.56	29.22		
163800 ^h	2.92 ± 0.2	9.45 ± 0.2	1.90 ± 0.2	6.90 ± 0.3	22.00 ± 0.4	1.81	32.26		
165688	6.83 ± 0.8	16.15 ± 0.7	2.97 ± 0.8	7.85 ± 0.7	26.76 ± 0.7	3.20	36.71		
166734	4.63 ± 0.3	14.28 ± 0.3	–	11.23 ± 0.3	37.00 ± 0.4	3.58	52.51		
168137	3.43 ± 0.5	9.24 ± 0.4	–	6.09 ± 0.3	16.57 ± 0.5	0.84	28.48		
168504	12.49 ± 0.2	22.06 ± 0.3	9.66 ± 0.3	7.48 ± 0.3	25.18 ± 0.4	2.77	34.98		
168607(1)	1.00 ± 0.6	3.38 ± 0.6	–	–	–	–	–		
168607(2)	1.22 ± 0.6	5.11 ± 0.6	–	7.02 ± 0.5	27.70 ± 0.6	–	32.83		
169454	15.75 ± 0.3	21.46 ± 0.2	11.29 ± 0.2	9.27 ± 0.4	25.70 ± 0.4	1.35	43.35		
171432	1.13 ± 0.6	3.84 ± 0.4	–	2.76 ± 0.6	9.87 ± 0.5	1.83	12.91		
179406 ^m	3.51 ± 0.3	11.86 ± 0.2	2.06 ± 0.4	4.42 ± 0.4	14.21 ± 0.4	1.21	20.67		
179406 ^g	3.57 ± 0.2	11.73 ± 0.2	1.73 ± 0.2	5.11 ± 0.2	–	–	23.89		
179406 ^h	3.99 ± 0.2	11.16 ± 0.2	1.86 ± 0.2	4.50 ± 0.2	15.70 ± 0.2	2.26	21.04		
204827	32.78 ± 0.5	66.75 ± 0.6	21.82 ± 0.4	22.12 ± 0.5	59.88 ± 0.4	2.99	103.43		
206165	1.72 ± 0.2	5.76 ± 0.2	1.12 ± 0.2	4.69 ± 0.3	15.87 ± 0.3	1.80	21.93		
206267 ^b	7.78 ± 0.4	19.43 ± 0.5	3.72 ± 0.5	6.50 ± 0.4	21.65 ± 0.4	2.23	30.39		
206267 ^m	7.27 ± 0.3	19.38 ± 0.4	3.62 ± 0.3	6.61 ± 0.3	22.38 ± 0.4	2.55	30.91		
207198	4.58 ± 0.3	13.05 ± 0.4	2.22 ± 0.4	8.60 ± 0.4	29.20 ± 0.5	3.40	40.21		
207538	5.08 ± 0.4	13.07 ± 0.3	1.86 ± 0.4	10.25 ± 0.4	29.67 ± 0.6	1.74	47.93		
208501(1) ^g	11.01 ± 0.2	19.09 ± 0.3	6.57 ± 0.3	3.54 ± 0.3	–	–	16.55		
208501(2) ^g	3.10 ± 0.2	10.53 ± 0.3	1.67 ± 0.6	7.00 ± 0.4	–	–	32.73		
210839 ^m	3.38 ± 0.3	8.34 ± 0.5	–	6.90 ± 0.5	21.90 ± 0.5	1.77	32.26		
210839 ^b	2.71 ± 0.4	9.04 ± 0.2	1.00 ± 0.3	5.13 ± 0.4	17.56 ± 0.4	2.16	23.99		
228712	14.85 ± 0.3	25.47 ± 0.5	10.76 ± 0.3	16.30 ± 0.3	37.11 ± 0.3	1.40	76.22		
306097(1)	21.63 ± 0.3	31.51 ± 0.2	10.67 ± 0.3	6.45 ± 0.4	16.23 ± 0.4	0.71	30.16		
306097(2)	20.81 ± 0.2	30.38 ± 0.2	14.50 ± 0.2	11.76 ± 0.2	22.39 ± 0.3	0.70	54.99		
326331	0.91 ± 0.3	2.51 ± 0.3	0.25 ± 0.2	3.44 ± 0.4	10.33 ± 0.5	0.68	16.09		
–13°4923	3.36 ± 0.6	9.60 ± 0.5	–	7.15 ± 0.5	20.30 ± 0.5	1.13	33.42		
–13°4927	12.62 ± 0.3	20.97 ± 0.3	6.37 ± 0.5	7.34 ± 0.4	24.11 ± 0.5	2.29	34.32		
–14°5037(1)	11.17 ± 0.2	18.87 ± 0.2	8.19 ± 0.2	8.00 ± 0.3	24.00 ± 0.3	1.57	37.41		
–14°5037(2)	5.82 ± 0.2	13.74 ± 0.2	3.07 ± 0.2	10.54 ± 0.3	33.89 ± 0.3	2.90	49.28		
–14°5037(3)	1.92 ± 0.2	5.56 ± 0.2	–	–	5.04 ± 0.3	–	–		
+59°451	17.88 ± 0.2	31.52 ± 0.3	8.80 ± 0.3	21.00 ± 0.3	42.40 ± 0.3	1.40	98.19		
Tr16-112	2.45 ± 0.6	3.00 ± 0.5	2.04 ± 0.6	2.39 ± 0.5	8.32 ± 0.5	1.17	11.18		

Notes: The spectrum from the spectrograph: m – MAESTRO, b – BOES, g – Gecko, f – FEROS, u – UVES, h – HARPS.

Таблица 32. Молекулярные данные, использованные нами в Slyk et al. (2008).

Species	Transition	Line	λ_{air} (Å)	f
CN	$B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+ (0,0)^a$	$R(0)$	3874.608	0.0342
		$R(1)$	3873.998	0.0228
		$P(1)$	3875.763	0.0114
	$B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+ (1,0)^a$	$R(0)$	3579.963	0.003
		$R(1)$	3579.453	0.002
		$P(1)$	3580.937	0.001
	$A^2\Pi - X^2\Sigma^+ (1,0)^b$	$R_1(0)$	9186.935	7.92(–4)
		$R_1(1)$	9183.216	5.01(–4)
		$P_1(1)$	9190.110	3.35(–4)
$A^2\Pi - X^2\Sigma^+ (2,0)^b$	$R_1(0)$	7906.601	4.01(–4)	
	$R_1(1)$	7903.896	2.54(–4)	
	$Q_1(1)$	7908.959	1.70(–4)	
CH	$A^2\Delta - X^2\Pi (0,0)^b$	$R_{2e} + R_{2f}$	4300.313	5.06(–3)
	$B^2\Sigma^- - X^2\Pi (0,0)^c$	$Q_{R_{12} + Q_2}$	3886.410	3.20(–3)

^aFrom Roth & Meyer (1995); ^bfrom van Dishoeck & Black (1989); ^cfrom Lien (1984).

Таблица 33. Лучевая концентрация и температура возбуждения молекулы DR – дублетное отношение; b_{DR} – параметр b из метода дублетов; b – параметр b из линий CH; $NR1_{DR}$ – лучевая концентрация линии R1; $NR0_{DR}$ – лучевая концентрация линии R0; T_{DR} – температура возбуждения из метода дублетов; $NR1_{CH}$ – лучевая концентрация линии R1; $NR0_{CH}$ – лучевая концентрация линии R0; T_{CH} – температура возбуждения для параметра b из линий CH; $NR1_{b=1}$ – лучевая концентрация линии R1 для $b = 1 \text{ km s}^{-1}$; $NR0_{b=1}$ – лучевая концентрация линии R0 для $b = 1 \text{ km s}^{-1}$; $T_{b=1}$ – температура возбуждения CN при $b = 1 \text{ km s}^{-1}$; $NR1_{b=\infty}$ – лучевая концентрация линии R1 без эффекта насыщения; $NR0_{b=\infty}$ – лучевая концентрация линии R0 без эффекта насыщения; $T_{b=\infty}$ – температура возбуждения без эффекта насыщения.

Star ^a	DR	b_{DR}^b (km s^{-1})	b	$NR1_{DR}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{DR}$ (10^{12} cm^{-2})	T_{DR} (K)	$NR1_{CH}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{CH}$ (10^{12} cm^{-2})	T_{CH} (K)	$NR1_{b=1}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{b=1}$ (10^{12} cm^{-2})	$T_{b=1}$ (K)	$NR1_{b=\infty}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{b=\infty}$ (10^{12} cm^{-2})	$NP1_{b=\infty}$	$T_{b=\infty}$ (K)
21291(1)	1.94	0.65	–	0.85	1.88	3.09	–	–	–	0.86	1.74	3.24	0.80	1.55	0.82	3.32
21291(2)	–	–	–	–	–	–	–	–	–	0.11	0.20	3.45	0.11	0.20	–	3.45
23180 ^m	2.93	1.3 ¹	0.79	0.45	0.98	3.12	0.45	1.01	3.07	0.45	1.00	3.08	0.44	0.93	0.30	3.17
23180 ^b	1.96	0.60	1.35	0.52	1.25	2.96	0.51	1.15	3.06	0.53	1.18	3.08	0.50	1.09	0.51	3.11
		1.3 ¹	–	0.51	1.16	3.04	–	–	–	–	–	–	–	–	–	–
24398	2.64	1.125 ²	0.73	0.91	2.18	2.96	0.92	2.37	2.86	0.90	2.22	2.92	0.87	1.91	0.66	3.10
24534	1.70	0.39	1.08	3.20	18.50	2.05	2.53	4.85	3.34	2.55	5.00	3.30	2.28	3.63	2.67	3.74
27778	1.79	0.93	1.23	4.94	18.20	2.43	4.64	12.43	2.81	4.88	15.63	2.58	3.93	6.85	4.39	3.53
		1.3 ³	–	4.60	11.67	2.88	–	–	–	–	–	–	–	–	–	–
29647	1.33	1.17	–	36.48	40.75	4.84	–	–	–	57.05	79.27	4.10	13.35	10.21	20.02	7.04
		1.40 ⁴	–	27.42	25.85	5.62	–	–	–	–	–	–	–	–	–	–
34078	1.63	0.13	–	1.43	6.83	2.20	–	–	–	0.88	1.35	3.83	0.92	1.23	1.13	4.21
36371	–	–	–	–	–	–	–	–	–	0.33	0.67	3.24	0.32	0.64	–	3.26
45314	1.08	0.05	0.57	18.14	∞	–	0.86	1.71	3.27	0.78	1.56	3.26	0.81	1.41	1.49	3.54
46150	3.85	–	1.48	–	–	–	0.52	0.78	3.89	0.52	0.80	3.82	0.51	0.76	0.26	3.90
46223	1.58	0.04	–	0.73	∞	–	–	–	–	0.45	1.10	2.93	0.44	1.02	0.535	3.01
48434	1.71	0.13	0.78	1.01	3.35	2.54	0.76	1.16	3.84	0.75	1.13	3.88	0.73	1.09	0.85	3.90
76341	1.09	0.05	1.45	1.26	33.14	1.34	0.39	0.68	3.53	0.39	0.69	3.50	3.38	0.66	0.70	3.54
80558	1.72	0.12	1.30	0.92	16.00	1.48	0.69	1.43	3.20	0.69	1.46	3.16	0.67	1.32	0.78	3.29
91452	–	–	0.84	–	–	–	1.86	5.50	2.68	1.83	5.06	2.76	1.68	3.66	–	3.11
93161	–	–	0.56	–	–	–	1.33	3.53	2.82	1.26	2.89	3.03	1.19	2.39	–	3.26
96715	–	–	–	–	–	–	–	–	–	0.89	2.45	2.77	0.86	2.08	–	2.95
96917	–	–	0.96	–	–	–	0.53	1.09	3.21	0.53	1.09	3.21	0.51	1.01	–	3.28
96946	2.15	–	0.45	–	–	–	5.05	22.24	2.27	3.79	6.23	3.66	3.20	4.23	2.98	4.24
97253	3.07	–	0.74	–	–	–	1.50	2.37	3.76	1.47	2.23	3.86	1.37	1.92	0.89	4.07
101190	–	–	–	–	–	–	–	–	–	0.78	1.62	3.20	0.75	1.45	–	3.33
101223	2.03	–	–	–	–	–	–	–	–	2.90	5.62	3.33	2.54	3.94	2.50	3.80
101413	1.74	0.18	0.67	1.23	8.50	1.93	0.98	2.05	3.18	0.95	1.90	3.26	0.92	1.67	1.06	3.45
110432	–	–	0.42	–	–	–	0.39	1.17	2.66	0.38	1.04	2.48	0.37	0.97	–	2.85
112272	–	–	0.83	–	–	–	0.57	1.83	2.70	0.56	1.62	2.71	0.55	1.45	–	2.83
115363	1.43	0.12	1.05	2.57	∞	–	1.26	2.57	3.23	1.25	2.59	3.20	1.19	2.18	1.66	3.43
115842(2)	3.00	–	0.39	–	–	–	0.65	1.82	2.75	0.61	1.51	2.92	0.60	1.35	0.40	3.07
136239	1.14	0.10	0.62	–	–	–	1.27	4.47	2.48	1.22	3.65	2.66	1.15	2.88	2.03	2.90
147888	2.32	0.8 ⁵	1.36	0.70	1.54	3.10	0.69	1.46	3.16	0.70	1.50	3.14	0.67	1.36	0.58	3.24
147889 ^b	1.66	0.76	1.57	7.30	22.15	2.65	5.83	9.16	3.77	6.55	13.03	3.27	4.52	6.32	4.98	4.08
147889 ^f	2.00	–	1.75	–	–	–	6.49	8.76	4.18	7.60	13.10	3.56	5.50	6.36	5.49	4.70
147889 ^m	1.81	1.18	1.42	5.54	10.90	3.29	5.34	9.59	3.47	5.81	12.88	3.09	4.94	6.38	5.41	4.32
147932	1.66	0.36	0.82	3.43	9.25	2.80	2.68	3.96	3.93	2.60	3.70	4.03	2.32	2.91	2.78	4.41
		0.8 ⁵	–	2.69	4.00	3.91	–	–	–	–	–	–	–	–	–	–
147933	1.64	0.11	0.89	1.08	65.30	1.12	0.75	1.63	3.12	0.75	1.60	3.15	0.72	1.44	0.88	3.27
		0.7 ⁵	–	0.76	1.69	3.08	–	–	–	–	–	–	–	–	–	–
147934	2.58	0.9 ⁵	1.08	1.39	1.93	4.10	1.37	1.86	4.16	1.38	1.88	4.15	1.29	1.66	1.00	4.33
148184 ^m	–	1.24 ⁶	0.79	0.55	0.96	3.53	0.55	0.99	3.47	0.55	0.97	3.51	0.53	0.91	–	3.57
148184 ⁿ	–	1.24 ⁶	1.51	0.41	0.87	3.16	0.41	0.86	3.18	0.41	0.88	3.14	0.40	0.82	–	3.22
148184 ^b	2.10	1.24 ⁶	1.39	0.55	0.87	3.75	0.55	0.86	3.78	0.55	0.88	3.73	0.53	0.83	0.51	3.78
148379 ^f	–	1.48 ⁵	0.87	0.25	0.48	3.34	0.25	0.48	3.34	0.26	0.48	3.42	0.25	0.47	–	3.38
148379 ^m	–	1.48 ⁵	–	0.50	0.82	3.64	–	–	–	0.50	0.83	3.64	0.50	0.79	–	3.75
148937	–	–	0.47	–	–	–	–	–	–	0.99	2.02	3.23	0.95	1.77	–	3.40
149404	2.06	0.67 ⁶	0.91	0.95	2.12	3.08	–	–	–	0.93	1.96	3.17	0.89	1.72	0.86	3.33
149757 ^b	2.05	0.884 ²	1.13	1.06	2.23	3.17	–	–	–	1.05	2.18	3.20	1.00	1.88	0.98	3.38
149757 ^b	1.99	4.34	1.37	0.85	1.89	3.08	0.87	2.02	3.01	0.88	2.11	2.96	0.85	1.83	0.85	3.13
		–	0.884 ²	–	0.89	2.15	2.95	–	–	–	–	–	–	–	–	–
149757 ^f	3.52	0.884 ²	0.93	1.14	2.17	3.36	1.13	2.15	3.36	1.13	2.13	3.37	1.07	1.84	0.61	3.56
151962	–	–	0.41	–	–	–	1.17	2.24	4.11	1.08	1.79	3.65	1.02	1.59	–	3.80
152003	2.80	–	1.76	–	–	–	0.74	1.62	3.11	0.76	1.70	3.07	0.73	1.52	0.52	3.19
152076	–	–	0.97	–	–	–	1.31	2.60	3.28	1.31	2.58	3.29	1.23	2.17	–	3.51

Таблица 33. Продолжение.

Star	DR	b_{DR} (km s^{-1})	b	$NR1_{DR}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{DR}$ (10^{12} cm^{-2})	T_{DR} (K)	$NR1_{CH}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{CH}$ (10^{12} cm^{-2})	T_{CH} (K)	$NR1_{b=1}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{b=1}$ (10^{12} cm^{-2})	$T_{b=1}$ (K)	$NR1_{b=\infty}$ (10^{12} cm^{-2})	$NR0_{b=\infty}$ (10^{12} cm^{-2})	$NP1_{b=\infty}$	$T_{b=\infty}$ (K)
203374A	1.80	0.15	–	0.74	4.71	1.98	–	–	–	0.61	1.41	3.02	0.59	1.28	0.66	3.14
204827	1.69	1.72	–	14.43	47.60	2.55	–	–	–	22.64	∞	–	10.14	14.17	12.01	4.08
206165	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.86	1.60	3.40	0.83	1.43	1.65	3.55
206183	0.87	–	–	–	–	–	–	–	–	0.44	0.55	4.42	0.43	0.53	0.99	4.48
206267A	1.94	1.60	–	2.18	5.24	2.96	–	–	–	2.27	6.23	2.77	2.05	4.23	2.11	3.21
206267C	1.67	0.32	–	2.89	∞	–	–	–	–	2.19	6.74	2.63	1.98	4.45	2.38	3.07
206267D	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.86	1.60	3.40	0.83	1.43	1.65	3.55
206773	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.51	0.18	–	0.50	0.18	0.99	–
207198	1.40	0.09	–	2.11	∞	–	–	–	–	0.97	3.31	2.51	0.92	2.66	1.32	2.71
207260	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.51	0.23	–	0.50	0.22	0.99	–
207308	2.00	–	–	–	–	–	–	–	–	3.47	9.01	2.85	2.97	5.28	2.97	3.49
207538	2.45	–	–	–	–	–	–	–	–	1.76	3.63	3.21	1.62	2.93	1.32	3.46
208266	1.64	0.20	–	2.07	∞	–	–	–	–	1.45	4.26	2.69	1.35	3.24	1.65	2.97
208440	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.46	–	0.66	0.44	1.32	–
208501	2.22	–	–	–	–	–	–	–	–	5.02	13.71	2.78	4.03	6.49	3.63	3.71
208905	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.46	–	0.66	0.44	1.32	–
209339	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.46	–	0.66	0.44	1.32	–
209481	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.22	–	0.66	0.22	1.32	–
209975	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.46	–	0.66	0.44	1.32	–
210072	0.76	–	–	–	–	–	–	–	–	3.42	5.94	3.54	2.94	4.09	7.72	4.09
210121	2.04	–	–	–	–	–	–	–	–	3.93	8.61	3.11	3.30	5.15	3.23	3.79
210839	1.70	0.20	–	1.57	14.13	1.77	–	–	–	1.19	2.35	3.29	1.12	2.00	1.32	3.49
216532	1.55	0.12	–	1.86	∞	–	–	–	–	1.08	1.93	3.48	1.02	1.69	1.32	3.65
216898	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.52	7.04	0.66	0.51	1.32	6.80
217035A	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.46	–	0.66	0.44	1.32	–
217035B	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.46	–	0.66	0.44	1.32	–
217312	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	0.68	0.65	5.55	0.66	0.62	1.32	5.64
–14 5037	1.67	0.53	–	4.83	4.97	5.19	–	–	–	3.94	3.63	5.75	3.30	2.86	3.96	6.12
–32 1734	1.00	–	–	–	–	–	–	–	–	2.19	6.90	2.60	1.98	4.51	3.96	3.04
–33 1768	1.50	0.30	–	4.37	∞	–	–	–	–	2.81	14.26	2.15	2.48	6.60	3.30	2.81
–46 3272	1.50	0.39	–	6.57	∞	–	–	–	–	4.17	32.51	1.85	3.47	8.58	4.62	2.92
–45 3218	1.61	1.14	–	13.18	∞	–	–	–	–	14.57	114.04	1.85	8.26	10.78	10.23	4.28
TY CrA	1.63	0.63	1.07	6.59	11.85	3.47	5.34	6.90	4.32	5.45	7.17	4.26	4.29	4.62	5.28	4.99

Таблица 34. Параметры молекулярных линий, которые использовались в работе Weselak 2009a).
 ССЫЛКИ: 1 - Weselak et al. (2009a); 2 - Meyer & Roth (1991); 3 - Weselak et al. (2009); 4 - Felenbok & Roueff (1996); 5 - Gredel, van Dishoeck & Black (1993); 6 - Weselak et al. (2009b); 7- Meyer, Roth & Hawkins (1989); 8 - van Dishoeck & Black (1989)

Species	Vibronic band	Rotational lines	Position [Å]	Ref.	f -value	Ref.
NH	$A^3\Pi_i - X^3\Sigma^- (0, 0)$	$^R Q_{21}(0)$	3353.924	1	0.00240	2
		$R_1(0)$	3358.053	1	0.00410	2
OH	$A^2\Sigma^+ - X^2\Pi_i (0, 0)$	$Q_1(3/2)+^O P_{21}(3/2)$	3078.443	3	0.00105	4
		$P_1(3/2)$	3081.6645	3	0.000648	4
CH	$B^2\Sigma^- - X^2\Pi (0, 0)$	$Q_2(1)+^O R_{12}(1)$	3886.409	5	0.00320	5
		$^P Q_{12}(1)$	3890.217	5	0.00210	5
CH ⁺	$A^1\Pi - X^1\Sigma^+ (0, 0)$ $(1, 0)$	$R(0)$	4232.548	5	0.00545	5
		$R(0)$	3957.689	6	0.00342	6
CN	$B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+ (1, 0)$ $(1, 0)$	$R(0)$	3579.963	7	0.00300	7
		$R(1)$	3579.453	7	0.00200	7
	$B^2\Sigma^+ - X^2\Sigma^+ (0, 0)$ $(0, 0)$	$R(0)$	3874.608	7	0.03420	7
		$R(1)$	3873.998	7	0.02280	7
	$A^2\Pi - X^2\Sigma^+ (1, 0)$ $(1, 0)$	$R_1(0)$	9186.935	8	0.000792	8
$R_1(1)$		9183.216	8	0.000501	8	

Таблица 35. Лучевые концентрации молекул, вычисленные Weselak et al. (2009a). Ссылки: a - Meyer & Roth (1991); b - Felenbok & Roueff (1996). Во избежание влияния эффекта насыщения для молекул CH⁺ и CN измерялись следующие линии: c - CH⁺ A-X (1, 0) 3957 Å; d - CN B-X (1, 0) 3579 Å; e - CN A-X (1, 0) 9186 Å. Данные для молекулы H₂ использовались из: f - Savage et al. (1977); g - Rachford et al. (2002); h - Rachford et al. (2009)

HD	N(NH) [10 ¹² cm ⁻²]	N(OH) [10 ¹² cm ⁻²]	N(CH) [10 ¹² cm ⁻²]	N(CH ⁺) [10 ¹² cm ⁻²]	N(CN) [10 ¹² cm ⁻²]	N(H ₂) [10 ²⁰ cm ⁻²]
24398	0.90 ^a	40.50 ± 4.00 ^b	22.30 ± 2.61	4.28 ± 1.84	3.12 ± 0.18	4.70 ^f
27778	2.70 ± 1.20 ^a	102.00 ± 4.00 ^b	39.93 ± 4.10	10.55 ± 0.63	26.76 ± 4.12 ^e	6.17 ^g
147889	5.85 ± 0.96	252.36 ± 30.74	100.33 ± 5.87	33.90 ± 1.96 ^c	25.06 ± 2.09 ^d	
149757	0.76 ± 0.25	40.98 ± 6.00	25.44 ± 0.82	29.32 ± 1.96 ^c	2.68 ± 0.05	4.40 ^f
151932	4.06 ± 1.00	79.15 ± 9.88	26.76 ± 3.42	15.13 ± 3.38	2.43 ± 0.07	
152236	1.97 ± 0.67	75.62 ± 6.22	27.24 ± 3.04	22.43 ± 0.97	2.62 ± 0.06	5.37 ^h
154368	6.92 ± 1.00	169.84 ± 15.73	61.75 ± 4.10	21.46 ± 1.67	26.44 ± 2.07 ^d	14.45 ^g
163800	2.18 ± 0.42	78.43 ± 14.27	34.36 ± 2.16	16.02 ± 0.86	2.96 ± 0.08	
169454	6.86 ± 0.50	98.76 ± 13.17	42.90 ± 2.79	19.50 ± 1.42	40.22 ± 2.38 ^d	
170740	3.89 ± 1.42	49.40 ± 5.67	22.02 ± 1.39	16.34 ± 0.49	8.55 ± 2.38	

Таблица 36. Положение линий и силы осцилляторов молекулы SH полосы A²Σ⁺-X²Π (0, 0). Длины волн получены преобразованием волновых чисел из Ramsay (1952), силы осцилляторов рассчитаны нами (Zhao et al. 2015a). Линии, идентифицированные в этой работе, выделены жирным шрифтом. Примечание: линии 3240.62 и 3240.67 Å представляют собой бленду в наблюдаемых спектрах.

λ (Å)	Transition	f (10 ⁻⁴)
3242.38	<i>^pP</i> ₁₁ (3/2)	5.4
3240.67	<i>^qP</i> ₂₁ (3/2)	4.9
3240.62	<i>^qQ</i> ₁₁ (3/2)	4.5
3237.21	<i>^rQ</i> ₂₁ (3/2)	3.7
3237.12	<i>^rR</i> ₁₁ (3/2)	1.2
3232.03	<i>^sR</i> ₂₁ (3/2)	0.9

Таблица 37. Серая экстинкция в звездах с известной лучевой концентрацией межзвездного криптона.

HD	H _{ipp}	Sp	π [mas]	σ π [mas]	D _{H_{ipp}} [pc]	V [mag]	(B - V) [mag]	E(B - V) [mag]	GE [mag]	N(KrI) [10 ¹² cm ⁻²]	σN(KrI) [10 ¹² cm ⁻²]
24398	18246	B1Ib	3.32	0.75	301	2.84	0.27	0.46	-0.18 ^{+0.72} _{-0.83}	1.5	0.1
24760	18532	B0,5V	6.06	0.82	165	2.9	-0.20	0.04	0.29 ^{+0.68} _{-0.72}	0.29	0.05
27778	20533	B3V	4.49	1.11	223	6.34	0.17	0.35	0.11 ^{+0.90} _{-1.04}	2.32	0.26
37061	26258	B1V	2.77	0.88	361	6.75	0.18	0.41	0.88 ^{+0.96} _{-1.19}	5.19	0.35
37128	26311	B0Ia	2.43	0.91	412	1.69	-0.18	0.04	0.41 ^{+0.89} _{-1.22}	0.25	0.05
37903	26816	B2V	2.12	1.23	472	7.81	0.08	0.29	1.00 ^{+1.35} _{-2.24}	2.06	0.27
38771	27366	B0,5Ib	4.52	0.77	221	2.07	-0.17	0.03	1.20 ^{+0.61} _{-0.65}	0.32	
143275	78401	B0V	8.12	0.88	123	2.29	-0.12	0.08	0.39 ^{+0.62} _{-0.62}	1.35	
144470	78933	B1V	7.7	0.87	130	3.93	-0.05	0.18	0.99 ^{+0.59} _{-0.62}	1.74	
147888	80461	B3/B4V	7.33	1.37	136	6.75	0.27	0.44	1.22 ^{+0.79} _{-0.87}	5.42	0.36
149757	81377	O9,5V	7.12	0.71	140	2.54	0.04	0.31	0.10 ^{+0.58} _{-0.60}	1.1	0.2
175360	92931	B6III	3.66	0.85	273	5.91	-0.02	0.11	0.24 ^{+1.06} _{-1.18}	1.03	0.2
185418	96608	B0,5V	1.45	0.91	690	7.45	0.15	0.39	0.66 ^{+1.46} _{-2.54}	3.17	0.46
203532	106474	B3IV/V	4.01	0.54	249	6.35	0.09	0.26	0.56 ^{+0.50} _{-0.54}	1.8	0.4
207198	107374	O9II	1.62	0.48	617	5.94	0.31	0.58	1.10 ^{+0.71} _{-0.91}	4.82	1.02

Таблица 38. Данные измерений и оценка расстояний до звезд трапеции Ориона различными методами. Значения R взяты из Fitzpatrick & Massa (2007).

star	Sp/L	V	$B-V$	M_V	$EW(K)$ [mÅ]	$EW(H)$ [mÅ]	$D(CaII)$	$D(Sp)$	$R(FM)$	$E(B-V)$	origin
37020	O8V	6.74	0.03	-4.9	108.7 ± 1.4	60.1 ± 1.3	422	905	5.8	0.32	HARPS-N
37022	O7.5V	5.14	0.03	-5.05	106.7 ± 1.2	58.5 ± 1.2	410	419	6.4	0.32	HARPS-N
					108.0 ± 0.9	59.1 ± 0.9	413	-	6.4	Feros	
					106.0 ± 4.7	58.4 ± 4.4	411	-	6.4	Grams	
					105.5 ± 0.9	58.1 ± 0.8	409	-	6.4	UVES	
37023	B1V	6.70	0.08	-3.2	110.8 ± 1.8	61.1 ± 1.5	427	417	5.8	0.31	Feros
					115.8 ± 4.1	60.0 ± 4.5	400	-	5.8	Grams	

Таблица 39. Фотометрические данные двух звезд трапеции Ориона.

Band	lambda	37020	37022	difference
U	3650	5.87	4.20	1.67
B	4450	6.75	5.15	1.60
V	5510	6.73	5.13	1.60
R	6580	6.42	4.91	1.51
I	8060	6.21	4.73	1.48
J	12200	6.09	4.58	1.51
H	16300	5.80	4.63	1.17
K	21900	5.67	4.57	1.10

Таблица 40. π – параллакс (миллисекунды дуги), EW(H) and EW(K) – эквивалентная ширина линий H и K межзвездного CaII ($\text{m}\text{\AA}$). Имена звезд: жирный шрифт – возможное наличие серой экстинкции, с буквой G – покраснение около нуля.

star	Sp/L	V	$B-V$	π	EW(K)	EW(H)	$D(\text{trig})$	$D(\text{CaII})$	$D(\text{Sp})$
886G	B2IV	2.85	-0.23	8.33 ± 0.33	86.7 ± 1.8	28.4 ± 1.7	120	191	159
20336	B2.5V	4.85	-0.15	4.28 ± 0.48	32.3 ± 1.7	18.8 ± 1.8	234	190	265
21428	B3V	4.67	-0.08	6.05 ± 0.36	47.4 ± 2.0	22.5 ± 2.2	165	189	156
22951	B0.5V	4.97	0.00	3.09 ± 0.21	84.6 ± 1.3	51.9 ± 0.8	324	415	367
23060	B2V	7.47	0.10	1.72 ± 0.63	91.8 ± 6.3	63.0 ± 6.7	581	564	619
23180	B1III	3.83	0.07	2.91 ± 0.73	82.1 ± 1.8	49.3 ± 1.5	344	389	305
23625	B3V	6.55	0.07	3.07 ± 0.82	66.0 ± 5.0	33.9 ± 4.5	326	258	299
24131	B1V	5.77	0.02	3.87 ± 0.36	68.5 ± 4.2	41.6 ± 3.5	258	344	436
24190	B2V	7.43	0.04	3.68 ± 0.69	72.6 ± 5.5	35.4 ± 3.8	272	258	662
24398	B1Ib	2.85	0.12	4.34 ± 0.18	60.5 ± 0.8	39.5 ± 0.7	230	392	345
24640	B2V	5.48	-0.03	3.76 ± 0.35	91.7 ± 4.4	45.9 ± 3.6	266	317	298
24760G	B0.5IV	2.89	-0.18	5.11 ± 0.23	33.9 ± 2.7	21.5 ± 3.5	196	223	240
24912	O7.5III	4.04	0.02	2.62 ± 0.51	115.8 ± 1.6	73.3 ± 1.2	382	575	611
25940	B3V	4.03	-0.03	6.84 ± 0.16	39.2 ± 2.0	21.9 ± 1.2	146	204	108
27192	B1.5V	5.55	0.00	3.01 ± 0.38	95.2 ± 6.0	48.3 ± 3.0	332	332	346
27778	B4V	6.35	0.19	3.59 ± 0.61	62.0 ± 0.4	36.7 ± 0.4	279	305	218
33328G	B2IV	4.27	-0.19	4.02 ± 0.18	94.5 ± 0.5	50.9 ± 0.4	249	362	289
35468G	B2V	1.64	-0.22	12.92 ± 0.52	14.6 ± 0.2	7.5 ± 0.3	77	117	66
36486G	O9II	2.24	-0.22	4.71 ± 0.58	42.3 ± 0.8	21.7 ± 0.7	212	193	400
37020	O8V	6.74	0.03	2.40 ± 0.05	108.7 ± 1.4	60.1 ± 1.3	417	419	970
37022	O7.5V	5.14	0.03	2.42 ± 0.04	106.7 ± 1.3	58.5 ± 1.4	414	410	419
37041	O9.5IV	5.07	-0.08	2.11 ± 0.41	100.8 ± 1.2	57.0 ± 1.2	474	413	770
37061	O9V	6.83	0.26	2.25 ± 0.70	91.5 ± 3.7	53.8 ± 3.8	444	409	535
37128G	O9.5Iab	1.70	-0.19	1.65 ± 0.45	106.8 ± 2.3	51.0 ± 3.1	606	333	392
37490	B2III	4.58	-0.11	2.36 ± 0.29	125.4 ± 0.6	73.7 ± 0.5	424	441	431
37742	O9.5Ib	1.88	-0.11	3.99 ± 0.79	92.9 ± 6.0	50.1 ± 3.8	251	358	348
38666G	O9.5V	5.17	-0.28	2.45 ± 0.20	98.5 ± 1.6	57.1 ± 1.5	408	423	766
38771G	B0.5Ia	2.06	-0.17	5.04 ± 0.22	95.5 ± 8.7	32.0 ± 3.3	198	206	593
41753G	B3V	4.42	-0.18	6.32 ± 0.33	34.1 ± 1.1	14.2 ± 0.8	158	142	160
43285G	B6IV	6.07	-0.13	4.99 ± 0.43	76.1 ± 0.7	43.7 ± 0.6	219	339	307
46185G	B2IV	6.79	-0.16	2.63 ± 0.55	115.3 ± 1.0	66.5 ± 0.9	380	478	775
47839G	O8V	4.65	-0.25	3.55 ± 0.50	179.5 ± 2.0	97.6 ± 1.8	282	628	768
51411G	B3V	6.34	-0.14	3.39 ± 0.35	27.3 ± 0.4	13.3 ± 0.4	295	145	366
52918G	B1V	4.99	-0.20	2.68 ± 0.22	67.5 ± 0.6	37.1 ± 0.6	373	289	416
57060	O8Ia	4.98	-0.15	1.71 ± 0.27	147.9 ± 0.8	81.4 ± 0.6	584	542	1886
58978	B0.5IV	5.60	-0.12	2.61 ± 0.33	65.2 ± 0.7	34.4 ± 0.9	383	260	786
60498G	B4V	7.35	-0.14	4.19 ± 0.34	227.4 ± 1.9	106.1 ± 1.9	239	600	547
66811G	O4If	2.25	-0.28	3.01 ± 0.10	57.7 ± 0.6	32.3 ± 0.5	330	265	637
68761	B1.5III	6.53	-0.08	1.63 ± 0.34	248.5 ± 2.8	137.7 ± 2.3	613	733	1152
68980	B2III	4.77	-0.12	3.51 ± 0.16	42.2 ± 2.6	26.9 ± 2.4	285	262	512
70930	B2III	4.82	-0.15	1.90 ± 0.32	124.0 ± 1.7	65.8 ± 1.6	526	440	495
72067G	B2.5V	5.83	-0.16	2.28 ± 0.49	94.0 ± 1.7	51.7 ± 1.5	438	339	358
74455G	B2.5IV	5.51	-0.18	0.72 ± 0.33	195.2 ± 1.4	111.1 ± 1.5	1390	736	611
74966G	B4IV	7.44	-0.14	2.24 ± 0.52	81.7 ± 4.0	32.3 ± 2.9	362	219	768
76131G	B6III	6.69	-0.05	2.38 ± 0.29	151.0 ± 2.1	86.8 ± 2.1	420	598	449
85980	B4V	5.71	-0.11	3.27 ± 0.40	33.0 ± 1.7	17.0 ± 0.9	306	176	246
88661	B2V	5.74	-0.08	2.56 ± 0.37	73.5 ± 2.0	40.1 ± 1.8	391	304	361
89688	B3IV	6.65	-0.08	1.30 ± 0.48	91.9 ± 6.6	53.5 ± 5.2	538	403	769
92938	B4V	4.82	-0.14	7.19 ± 0.20	42.4 ± 0.7	22.7 ± 0.7	139	203	170
93030G	B0V	2.76	-0.22	7.16 ± 0.21	37.5 ± 0.4	19.1 ± 0.4	143	178	212
93194G	B4IV	4.81	-0.14	6.63 ± 0.18	46.3 ± 0.7	26.1 ± 0.7	151	230	222
98718G	B5V	3.89	-0.16	9.12 ± 0.34	16.8 ± 0.7	8.7 ± 0.7	110	124	104
99264	B3V	5.58	0.05	3.28 ± 0.21	52.6 ± 0.5	29.6 ± 0.5	305	250	235
99556	B3III	5.29	-0.07	2.39 ± 0.23	122.0 ± 0.7	66.5 ± 0.6	418	453	406

Таблица 40. Продолжение

star	Sp/L	V	$B-V$	π	EW(K)	EW(H)	$D(\text{trig})$	$D(\text{CaII})$	$D(\text{Sp})$
99872	B4.5V	6.08	0.14	4.16 ± 0.37	124.0 ± 1.5	61.5 ± 1.0	240	395	192
104841	B2IV	4.72	-0.08	3.82 ± 0.32	123.8 ± 6.4	40.9 ± 2.2	262	241	304
105382G	B5III	4.46	-0.16	7.44 ± 0.61	24.5 ± 0.4	8.8 ± 0.3	134	114	215
105435	B2IV	2.58	-0.13	7.86 ± 0.47	20.9 ± 1.2	13.1 ± 1.0	127	165	122
105937G	B3V	3.94	-0.17	8.61 ± 0.76	8.0 ± 0.5	3.5 ± 0.3	116	93	126
106490G	B2V	2.79	-0.24	9.45 ± 0.15	10.0 ± 0.6	4.4 ± 0.4	106	98	112
106983G	B3V	4.05	-0.18	9.12 ± 0.45	23.8 ± 0.7	8.9 ± 0.5	110	115	135
108483G	B3V	3.91	-0.20	7.92 ± 0.18	20.5 ± 0.7	11.8 ± 0.7	126	148	126
110432	B0.5IV	5.30	0.25	2.68 ± 0.30	60.5 ± 3.1	40.6 ± 2.1	373	379	404
110879G	B2V	3.05	-0.20	9.55 ± 0.41	7.2 ± 0.3	3.6 ± 0.3	105	96	85
110956G	B3V	4.64	-0.17	8.48 ± 0.22	104.0 ± 2.4	44.4 ± 2.1	118	282	175
113120	B2V	6.05	0.04	3.26 ± 0.59	74.0 ± 4.0	34.9 ± 1.9	307	250	351
113703G	B4V	4.70	-0.14	8.36 ± 0.25	11.9 ± 0.5	5.6 ± 0.3	120	105	161
113791G	B2V	4.27	-0.20	6.98 ± 0.24	11.4 ± 0.6	7.9 ± 0.6	143	139	221
116658G	B1V	0.97	-0.24	13.06 ± 0.70	5.9 ± 0.3	2.7 ± 0.2	77	90	68
118716G	B1V	2.31	-0.25	7.63 ± 0.48	9.1 ± 0.4	3.8 ± 0.3	131	94	125
120307G	B2V	3.41	-0.23	7.47 ± 0.17	14.1 ± 0.5	7.5 ± 0.5	134	118	149
122451G	B1III	0.61	-0.22	8.32 ± 0.50	8.8 ± 0.2	4.2 ± 0.2	120	98	100
126341G	B3V	4.55	-0.16	2.99 ± 0.21	20.6 ± 0.9	12.7 ± 0.9	334	160	165
129116G	B3V	4.00	-0.18	9.62 ± 0.18	16.5 ± 0.4	7.7 ± 0.4	104	115	132
132058G	B2V	2.68	-0.23	8.52 ± 0.18	6.5 ± 0.3	2.5 ± 0.2	117	88	106
132200G	B2V	3.14	-0.20	8.51 ± 0.54	10.2 ± 0.3	4.2 ± 0.2	118	96	129
136298G	B1.5IV	3.22	-0.22	3.69 ± 0.54	8.4 ± 0.4	5.2 ± 0.4	271	111	216
141637	B2V	4.64	-0.06	6.59 ± 0.27	29.1 ± 1.6	16.7 ± 1.2	152	177	143
142096	B3V	5.03	-0.01	10.54 ± 0.91	31.5 ± 2.0	16.0 ± 1.4	95	168	166
142184	B2V	5.41	-0.04	7.64 ± 0.37	36.6 ± 2.0	19.9 ± 1.3	131	189	293
142301G	B8V	5.88	-0.06	6.33 ± 0.43	37.0 ± 0.8	16.3 ± 0.8	158	154	157
142669G	B2V	3.88	-0.20	6.91 ± 0.19	8.5 ± 0.8	5.4 ± 0.7	145	114	182
142883	B3V	5.85	0.02	7.08 ± 0.33	40.0 ± 2.1	22.2 ± 1.3	141	205	232
142883	B3V	5.85	0.02	7.08 ± 0.33	43.9 ± 2.5	27.2 ± 2.4	141	256	232
143275	B0V	2.32	-0.12	6.64 ± 0.89	38.0 ± 2.1	23.0 ± 1.4	151	223	150
144217	B0.5V	2.59	-0.07	8.07 ± 0.78	39.5 ± 0.4	24.2 ± 0.4	124	234	134
144218	B2V	4.89	-0.03	8.19 ± 1.17	31.6 ± 0.3	21.5 ± 0.3	122	241	227
144470	B1V	3.96	-0.05	6.92 ± 0.26	39.7 ± 0.8	22.5 ± 0.7	145	200	209
144470	B1V	3.95	-0.05	6.92 ± 0.26	43.0 ± 1.0	22.9 ± 0.9	145	204	193
145502	B2IV	4.00	0.04	6.88 ± 0.76	61.5 ± 0.7	39.7 ± 0.7	145	355	176
147165	B1III	2.89	0.14	4.68 ± 0.60	54.1 ± 0.4	30.3 ± 0.4	214	254	161
148184	B2V	4.40	0.26	6.21 ± 0.23	77.0 ± 0.7	46.3 ± 0.7	161	370	120
148605	B2.5V	4.78	-0.12	7.89 ± 0.24	21.7 ± 1.2	13.3 ± 1.0	127	163	204
149711	B2.5V	5.83	-0.02	5.20 ± 0.77	51.8 ± 2.7	33.1 ± 2.0	192	305	293
149757	O9.5V	2.56	0.02	8.91 ± 0.20	48.0 ± 0.1	26.5 ± 0.1	112	229	152
152478	B3V	6.31	0.00	5.06 ± 0.39	65.9 ± 3.4	37.0 ± 2.1	198	293	295
153716	B4V	5.73	-0.10	5.73 ± 0.32	35.0 ± 1.6	22.9 ± 1.3	175	240	245
154445	B1V	5.62	0.14	2.92 ± 0.46	98.9 ± 5.0	57.7 ± 3.2	342	429	342
156633G	B2V	4.82	-0.17	4.90 ± 0.42	56.9 ± 3.5	34.2 ± 2.7	204	294	269
157246	B1III	3.33	-0.14	2.93 ± 0.16	55.0 ± 0.7	29.0 ± 0.5	341	236	318
158926G	B1V	1.62	-0.23	5.71 ± 0.75	5.2 ± 0.3	2.9 ± 0.2	175	94	92
160578G	B2IV	2.41	-0.21	6.75 ± 0.17	7.8 ± 0.5	4.6 ± 0.5	148	105	126
160762G	B3V	3.80	-0.18	7.17 ± 0.13	102.0 ± 5.5	50.9 ± 2.7	139	377	120
163745G	B5V	6.50	-0.10	2.63 ± 0.40	85.7 ± 2.1	46.1 ± 1.8	330	334	323
164284	B2V	4.65	-0.03	5.01 ± 0.26	53.8 ± 3.0	31.3 ± 2.0	200	267	203
165024	B2Ib	3.67	-0.09	4.01 ± 0.15	85.0 ± 1.0	51.6 ± 0.9	249	408	625
173948G	B2V	4.21	-0.16	2.28 ± 0.18	58.3 ± 0.9	38.1 ± 0.9	439	349	200
175191G	B3IV	2.08	-0.20	14.32 ± 0.29	4.0 ± 0.2	2.0 ± 0.2	70	87	79
188294G	B8V	6.49	-0.04	6.42 ± 0.58	17.5 ± 0.6	10.7 ± 0.6	156	146	223
200120	B1IV	4.75	-0.07	2.30 ± 0.42	30.5 ± 2.1	14.9 ± 1.1	435	153	408
202904	B2V	4.43	-0.11	5.08 ± 0.55	44.2 ± 2.7	26.9 ± 2.2	197	250	206
224572	B1V	4.88	-0.07	0.72 ± 0.43	131.0 ± 7.2	71.6 ± 4.4	467	483	454

Таблица 41. Данные для более далеких звезд выборки. FM - Fitzpatrick and Massa (2007), WW – Wegner (2002).

star	Sp/L	<i>V</i>	<i>B</i> - <i>V</i>	EW(K) [mÅ]	EW(H) [mÅ]	<i>D</i> (CaII)	<i>D</i> (Sp)	<i>R</i>
36861	O8III	3.39	-0.18	190.7±1.0	111.4±0.9	612	614	-
46149	O8.5V	7.60	0.18	265.0±1.9	184.0±1.8	1530	1560	2.90FM
46150	O5V	6.73	0.13	280.9±0.8	186.2±0.8	1434	1636	3.24WW
46202	O9V	8.19	0.18	288.5±3.7	203.9±3.7	1742	1790	3.00FM
46223	O4III	7.28	0.22	297.0±1.0	204.0±0.8	1657	2753	-
46485	O7V	8.26	0.32	256.9±3.9	178.9±3.2	1497	2008	3.19WW
53975	O7.5V	6.49	-0.10	248.4±2.1	152.9±2.2	1076	1215	3.25WW
54662	O7V	6.21	0.03	246.7±2.2	161.8±2.2	1237	1209	3.12WW
76556	O6IV	8.20	0.41	363.6±5.0	229.6±4.7	1631	2323	-
91572	O7III	8.22	0.04	315.7±3.8	214.3±3.6	1702	4163	-
91824	O7V	8.17	-0.06	291.9±3.1	182.2±2.8	1285	3400	-
93027	O9.5V	8.72	-0.02	461.3±3.5	306.5±3.5	2320	2748	-
93028	O9V	8.36	-0.07	404.6±5.9	228.4±4.4	1419	2805	-
93130	O6.5II	8.06	0.23	652.8±4.4	445.2±4.4	3481	3233	-
93146	O7IV	8.45	0.03	542.3±9.0	371.0±9.2	2929	3905	-
93205	O3.5Vb	7.75	0.05	671.3±2.6	470.5±2.6	3857	4171	3.82WW
93222	O7.5IV	8.10	0.06	495.5±7.7	301.0±6.9	2010	2291	5.00FM
93403	O5.5Ib	7.28	0.21	414.0±3.2	288.1±3.5	2361	2545	-
93843	O5III	7.33	-0.04	377.1±3.8	210.7±2.8	1301	3656	3.26WW
94963	O7II	7.16	-0.09	279.8±3.3	161.5±3.0	1051	3116	3.46WW
96715	O4III	8.25	0.11	409.4±3.4	294.5±3.1	2567	5035	-
96946	O6.5III	8.47	0.22	327.9±6.4	210.8±5.2	1542	3961	-
101131	O5.5V	7.15	0.03	342.8±2.7	220.0±2.7	1602	2094	3.58WW
101190	O6IV	7.30	0.05	295.3±2.5	180.8±2.4	1250	2530	3.19WW
101191	O8V	8.40	0.04	347.5±3.5	220.2±3.2	1575	3017	-
101205	O7III	6.45	0.04	378.1±1.8	237.8±1.6	1678	1815	3.20WW
101223	O8V	8.69	0.16	320.5±6.9	182.5±5.2	1160	2787	-
101298	O6.5IV	8.07	0.07	357.6±3.5	224.2±3.1	1579	3209	3.30WW
101413	O8V	8.35	0.07	317.4±2.9	194.8±3.2	1345	2710	-
101436	O6.5V	7.60	0.07	328.0±2.5	194.5±2.2	1288	2327	-
112244	O8.5Iab	5.38	0.03	225.7±1.0	132.7±1.0	895	1534	3.52WW
115455	O8V	7.97	0.20	409.6±7.2	261.8±6.1	1881	1812	3.29WW
124314	O6.5IV	6.64	0.21	258.8±12	174.6±12	1387	1449	2.97WW
124979	O7.5IV	8.51	0.10	500.0±9.5	356.5±9.2	3038	3723	2.91WW
130298	O6.5III	9.26	0.44	421.7±4.4	292.9±4.5	2391	3976	-
148536	O9Iab	7.72	0.30	361.7±4.8	216.9±4.4	1447	3324	-
148937	O6I	6.73	0.34	279.7±2.7	170.3±2.7	1174	2067	-
150135	O6.5V	6.89	0.15	232.9±1.5	144.2±1.6	1027	1497	-
150136	O3III*3	5.65	0.16	236.0±1.5	142.5±1.5	985	1782	-
151515	O7IIIbi	7.18	0.17	638.6±4.1	429.2±4.3	3278	3121	3.17WW
151804	O8Ia	5.26	0.06	439.3±1.4	262.9±1.3	1733	1562	3.77WW
152233	O6II	6.59	0.13	449.0±2.2	281.5±2.2	1963	1984	-
152248	O7Ibin	6.18	0.15	462.6±2.3	295.5±2.1	2111	2128	3.50WW
152249	O9Iab	6.46	0.20	451.4±2.5	272.5±2.2	1812	2146	-
152590	O7.5V	8.45	0.14	425.1±5.4	267.2±5.1	1874	2713	-
152623	O7.5IV	6.68	0.10	455.2±6.5	288.7±5.8	2044	2169	-
152723	O6.5III	7.20	0.14	463.0±3.5	292.3±2.9	2055	2178	3.51WW
153919	O6Ia bin	6.53	0.26	420.0±3.9	281.8±3.7	2172	2583	3.58WW
159176	O7IV	5.69	0.04	247.2±1.3	152.1±1.2	1070	1037	3.37WW
163758	O7Ia	7.33	0.03	533.2±1.5	354.9±1.5	2681	4023	3.46WW
163800	O7.5III	6.99	0.28	182.8±1.3	121.1±1.3	959	1622	3.14WW
164794	O4V	5.97	0.02	235.7±2.7	153.4±2.9	1163	1421	3.57WW
165052	O7.5V	6.86	0.10	270.0±1.8	173.0±1.9	1273	1285	3.50FM
165921	O7IV	7.28	0.15	245.6±2.1	148.8±2.0	1029	1759	3.53WW
167771	O7.5III	6.54	0.09	301.9±2.6	189.3±2.7	1346	1546	3.79FM
167971	O8Itrip	7.45	0.75	448.8±2.9	292.5±2.7	2153	2198	3.24WW
175754	O8II	7.02	-0.08	434.9±1.1	277.0±1.1	1976	3050	3.44WW
303308	O4IVd	8.16	0.14	1070±12	726.8±12	5596	5564	-
Hersch36	O8.5V	10.3	0.58	224.1±5.2	149.7±4.4	1182	1327	5.10FM

Таблица 42. Инфракрасные ДМП, обнаруженные в спектрах покрасневших звезд (Galazutdinov et al. 2017a).

	14 675.5 Å		15 268.2 Å		15 612.1 Å		15 648.4 Å		15 667.3 Å		16 568.8 Å	
	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM
BD+40 4220	615 ± 82	7.0(143)	533 ± 21	3.6(70)	83 ± 10	5.0(98)	60 ± 15	4.2(80)	125 ± 11	3.2(61)	39 ± 15	4.8(86)
BD+63 1964			383 ± 58	3.7(73)					65 ± 44	3.2(62)		
HD 229059	427 ± 80	7.5(153)	365 ± 41	3.8(75)	48 ± 28	4.1(80)			90 ± 28	3.0(56)		
HD 204827			66 ± 30	3.0(59)					19 ± 12	2.3(44)		
HD 23180			42 ± 13	3.5(60)	10 ± 13	3.2(61)			11 ± 13	3.0(57)		
HD 37022												
	16 580.4 Å		16 588.9 Å		17 801.8 Å		19 940.2 Å		20 877.1 Å		21 274.4 Å	
	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM	EW	FWHM
BD+40 4220	46 ± 14	4.1(75)	22 ± 15	4.4(79)	238 ± 72	8.0(135)	138 ± 18	2.6(38)	77 ± 26	2.2(32)	107 ± 17	2.2(32)
BD+63 1964							124 ± 90	3.2(48)				
HD 229059			22 ± 16	3.8(68)	179 ± 81	7.3(122)	53 ± 19	2.6(38)	131 ± 30	2.2(31)	179 ± 16	2.4(34)
HD 204827												
HD 23180												
HD 37022												
	22 144.2 Å		23 919.1 Å		DIB5780	DIB5797	CH4300	CH+4232	Sp/L	V	B - V	E(B - V)
	EW	FWHM	EW	FWHM	EW (mÅ)	EW (mÅ)	EW (mÅ)	EW (mÅ)				
BD+40 4220	91 ± 20	2.8(38)	57 ± 17	1.9(24)	750 ± 40	246 ± 20	75 ± 20	70 ± 13	O6.5Ia	9.13	1.68	1.97
BD+63 1964					676 ± 33	240 ± 14	35 ± 11	55 ± 9	B0II	8.46	0.71	0.95
HD 229059	130 ± 33	2.4(33)	86 ± 7	2.0(25)	421 ± 32	142 ± 15	50 ± 11	70 ± 13	B2Ia	8.70	1.53	1.69
HD 204827					227 ± 20	184 ± 11	63 ± 2	304 ± 2	O9.7III	7.95	0.80	1.04
HD 23180					103 ± 20	67 ± 8	15 ± 1	7 ± 1	B1III	3.83	0.05	0.26
HD 37022					70 ± 6				O7.5V	5.13	0.02	0.31

Таблица 43. Объекты с серой экстинкцией из обзора Siebenmorgen et al. (2020).

1	2	3	4	5	6	7
	Name	$R_V^{(a)}$	D_{SpL} pc	$D_{Gaia}^{(b)}$ pc	A_V mag	A_{Dark} mag
1	HD 037130	5.5	705	400	1.3	1.2
2	HD 037903	4.1	1225	397	1.5	2.4
3	HD 096675	3.8	360	162	1.1	1.7
4	HD 143054	2.8	1070	290	1.5	2.8
5	HD 146285	3.8	275	156	1.2	1.2
6	HD 147888	4.1	185	92	2.0	1.5
7	HD 169582	3.0	3500	1681	2.6	1.6
8	HD 294264	5.5	755	445	2.8	1.1

Таблица 44. Результаты измерений широких ДМП (Galazutdinov et al. 2020). Даны эквивалентные ширины ($\text{m}\text{\AA}$), полуширина на половине интенсивности (km/s) и отношение сигнал/шум.

Star	Sp/L	$E(B-V)$	4428.3 S/N FWHM	4882.0 S/N FWHM	5450.3 S/N FWHM	5779.1 S/N FWHM	6175 S/N FWHM
BD+404220E	O6V	1.96	2700 ± 1300 50 18	4120 ± 940 90 31	560 ± 455 110 17	1143 ± 300 220 16	1988 ± 700 130 30
BD-134923F	O5.5	1.10	1760 ± 490 135 17	1310 ± 450 213 35	375 ± 130 275 14	718 ± 170 290 14	1222 ± 247 290 30
BD-134927F	O7II	0.95	1540 ± 362 135 16	1545 ± 575 195 35	407 ± 185 210 14	870 ± 270 250 19	993 ± 340 176 26
BD-134928F	O9.5V	0.77	1201 ± 460 110 17	...	395 ± 200 200 13	775 ± 428 160 16	690 ± 337 170 27
BD-134929F	O9V	0.90	1500 ± 421 135 17	...	356 ± 240 155 14	660 ± 250 230 15	968 ± 317 185 28
CygOB_7B	O3I	1.74	2340 ± 1700 35 17	...	435 ± 280 120 14	1366 ± 390 130 19	1758 ± 459 170 19
CygOB_8B	O6I	1.58	2160 ± 510 90 16	1100 ± 430 180 20	533 ± 158 270 15	905 ± 230 265 14	1352 ± 240 300 21
CygOB_11B	O5.5I	1.78	2900 ± 900 45 18	1940 ± 630 110 25	456 ± 200 170 14	1040 ± 535 108 13	1982 ± 369 210 22
CygOB_12E	B4Ia	2.01	1150 ± 890 65 14	2060 ± 1147 67 29
Hersch36F	O7.5V	0.90	1620 ± 350 190 16	...	388 ± 74 470 14	1075 ± 364 250 18	392 ± 120 405 20
15785B	B1Iab	0.65	1400 ± 240 250 16	640 ± 220 400 32	323 ± 99 350 13	431 ± 160 370 15	480 ± 180 320 24
24912H	O7.5III	0.31	624 ± 210 220 16	...	83 ± 78 370 14	215 ± 190 280 15	457 ± 330 290 13
34078B	O9.5V	0.49	760 ± 170 310 19	129 ± 62 800 13	315 ± 226 280 24
73882F	O8.5IV	0.68	840 ± 270 280 15	...	79 ± 41 680 10	170 ± 120 450 15	460 ± 110 590 22
76341F	O9.2IV	0.51	680 ± 350 180 19	...	181 ± 104 335 11	130 ± 120 350 12	334 ± 143 360 24
78344F	O9.5Ib	1.32	1906 ± 232 270 16	2580 ± 375 310 33	324 ± 111 325 13	640 ± 137 425 15	987 ± 161 390 21
80077F	B2Ia	1.45	3100 ± 1500 40 19	2890 ± 1200 80 32	400 ± 121 280 12	1243 ± 307 270 17	1230 ± 330 320 26
147165H	B1III	0.34	714 ± 236 220 16	227 ± 67 810 12	...
147888F	B3V	0.49	1000 ± 150 510 18	...	120 ± 50 515 12	514 ± 124 550 17	...
147889H	B2V	1.04	1490 ± 281 280 18	...	133 ± 45 560 13	652 ± 166 425 17	...
148379F	B2Iab	0.74	1665 ± 150 524 16	1600 ± 170 645 34	290 ± 81 670 14	450 ± 108 570 13	370 ± 90 600 19
148937F	O6I	0.65	1218 ± 380 173 17	...	174 ± 152 240 10	630 ± 308 245 15	809 ± 267 300 26
149038F	O9.7Iab	0.28	1050 ± 160 535 15	...	127 ± 75 550 13	396 ± 90 940 17	406 ± 136 495 19
149404F	O8.5Iab	0.60	1336 ± 87 800 16	1140 ± 140 720 28	304 ± 109 515 15	592 ± 93 940 15	746 ± 130 500 22
149757H	O9.5V	0.29	120 ± 30 800 9	128 ± 56 600 14
152233F	O6II	0.42	960 ± 300 240 17	...	174 ± 102 350 13	407 ± 296 290 18	445 ± 90 560 10
152235F	B0.5Ia	0.74	1300 ± 100 650 14	1025 ± 255 460 34	180 ± 122 380 13	457 ± 134 480 15	345 ± 80 570 14
152249F	O9Iab	0.44	1000 ± 190 400 14	535 ± 176 450 25	200 ± 120 422 14	280 ± 102 470 11	485 ± 148 420 17
154368F	O9.5Iab	0.73	850 ± 130 540 17	220 ± 100 560 20	210 ± 56 680 15	354 ± 67 1035 16	457 ± 200 300 18
154445F	B1V	0.35	710 ± 135 550 14	278 ± 121 435 16	110 ± 90 470 14
157038F	B4Ia	0.83	1550 ± 100 690 17	1530 ± 190 560 33	227 ± 92 450 14	413 ± 182 330 12	613 ± 140 460 19
163800H	O7.5III	0.56	700 ± 100 480 14	325 ± 124 470 15	470 ± 97 565 12
166734F	O7.5I	1.34	2560 ± 230 320 17	2105 ± 315 350 33	855 ± 110 490 15	1030 ± 240 360 17	1276 ± 245 360 26
168112F	O5.5	1.00	1880 ± 250 270 17	1145 ± 440 220 31	500 ± 168 330 16	634 ± 165 425 15	1100 ± 170 370 21
168607F	B7Ia	1.55	3100 ± 290 260 18	...	690 ± 158 310 14	970 ± 205 390 15	1162 ± 230 340 26
168625F	B6Ia	1.47	3100 ± 400 170 16	2570 ± 570 200 35	715 ± 170 290 14	1037 ± 259 290 15	1189 ± 221 290 24
169454F	B4Ia	1.00	1700 ± 350 210 14	...	360 ± 130 340 14	540 ± 141 440 15	550 ± 168 370 15
179406H	B3V	0.31	420 ± 90 500 14	120 ± 80 650 12	70 ± 43 760 13
183143E	B6.5I	1.28	3100 ± 390 220 18	2530 ± 230 510 31	640 ± 135 410 15	760 ± 180 320 13	1480 ± 285 350 22
185859B	B0.5Ia	0.57	710 ± 130 250 13	...	360 ± 210 195 14	495 ± 232 325 20	351 ± 210 270 20
204827B	O9.5IV	1.07	750 ± 260 175 13	...	350 ± 150 220 13	233 ± 262 230 16	380 ± 375 150 22
208501B	B8Ib	0.63	740 ± 310 160 16	...	305 ± 145 200 13
319703F	O6	1.50	2310 ± 380 190 17	2390 ± 560 200 38	410 ± 125 300 14	1128 ± 293 302 14	1320 ± 205 300 26

Таблица 45. Список «новых» ДМП с эквивалентной шириной (mÅ) из Galazutdinov et al. (2005a). Буквами обозначены ДМП, ранее указанные в обзоре Tuairisg et al. (2000) и Weselak et al. (2000). Для них мы уточнили длины волн. «Старые» значения: a - 6417.27, b - 6418.54, c - 6420.77, d - 6430.71.

λ (Å)	EW (mÅ)	FWHM (Å)
6406.17.....	1.0 ± 0.1	0.47
6407.40.....	0.70 ± 0.08	0.32
6408.29.....	0.49 ± 0.07	0.35
6409.02.....	0.76 ± 0.09	0.35
6411.83.....	0.81 ± 0.09	0.39
6415.22.....	1.20 ± 0.08	0.34
6416.80 ^a	6.2 ± 0.3	1.14
6418.80 ^b	4.7 ± 0.2	1.0
6420.59 ^c	2.2 ± 0.1	0.75
6423.02.....	1.0 ± 0.1	0.74
6430.71 ^d	5.5 ± 0.2	1.40
6432.62.....	0.86 ± 0.07	0.76
6433.64.....	3.7 ± 0.2	0.70
6441.23.....	2.9 ± 0.17	0.9
6442.50.....	2.0 ± 0.16	0.73
6443.67.....	0.6 ± 0.08	0.49
6451.98.....	3.1 ± 0.17	0.67
6462.08.....	1.3 ± 0.14	0.74

Таблица 46. FWHM (км/с) линии молекулы CN4300 и ряда ДМП. Ошибки измерений указаны в круглых скобках. Последний столбец - отношение интенсивности (глубины) пары главных ДМП 5780/5797 (r). Таким образом, HD 147165 является наиболее σ -объектом в выборке, а HD 179406 - наиболее ζ . См. Galazutdinov et al. (2008a).

HD	CN	4726	4735	5418	5797	5780	5850	6196	6379	6376	6614	r ^a
147165	5.3 (0.1)	170 (10)	N/A	N/A	43 (2)	108 (2)	38 (4)	22 (2)	28 (1)	29 (4)	43 (1)	2.9
147889	4.2 (0.1)	180 (3)	27 (2)	31 (2)	42 (2)	113 (5)	35 (2)	23 (1)	28(1)	31(2)	52(1)	0.96
147933	4.1 (0.1)	190 (5)	28 (2)	34 (2)	45 (2)	102 (2)	34 (2)	23 (1)	28 (1)	30 (4)	42 (1)	1.7
163800	4.1 (.1)	180 (5)	27 (2)	31 (2)	34 (2)	105 (2)	39 (4)	18 (1)	25 (1)	29 (4)	41 (1)	0.9
179406	4.6 (0.1)	190 (5)	26 (2)	34 (2)	32 (2)	101 (2)	38 (4)	16 (1)	24 (1)	28 (5)	39 (1)	0.8

Таблица 47. Эквивалентные ширины ДМП и молекул (Krelowski et al. 2019a). Буквы в названиях звезд означают спектрограф: 'b', 'c', 'e', 't' – BOES, CAFE, ESPaDOnS, MAESTRO соответственно.

Star	$E(B-V)$	8620	5780	5797	6196	6379	6614	CH(4300)	CH ⁺ (4232)
BD+59 451 ^b	0.86	334 ± 53	432 ± 15	134 ± 5	48 ± 2	88 ± 3	182 ± 5	40.0 ± 2.0	18.0 ± 2.0
BD+59 456 ^b	0.69	337 ± 38	448 ± 15	121 ± 6	46 ± 2	89 ± 3	202 ± 8	40.0 ± 3.0	23.0 ± 2.0
BD+60 594 ^b	0.58	282 ± 37	349 ± 37	138 ± 13	40 ± 2	69 ± 2	162 ± 5	25.0 ± 2.0	17.0 ± 1.0
BD+40 4220 ^e	1.99	701 ± 24	758 ± 55	239 ± 25	96 ± 10	95 ± 10	306 ± 19	78.0 ± 6.0	86.0 ± 8.0
BD+58 2580 ^b	1.08	511 ± 46	630 ± 16	212 ± 9	82 ± 2	89 ± 2	291 ± 11	35.0 ± 5.0	21.0 ± 3.0
BD+59 2735 ^b	1.25	530 ± 101	850 ± 35	282 ± 15	117 ± 10	189 ± 10	424 ± 25	60.4 ± 19.8	45.7 ± 15.4
CygOB2_7 ^b	1.80	644 ± 42	741 ± 21	197 ± 10	89 ± 10	95 ± 9	327 ± 20	65.5 ± 11.9	93.7 ± 32.6
CygOB2_8A ^b	1.60	536 ± 20	730 ± 11	175 ± 5	93 ± 8	88 ± 5	336 ± 16	43.0 ± 3.0	83.0 ± 3.0
CygOB2_11 ^b	1.73	838 ± 26	878 ± 15	179 ± 10	112 ± 16	87 ± 8	366 ± 22	43.1 ± 12.1	94.5 ± 20.9
CygOB2_12 ^e	2.03	953 ± 44	908 ± 39	330 ± 37	115 ± 19	140 ± 19	391 ± 37	–	–
13256 ^b	1.21	431 ± 67	621 ± 39	223 ± 18	90 ± 6	93 ± 6	297 ± 21	46.0 ± 9.0	–
14956 ^b	0.88	178 ± 8	417 ± 7	145 ± 3	45 ± 1	105 ± 1	219 ± 4	37.2 ± 2.2	26.7 ± 3.2
15497 ^b	0.83	204 ± 8	445 ± 5	142 ± 2	43 ± 1	65 ± 2	232 ± 4	44.5 ± 15.9	60.8 ± 19.4
15785 ^b	0.65	261 ± 40	389 ± 22	150 ± 11	44 ± 5	96 ± 5	220 ± 10	26.2 ± 1.8	23.4 ± 4.0
21291 ^f	0.44	144 ± 73	194 ± 27	67 ± 13	26 ± 6	34 ± 8	95 ± 18	16.1 ± 4.1	7.2 ± 2.6
24534 ^b	0.56	156 ± 27	97 ± 31	73 ± 5	17 ± 5	56 ± 8	75 ± 10	23.7 ± 1.9	3.7 ± 1.8
31327 ^e	0.54	124 ± 24	183 ± 9	77 ± 4	30 ± 2	70 ± 4	111 ± 6	25.7 ± 5.0	23.3 ± 6.2
32991 ^e	0.41	173 ± 21	180 ± 7	68 ± 3	20 ± 3	43 ± 2	68 ± 4	20.3 ± 2.3	15.4 ± 1.8
34078 ^e	0.49	161 ± 20	176 ± 14	57 ± 6	20 ± 4	17 ± 4	70 ± 9	54.8 ± 3.9	37.4 ± 4.2
36371 ^e	0.41	181 ± 34	300 ± 9	90 ± 3	38 ± 2	81 ± 4	141 ± 4	16.5 ± 3.0	15.2 ± 3.5
36861 ^b	0.11	27 ± 11	49 ± 13	20 ± 4	5 ± 2	7 ± 2	16 ± 6	1.8 ± 0.2	0.9 ± 0.1
41117 ^e	0.44	145 ± 29	348 ± 9	117 ± 4	34 ± 1	64 ± 2	151 ± 4	14.0 ± 2.2	19.9 ± 6.8
42087 ^e	0.34	99 ± 18	246 ± 7	95 ± 4	30 ± 2	75 ± 6	105 ± 4	14.3 ± 3.9	7.5 ± 2.8
43384 ^b	0.58	330 ± 90	435 ± 56	130 ± 29	47 ± 12	88 ± 15	199 ± 24	16.1 ± 6.4	32.0 ± 8.5
46202 ^b	0.48	260 ± 50	313 ± 16	88 ± 8	36 ± 3	52 ± 3	153 ± 11	15.9 ± 3.4	15.7 ± 4.8
145502 ^e	0.22	101 ± 28	169 ± 11	34 ± 5	16 ± 3	28 ± 3	60 ± 8	3.6 ± 0.5	6.6 ± 1.1
147165 ^b	0.36	167 ± 32	229 ± 11	37 ± 4	18 ± 1	29 ± 2	65 ± 5	3.1 ± 0.1	5.3 ± 0.3
147889 ^b	1.03	257 ± 36	371 ± 15	156 ± 8	34 ± 3	81 ± 4	173 ± 7	49.8 ± 1.1	27.7 ± 1.2
147933 ^e	0.43	102 ± 26	198 ± 9	51 ± 5	16 ± 2	28 ± 3	66 ± 6	17.9 ± 0.4	13.1 ± 1.4
149757 ^e	0.30	56 ± 17	71 ± 9	33 ± 3	11 ± 2	18 ± 2	44 ± 4	17.9 ± 0.1	23.5 ± 2.1
167971 ^f	1.05	680 ± 312	551 ± 58	163 ± 25	78 ± 24	109 ± 8	254 ± 28	29.0 ± 2.0	51.7 ± 2.8
168607 ^b	1.55	606 ± 87	799 ± 83	261 ± 35	100 ± 4	159 ± 2	393 ± 13	47.1 ± 2.9	73.0 ± 1.8
169454 ^e	1.10	329 ± 50	473 ± 17	159 ± 8	61 ± 6	102 ± 6	216 ± 17	29.8 ± 0.5	18.2 ± 0.4
173438 ^b	1.00	253 ± 22	427 ± 11	209 ± 8	42 ± 2	100 ± 3	229 ± 10	34.0 ± 3.0	20.0 ± 2.0
183143 ^e	1.26	431 ± 27	765 ± 17	195 ± 8	93 ± 4	111 ± 5	361 ± 16	38.7 ± 3.0	49.0 ± 2.8
185859 ^b	0.57	252 ± 33	296 ± 6	148 ± 3	42 ± 1	142 ± 5	213 ± 3	21.0 ± 1.0	18.0 ± 2.0
186745 ^b	0.93	280 ± 52	478 ± 16	198 ± 5	60 ± 2	139 ± 2	278 ± 7	40.0 ± 2.0	46.7 ± 5.5
190603 ^f	0.72	438 ± 151	355 ± 34	89 ± 17	36 ± 8	82 ± 22	109 ± 27	15.2 ± 1.6	31.4 ± 2.7
190918 ^b	0.42	124 ± 12	232 ± 5	58 ± 4	27 ± 2	14 ± 1	92 ± 4	9.9 ± 5.8	14.3 ± 3.1
192163 ^b	0.26	104 ± 6	150 ± 1	52 ± 2	26 ± 1	14 ± 1	76 ± 2	7.5 ± 1.4	17.1 ± 2.1
193793 ^b	0.69	207 ± 8	321 ± 3	94 ± 1	41 ± 1	32 ± 1	161 ± 4	22.4 ± 2.0	53.4 ± 8.1
194279 ^f	1.18	352 ± 122	476 ± 37	127 ± 12	58 ± 15	105 ± 10	201 ± 34	33.4 ± 9.9	47.0 ± 15.9
204827 ^b	1.06	129 ± 20	244 ± 29	187 ± 13	37 ± 2	91 ± 1	163 ± 4	68.7 ± 3.7	31.9 ± 3.7
206267 ^f	0.54	205 ± 48	231 ± 12	85 ± 5	26 ± 1	40 ± 3	122 ± 6	21.0 ± 1.0	14.0 ± 1.0
207538 ^b	0.51	187 ± 33	267 ± 34	166 ± 17	33 ± 1	96 ± 2	168 ± 6	30.4 ± 1.8	7.3 ± 1.3
208501 ^b	0.75	302 ± 28	238 ± 33	112 ± 20	31 ± 2	63 ± 3	113 ± 4	37.0 ± 4.2	12.6 ± 5.2
210839 ^f	0.53	156 ± 16	234 ± 8	78 ± 3	31 ± 1	53 ± 2	140 ± 4	21.4 ± 1.9	9.3 ± 0.4
217035 ^b	0.71	310 ± 21	506 ± 25	142 ± 10	50 ± 2	88 ± 2	211 ± 6	27.0 ± 2.0	25.0 ± 1.0
217086 ^f	0.92	371 ± 15	540 ± 5	156 ± 2	59 ± 2	87 ± 2	266 ± 4	39.0 ± 3.0	44.1 ± 4.0
219287 ^b	1.05	407 ± 15	625 ± 15	166 ± 7	81 ± 2	73 ± 2	261 ± 7	33.0 ± 3.0	21.5 ± 2.0
226868 ^b	0.90	318 ± 31	401 ± 14	125 ± 5	45 ± 2	68 ± 2	171 ± 4	41.0 ± 2.0	51.0 ± 2.0
228712 ^b	1.34	398 ± 19	462 ± 30	123 ± 12	57 ± 7	57 ± 5	189 ± 15	37.0 ± 1.0	34.0 ± 2.0
228779 ^b	1.40	434 ± 26	499 ± 32	194 ± 14	62 ± 1	106 ± 2	268 ± 6	54.4 ± 6.6	51.1 ± 13.6
235825 ^b	0.55	282 ± 32	357 ± 27	98 ± 15	28 ± 2	52 ± 3	134 ± 4	9.8 ± 4.9	7.0 ± 2.4
254577 ^b	1.04	241 ± 88	437 ± 33	145 ± 14	52 ± 6	84 ± 5	208 ± 13	38.6 ± 6.2	30.3 ± 8.0
281159 ^b	0.84	209 ± 33	303 ± 38	99 ± 15	31 ± 2	56 ± 2	152 ± 6	40.0 ± 2.0	38.0 ± 1.0

Таблица 48. Эквивалентная ширина главных ДМП в звездах с небольшим покраснением (Galazutdinov et al. 1998).

HD	E_{B-V}	$\lg(N(H_2))$	5780	5797
5394	0.16	<17.51	29.0	10.0
14633	0.07	<19.11	45.0	12.5
20336	0.08	—	41.0	5.0
21428	0.09	—	88.0	16.5
22928	0.04	19.30	31.0	0.0
24760	0.07	19.53	68.0	18.0
38771	0.05	15.68	27.0	6.5
47839	0.04	15.55	34.0	13.5
87015	0.00	—	8.5	6.8
87901	0.02	<14.98	0.0	0.0
89353	0.24	—	35.0	12.0
91316	0.05	15.61	48.0	5.0
132742	0.04	—	0.0	0.0
138485	0.04	—	39.0	0.0
149438	0.01	14.50	22.0	0.0
164353	0.10	20.26	129.0	36.0
164852	0.10	—	51.0	26.0
166182	0.06	—	43.0	19.0
214680	0.06	19.22	51.0	11.0

Таблица 49. Лучевая концентрация ($\times 10^{13} \text{ см}^{-2}$) молекулы C_2 для вращательных уровней J'' полосы $(2,0) A^1\Pi_u - X^1\Sigma_g^+$ на $\sim 8750 \text{ \AA}$ (Galazutdinov et al. 2006).

Star	$J''=0$	$J''=2$	$J''=4$	$J''=6$	$J''=8$	$J''=10$	$J''=12$	$J''=14$	$J''=16$	$J''=18$	$J''=20$	$N_{\text{rot}}(C_2)$
BD+59 2735	0.11 ± 0.04	1.53 ± 0.11	1.67 ± 0.12	1.02 ± 0.14	0.66 ± 0.10	0.34 ± 0.13	0.73 ± 0.15	0.63 ± 0.19	0.40 ± 0.09	0.10	0.05	7.25
BD+40 4220	0.61 ± 0.10	2.79 ± 0.29	4.14 ± 0.42	2.73 ± 0.37	0.86 ± 0.13	1.84 ± 0.31	0.67 ± 0.24	0.83 ± 0.30	0.64 ± 0.27	0.13	0.07	15.31
HD 13256	0.18 ± 0.01	1.00 ± 0.05	0.93 ± 0.08	0.99 ± 0.15	0.26 ± 0.06	0.42 ± 0.03	0.24 ± 0.02	0.30 ± 0.04	0.18 ± 0.02	0.04	0.02	4.56
HD 34078	0.29 ± 0.06	1.03 ± 0.08	1.51 ± 0.06	1.64 ± 0.15	0.72 ± 0.09	0.86 ± 0.06	0.59 ± 0.15	0.50 ± 0.05	0.37 ± 0.08	0.11	0.06	7.69
HD 204827	1.97 ± 0.20	7.62 ± 0.58	6.42 ± 0.52	4.20 ± 0.52	2.02 ± 0.29	1.54 ± 0.36	1.30 ± 0.41	1.15 ± 0.45	0.48 ± 0.40	0.31	0.16	27.17
HD 207538	0.38 ± 0.11	1.63 ± 0.22	1.59 ± 0.11	1.36 ± 0.05	0.82 ± 0.05	0.74 ± 0.03	0.85 ± 0.07	0.46 ± 0.17	0.24 ± 0.06	0.13	0.06	8.27
BD+59 451	1.01 ± 0.27	3.01 ± 0.73	2.73 ± 0.71	1.62 ± 0.44	0.40 ± 0.13	0.34	0.26	0.18	0.11	0.06	0.03	9.77
BD+59 456	0.43 ± 0.12	1.88 ± 0.64	1.81 ± 0.91	1.62 ± 0.53	0.63 ± 0.36	0.54	0.41	0.28	0.17	0.10	0.05	7.91
BD+60 594	0.45 ± 0.10	1.02 ± 0.52	1.26 ± 0.43	0.73 ± 0.22	0.71	0.61	0.46	0.31	0.19	0.11	0.06	5.92
HD 15785	0.57 ± 0.04	1.45 ± 0.18	1.19 ± 0.14	1.02 ± 0.19	0.99	0.84	0.64	0.44	0.27	0.15	0.08	7.65
HD 46149	0.21	0.95	1.37 ± 0.24	1.39 ± 0.25	0.73 ± 0.24	0.62	0.47	0.32	0.20	0.11	0.06	6.44
BD+58 2580	0.28	1.21 ± 0.17	1.54 ± 0.19	1.33 ± 0.30	0.78 ± 0.22	0.66	0.50	0.34	0.21	0.12	0.06	7.03
HD 210839	0.15 ± 0.04	0.27 ± 0.02	0.77 ± 0.08	0.43 ± 0.09	0.26 ± 0.05	0.22	0.17	0.12	0.07	0.04	0.02	2.54
HD 219287	0.19 ± 0.03	0.79 ± 0.13	1.23 ± 0.17	0.69 ± 0.08	0.67	0.57	0.44	0.30	0.18	0.10	0.05	5.23
HD 226868	0.38 ± 0.12	1.07 ± 0.54	1.47 ± 0.31	0.76 ± 0.22	0.73 ± 0.03	0.62	0.47	0.32	0.20	0.11	0.06	6.20
HD 235825	0.10	0.46	0.50 ± 0.13	0.83 ± 0.24	0.58 ± 0.15	0.77 ± 0.28	0.37	0.26	0.16	0.09	0.05	4.17
HD 186745	0.63 ± 0.11	2.18 ± 0.29	3.62 ± 0.42	1.53 ± 0.26	1.12 ± 0.17	0.49 ± 0.19	0.69 ± 0.23	0.47 ± 0.20	0.31	0.17	0.09	11.29
HD 206267	0.61 ± 0.10	1.87 ± 0.29	1.99 ± 0.28	1.58 ± 0.32	0.96 ± 0.24	0.51 ± 0.25	0.49 ± 0.24	0.42	0.26	0.15	0.08	8.93
HD 228712	0.31 ± 0.05	0.86 ± 0.08	0.80 ± 0.06	0.66 ± 0.08	0.32 ± 0.03	0.19 ± 0.08	0.34 ± 0.04	0.14	0.09	0.05	0.02	3.79
HD 228779	0.55 ± 0.11	0.94 ± 0.12	3.27 ± 0.23	1.17 ± 0.06	0.66 ± 0.08	0.56	0.43	0.29	0.18	0.10	0.05	8.21

Таблица 50. Эквивалентные ширины ДМП (Galazutdinov et al. 2006).

Star	4364	4726	4734	4964	4969	4980	4985	5170	5176	5419	5513	5542	5546	5763	5769	5793	6729
BD+59 2735	6±2	256±23	12±4	54±7	15±5	10±3	18±2	15±2	14±2	36±3	22±2	12±2	10±2	16±2	13±2	16±2	13±1
BD+40 4220	0±2	221±39	6±6	56±4	4±1	17±3	32±5	15±2	29±5	52±4	35±3	21±3	13±3	12±3	20±4	11±3	16±2
HD 13256	2±1	187±15	9±4	43±3	6±2	6±2	22±2	5±2	15±3	31±2	31±3	12±2	9±1.5	8±2	7±1	3±1	10±1
HD 34078	0±2	108±12	11±2	25±2	8±2	7±2	12±1	0±1	blend	14±2	8±1	7±2	0±2	2±1	8±2	4±1	3±3
HD 204827	15±3	221±22	17±3	52±2	10±3	13±2	30±3	13±2	37±5	46±3	34±3	23±3	19±3	13±2	21±3	23±3	19±1
HD 207538	2±1	122±10	4±1	27±2	8±1	9±1	13±1	8±1	19±3	23±2	23±1	10±2	9±1	11±1	5±1	17±2	10±1
BD+59 451	0±2	158±19	3±1	31±2	8±1	13±2	17±3	8±2	19±4	22±2	29±4	13±2	10±2	7±2	7±2	7±2	13±2
BD+59 456	0±2	150±23	0±4	33±2	0±2	0±2	16±2	blend	blend	20±2	30±4	17±3	7±1	7±2	7±2	7±2	8±1
BD+60 594	0±2	138±10	3±2	28±2	4±1	0±4	14±2	14±2	10±2	20±3	16±4	10±1	4±1	8±2	8±2	10±3	13±3
HD 15785	4±1	151±10	6±2	28±2	6±1	7±2	14±1	7±2	14±1	23±1	21±1	14±1	8±1	8±2	8±2	8±2	10±1
HD 46149	0±2	67±10	0±2	17±1	4±1	4±1	10±1	5±1	5±2	7±2	9±2	7±1	4±1	4±1	4±1	7±2	bid
BD+58 2580	0±2	214±22	0±4	43±3	0±4	0±4	23±2	bid	bid	23±1	40±5	10±2	6±1	12±2	8±3	10±3	13±1
HD 210839	0±2	71±8	1±1	15±1	4±1	3±1	6±1	2±1	5±2	8±2	6±2	4±1	1±2	5±1	2±1	7±1	5±1
HD 219287	0±2	130±12	0±2	30±2	6±1	0±2	14±1	bid	bid	32±3	8±3	5±2	3±2	4±2	3±2	5±3	5±2
HD 226868	10±2	152±16	12±3	33±2	7±2	8±1	15±2	6±2	13±2	21±3	21±3	10±2	6±1	8±2	9±2	10±3	9±2
HD 228779	0±2	197±20	0±4	39±2	11±2	12±3	30±3	8±2	16±2	26±3	21±3	16±2	7±1	9±1	9±1	13±4	10±1
HD 235825	0±2	100±14	0±4	10±1	0±2	0±2	8±1	bid	bid	4±2	6±2	4±2	3±2	4±2	3±2	4±3	bid
HD 186745	5±2	205±12	10±2	40±2	16±3	5±1	28±2	flaw	flaw	28±2	27±2	19±2	14±2	17±1	13±1	19±2	13±2
HD 206267	9±1	119±15	5±2	21±2	6±2	7±1	16±2	10±2	9±2	18±3	17±3	10±3	6±2	7±2	7±2	7±2	5±2
HD 228712	0±2	132±15	4±1	23±2	8±2	bid	23±2	4±1	11±2	14±2	17±3	10±2	3±2	1±2	1±2	1±2	6±1

Таблица 51. Вращательные температуры молекулы C₂ и ширина профиля ДМП 6196 (Kaźmierczak et al. 2009).

Object	<i>FWHM</i> (6196)[Å]	<i>T</i> ₀₂ (C ₂) ^a [K]	<i>T</i> ₀₄ (C ₂) ^a [K]	<i>T</i> ₀₆ (C ₂) ^a [K]
HD 23 180 ¹	0.41 ± 0.06	20 ± 7	35 ± 10	56 ± 11
HD 110 432 ²	0.38 ± 0.07	13 ± 4	27 ± 6	
HD 147 888 ³	0.51 ± 0.07	38 ± 20	66 ± 13	
HD 147 889 ⁴	0.52 ± 0.02	40 ± 16	60 ± 4	69 ± 5
HD 148 184 ⁴	0.55 ± 0.02	40 ± 40	62 ± 21	67 ± 10
HD 149 757 ⁵	0.49 ± 0.05	36 ± 12	74 ± 15	
HD 154 368 ¹	0.42 ± 0.03	24 ± 11	38 ± 10	52 ± 6
HD 163 800 ⁴	0.39 ± 0.02	25 ± 8	66 ± 21	56 ± 8
HD 169 454 ⁴	0.42 ± 0.03	21 ± 5	29 ± 3	40 ± 3
HD 179 406 ⁴	0.34 ± 0.02	21 ± 13	51 ± 13	54 ± 7
HD 204 827 ⁶	0.38 ± 0.05	34 ± 34	42 ± 2	45 ± 2

Таблица 52. Вращательные температуры молекулы C₂ и ширина профилей ДМП (Kaźmierczak et al. 2010a).

Object	<i>FWHM</i> (Å) (6196)	<i>FWHM</i> (Å) (5797)	<i>FWHM</i> (Å) (4964)	<i>FWHM</i> (Å) (5850)	<i>T</i> ₀₂ (C ₂) (K)	<i>T</i> ₀₄ (C ₂) (K)	<i>T</i> _{kin} (K)	Source C ₂	Source DIBs
HD 23180	0.41 ± 0.06	0.66 ± 0.08	0.65 ± 0.07	0.78 ± 0.11	20 ± 7	35 ± 10		1-BOES	BOES
HD 24534	0.41 ± 0.10	0.71 ± 0.09	0.57 ± 0.07	0.79 ± 0.12		72 ± 13	45 ± 10	2	MAESTRO
HD 110432	0.38 ± 0.07	0.63 ± 0.09	0.57 ± 0.11	0.84 ± 0.15	13 ± 4	27 ± 6		3	UVES
HD 115842	0.52 ± 0.08	0.86 ± 0.10	0.53 ± 0.08	0.78 ± 0.07	22 ± 9	86 ± 31	53 ± 30	4-UVES	UVES
HD 147888	0.51 ± 0.07	0.77 ± 0.08	0.56 ± 0.06	0.79 ± 0.10	38 ± 20	66 ± 13		2	FEROS
HD 147889	0.52 ± 0.02	0.71 ± 0.03	0.59 ± 0.02	0.78 ± 0.06	49 ± 7	62 ± 3	39 ± 2	5-UVES	HARPS
HD 148184	0.55 ± 0.02	0.77 ± 0.08	0.57 ± 0.05	0.75 ± 0.05	82 ± 82	65 ± 12	45 ± 12	5-UVES	HARPS
HD 149757	0.49 ± 0.05	0.78 ± 0.08	0.51 ± 0.08	0.84 ± 0.08	42 ± 42	99 ± 47	43 ± 19	4-UVES	UVES
HD 151932	0.41 ± 0.05	0.82 ± 0.11	0.61 ± 0.09	0.82 ± 0.10	28 ± 7	55 ± 7	33 ± 8	4-UVES	UVES
HD 152236	0.42 ± 0.04	0.82 ± 0.11	0.60 ± 0.09	0.86 ± 0.12	26 ± 8	43 ± 5	27 ± 7	4-UVES	UVES
HD 154368	0.42 ± 0.03	0.66 ± 0.07	0.60 ± 0.04	0.83 ± 0.04	39 ± 5	47 ± 2	30 ± 2	4-UVES	UVES
HD 154445	0.35 ± 0.03	0.65 ± 0.11	0.54 ± 0.11	0.75 ± 0.09	33 ± 33	48 ± 21	18 ± 18	4-UVES	UVES
HD 163800	0.39 ± 0.02	0.63 ± 0.03	0.59 ± 0.02	0.81 ± 0.13	24 ± 8	66 ± 17	38 ± 15	5-UVES	HARPS
HD 169454	0.42 ± 0.03	0.84 ± 0.12	0.61 ± 0.05	0.85 ± 0.06	23 ± 2	31 ± 1	19 ± 2	5-UVES	UVES
HD 179406	0.34 ± 0.02	0.60 ± 0.06	0.55 ± 0.02	0.71 ± 0.07	38 ± 12	59 ± 9	38 ± 9	5-UVES	HARPS
HD 204827	0.38 ± 0.05	0.69 ± 0.06	0.56 ± 0.05	0.79 ± 0.05	34 ± 34	42 ± 2		6	BOES
HD 207538	0.43 ± 0.10	0.74 ± 0.09		0.81 ± 0.11		62 ± 14	35 ± 15	7	MAESTRO
HD 210839	0.33 ± 0.07	0.63 ± 0.09	0.55 ± 0.07	0.85 ± 0.12	16 ± 6	47 ± 12		2	MAESTRO

Таблица 53. Эквивалентная ширина линий К I, ДМП 5780 и 5797 (мÅ); лучевые концентрации молекул C₂ и C₃. Число в скобках означает степень, например, 11 означает ×10¹¹; (см. табл. 1 в Galazutdinov et al. 2002)

HD	SpL	V	E _{B-V}	v·sini	K _I (4044.14 Å)	5780	5797	C ₂	C ₃	C ₂ /C ₃
24398	B1I	2.96	0.34	59	-	98 ± 4	57 ± 1	3.95(12) ± .45 ^a	1.74(11) ± .6 ^e	22.7 ± 10.4
149757	O9V	2.60	0.29	379	-	70 ± 2	29 ± 2	4.25(12) ± .85 ^b	1.96(11) ± .6 ^e	21.7 ± 11
179406	B3V	5.36	0.30	170	-	143 ± 2	79 ± 2	1.92(13) ± .22 ^c	2.02(11) ± .3 ^e	95 ± 25
210121	B3V ^j	7.83	0.40	<20	-	57	-	1.6(13) ^d	6.8(11) ± 2.6 ^f	23.5 ± 12
143275	B0.3V	2.30	0.19	200	-	79 ± 4	14 ± 1.0	-	≤0.30(11)	-
144217	B0.5V	2.62	0.17	130	0.19 ± 0.03	161 ± 4	15.3 ± 0.5	≤1.7(12) ^g	≤0.42(11)	-
147165	B1III	2.89	0.32	53	0.22 ± 0.03	243 ± 2	26.0 ± 3.0	-	≤0.29(11)	-
148184	B2V	4.40	0.44	118	1.23 ± 0.10	104 ± 3	48 ± 1.8	7.15(12) ± .15 ^h	3.4(11) ± 0.5	21 ± 3.5
149757	O9V	2.60	0.30	379	0.8 ± 0.04	70 ± 2	29 ± 1.5	4.25(12) ± .85 ^b	2.2(11) ± 0.2	19.3 ± 5.6
152236	B1I	4.80	0.65	60	0.5 ± 0.04	-	-	3.06(12) ± .45 ⁱ	2.6(11) ± 0.2	11.8 ± 2.6

Таблица 54. Лучевая концентрации линий УФ линий в спектрах покрасневших звезд.
^a-Лучевая скорость облака *v* и параметр Доплеровского уширения *b* даны в км/с (Gnaciński et al. 2007).

Star	<i>v</i> ^a	<i>N</i> (Mg I)	<i>b</i> ^a	<i>N</i> (Mg II)	<i>b</i> ^a	elem.	<i>N</i>	<i>b</i> ^a	elem.	<i>N</i>	<i>b</i> ^a
HD 24534	18	7.2 ± 0.4e13	2.2	2.9 ± 0.1e15	3.3	Si I	9.3 ± 0.6e11	2.5	Si II	1.8 ± 0.1e15	3.2
HD 24912	14	4.9 ± 0.6e12	2.2	5.5 ± 0.4e15	5.3						
HD 74455	25	8.6 ± 0.3e12	9.1	3.1 ± 0.1e15	5.3						
HD 74455	5	1.7 ± 0.1e12	8.4	5.5 ± 1.1e13	14.2						
HD 74455	-160	4.2 ± 0.2e11	8.0	1.7 ± 0.1e13	9.9						
HD 91316	-8	4.2 ± 0.6e12	6.0	2.4 ± 0.1e15	6.1						
HD 91316	17	1.8 ± 0.4e12	0.8	1.0 ± 0.1e15	5.6						
HD 141637	-7	7.7 ± 0.1e12	1.4	6.8 ± 0.2e15	1.5						
HD 141637	-12	2.8 ± 0.1e12	3.0	2.3 ± 0.4e15	5.1						
HD 147165	-9	1.4 ± 0.2e13	1.7	1.1 ± 0.1e15	4.2						
HD 149757	-17	4.3 ± 0.1e12	2.7	2.1 ± 0.1e15	2.9						
HD 149757	-29	3.9 ± 1.0e11	2.0	8.1 ± 0.2e14	2.8						
HD 160578	-27	1.1 ± 0.3e11	4.2	2.3 ± 0.3e14	5.3	C II	1.7 ± 1.1e16	3.6	C II*	8.0 ± 1.3e12	3.9
HD 202904	-22	1.3 ± 0.1e12	4.2	3.6 ± 1.9e14	6.2	C II	8.4 ± 7.4e15	5.7	C II*	2.4 ± 0.1e13	2.9
HD 202904	-13	1.2 ± 0.1e12	2.5	1.2 ± 0.1e15	7.8	C II	1.8 ± 0.5e16	6.4	C II*	6.4 ± 0.1e13	5.1
HD 203374	-18	1.2 ± 0.1e14	7.4	1.2 ± 0.2e16	9.6	Si I	1.8 ± 0.2e12	8.8	Si II	1.4 ± 0.2e16	8.9
HD 206267	-13	1.7 ± 0.1e14	4.7	1.1 ± 0.1e16	7.3	Si I	2.3 ± 0.2e12	5.8	Si II	1.0 ± 0.1e16	6.4
HD 209339	-15	1.2 ± 0.1e14	3.4	1.2 ± 0.1e16	7.1	Si I	1.2 ± 0.3e12	7.8	Si II	9.0 ± 2.1e15	6.9
HD 210839	-31	2.9 ± 0.3e13	2.5	1.9 ± 0.1e15	7.0	Si I	4.9 ± 1.5e11	1.9	Si II	1.4 ± 0.1e15	5.8
HD 210839	-13	8.5 ± 0.1e13	3.9	1.0 ± 0.1e16	6.5	Si I	1.3 ± 0.1e12	4.0	Si II	9.0 ± 0.3e15	7.6

Таблица 54. Вычисленные электронные концентрации (Gnaciński et al. 2007).

Star	v [km s ⁻¹]	n_e [cm ⁻³]	n_e^{MAX} [cm ⁻³]	HI [log $N(\text{HI})$]	ref ^a	H ₂ [log $N(\text{H}_2)$]	ref ^a	CH ^{+b} [mÅ]	CH ^b [mÅ]
HD 24534	18	2.5 ^{+0.2} _{-0.2}	6.7 ^{+0.6} _{-0.6}	20.73	3	20.92	1	3.2 ± 0.4	24.1 ± 0.5
HD 160578	-27	0.009 ^{+0.02} _{-0.004}	0.14 ^{+0.06} _{-0.05}	20.19	3				
HD 202904	-22	0.06 ^{+0.38} _{-0.03}	0.9 ^{+1.3} _{-0.4}	20.68	4	19.15	4		
HD 202904	-13	0.06 ^{+0.02} _{-0.01}	0.26 ^{+0.04} _{-0.04}						
HD 203374	-18	0.66 ^{+0.22} _{-0.16}	2.7 ^{+0.5} _{-0.4}						
HD 206267	-13	1.1 ^{+0.3} _{-0.2}	4.3 ^{+0.2} _{-0.2}	21.30	5	20.86	1	11.3 ± 0.8	21.7 ± 0.9
HD 209339	-15	0.7 ^{+0.4} _{-0.3}	2.7 ^{+0.2} _{-0.2}						
HD 210839	-31	1.7 ^{+0.5} _{-0.5}	4.1 ^{+0.6} _{-0.5}	21.15	3	20.84	1	11.3 ± 0.8	22.3 ± 0.4
HD 210839	-13	0.72 ^{+0.1} _{-0.09}	2.24 ^{+0.08} _{-0.07}						
Directions with the electron density calculated with the formula $n_e = n_e^{\text{MAX}}/2.84$ from the Mg column densities.									
HD 24912	14	0.09 ^{+0.02} _{-0.02}	0.24 ^{+0.05} _{-0.04}	21.05	3	20.53	2	21.13 ± 0.19	10.1 ± 0.3
HD 74455	25	0.27 ^{+0.02} _{-0.02}	0.76 ^{+0.05} _{-0.04}	20.73	3	19.74	6	1.0 ± 0.3	1.9 ± 0.5
HD 74455	5	3.0 ^{+0.9} _{-0.6}	8.6 ^{+2.6} _{-1.7}						
HD 74455	-160	2.4 ^{+0.09} _{-0.08}	6.7 ^{+0.3} _{-0.2}						
HD 91316	-8	0.17 ^{+0.02} _{-0.02}	0.48 ^{+0.07} _{-0.07}	20.44	3	15.61	7		
HD 91316	17	0.17 ^{+0.04} _{-0.04}	0.5 ^{+0.1} _{-0.1}						
HD 141637	-7	0.109 ^{+0.005} _{-0.004}	0.31 ^{+0.01} _{-0.01}	21.18	3	19.23	4		
HD 141637	-12	0.12 ^{+0.02} _{-0.02}	0.33 ^{+0.07} _{-0.05}						
HD 147165	-9	1.2 ^{+0.3} _{-0.2}	3.5 ^{+0.7} _{-0.6}	21.38	3	19.79	2	4.5	2.9
HD 149757	-17	0.192 ^{+0.005} _{-0.006}	0.54 ^{+0.02} _{-0.02}	20.69	3	20.65	2	22.4	18.0
HD 149757	-29	0.046 ^{+0.013} _{-0.012}	0.13 ^{+0.04} _{-0.04}						

Таблица 55. Переменность эквивалентной ширины диффузных полос в спектре HD 188209 (Galazutdinov et al. 1999). ДМП 6203 и 6205 измерены как единая структура.

DIB	JD = 2450583.5243	JD = 2450584.4556	JD = 2450585.4229
5780 Å	98 ± 5	101 ± 4	96 ± 5
5797 Å	41 ± 3	30 ± 3	20 ± 3
6614 Å	37 ± 4	30 ± 4	20 ± 4
6196 Å	21 ± 3	19 ± 3	18 ± 4
6203-5 ÅÅ	42 ± 6	34 ± 5	21 ± 6

Таблица 56. Эквивалентные ширины главных ДМП в спектрах звезд Ae/Be Хербига (Galazutdinov et al. 2003a)

HD	SpL	V	DIB5780	DIB5797
31648	A5 Vp ^a	7.73	59±5	<5
36917	A0V ^c	8.03	83±7	52±5
50138	B5 III ^b	6.583	51±6	19±4
179218	A0 IVe ^a	7.2	107±6	<11
190073	A2 IVev ^a	7.2	85±5	<12
250550	A0 ^c	9.57	107±6	11.7±2

Таблица 57. Эквивалентные ширины (mÅ) избранных межзвездных линий в спектре HD 143275 (Galazutdinov & Krelowski, 2006).

Observation ^a	Date	Ca II K	K I (7698)	CH ⁺	CH	5780 Å Band	5797 Å Band	6196 Å Band	6614 Å Band
CFHT	1989 Sep 15	71 ± 3	15 ± 1
McD	1993 May 3	75 ± 4	13 ± 1	7.4 ± 1	27 ± 3
SAO	1996 May 5	38 ± 2	32 ± 3	4.9 ± 1.5	1.4 ± 0.6	72 ± 2	28 ± 4
PdM	1997 Apr 15	32 ± 5	...	4.5 ± 1	2.0 ± 0.6
T061	2001 May 4	35 ± 1.5	35 ± 5	28 ± 4
T140	2003 Mar 9	35 ± 1.5	25 ± 3	...	2.0 ± 0.3
Fer	2004 May 4	35 ± 1	29 ± 1	3.8 ± 0.2	1.5 ± 0.4	72 ± 3	13 ± 2	6.5 ± 0.	32 ± 2
T151	2004 May 22	32 ± 1.5	...	3.5 ± 0.5	2.3 ± 0.4
T152	2004 May 23	34 ± 1	...	3.5 ± 0.5	2.4 ± 0.3
BOES	2004 May 29	35 ± 3	27 ± 2	3.5 ± 0.8	2.5 ± 0.5	72 ± 1	13 ± 3	...	32 ± 3

Таблица 58. Мониторинг изменений эквивалентной ширины линий CH и CH⁺ (mÅ) со временем (Krełowski et al 2020a).

date	CH ⁺ 4232 Å				CH 4300 Å				JD(2450000)	facility
	integrated		profile fit		integrated		profile fit			
	EW	ΔEW	EW	ΔEW	EW	ΔEW	EW	ΔEW		
1997-11-14	43.9	2.2	41.8	2.6	51.3	2.2	50.4	3.1	766.5	Terskol ^(a)
1997-11-19	49.1	2.5	46.3	4.4	55.6	2.7	55.4	4.0	771.5	Terskol ^(a)
2004-02-05	44.4	0.6	45.2	1.0	53.8	0.7	52.7	0.7	3040.5	BOES
2004-03-07	45.2	0.5	45.9	1.0	54.2	0.8	52.7	1.0	3071.5	BOES
2004-08-27	47.8	0.8	45.0	0.9	55.7	0.8	52.0	0.8	3244.5	Terskol ^(b)
2005-12-18	41.4	0.9	41.5	0.9	51.3	0.9	50.4	0.9	3447.5	UVES
2005-04-03	45.4	1.3	43.6	1.3	54.6	1.3	51.5	1.3	3463.5	Terskol ^(b)
2005-04-06	47.5	1.2	44.8	1.1	52.6	1.1	52.6	1.1	3466.5	Terskol ^(b)
2005-04-13	45.9	1.1	43.3	1.2	54.4	1.1	54.4	1.1	3473.5	Terskol ^(b)
2006-10-07	43.8	0.7	42.3	0.9	54.3	0.9	52.8	0.6	4015.5	BOES
2007-12-04	46.8	2.1	46.1	2.7	55.5	2.8	54.3	2.9	4439.5	Terskol ^(a)
2008-01-16	45.6	0.6	46.0	0.8	55.3	1.5	54.1	1.2	4481.5	Terskol ^(a)
2008-02-01	48.3	0.5	48.3	0.5	56.6	0.5	56.6	0.5	4497.5	BOES
2008-02-02	47.8	0.8	47.8	0.8	55.5	0.6	53.4	0.7	4498.5	BOES
2010-02-27	44.7	1.0	43.7	0.6	56.3	1.6	53.5	0.4	5254.5	Espadon
2010-12-24	45.0	0.7	45.3	1.3	51.4	0.6	51.6	1.6	5554.0	Terskol ^(a)
2011-01-13	44.8	1.2	42.1	1.8	52.4	1.2	52.8	1.8	5574.5	Terskol ^(a)
2011-12-14	38.0	1.7	37.6	2.3	50.0	1.8	49.2	2.1	5909.5	Terskol ^(a)
2011-12-29	40.7	1.4	37.7	1.7	52.1	1.8	50.8	1.8	5924.5	Terskol ^(a)
2012-01-06	38.3	0.7	38.6	1.8	49.8	1.1	50.2	2.4	5932.0	Terskol ^(a)
2012-01-12	37.1	0.5	37.7	0.5	52.1	0.4	49.1	0.3	5938.5	MIKE
2013-11-15	37.0	1.5	34.7	1.4	53.4	1.4	49.1	1.3	6611.5	HARPS-N
2014-03-14	32.4	2.3	33.8	2.3	45.6	1.6	46.6	2.0	6730.5	Terskol ^(a)
2014-08-17	30.5	0.9	32.5	1.5	45.1	0.7	44.5	1.6	6887.5	Terskol ^(a)
2014-09-09	32.6	0.7	32.4	1.0	50.5	0.9	48.1	1.2	6910.5	MIKE
2014-10-08	31.6	1.2	31.4	1.8	46.5	1.3	45.9	1.7	6938.5	Terskol ^(a)
2014-12-26	32.6	2.7	32.9	2.9	44.4	1.5	43.7	2.8	7017.5	Terskol ^(a)
2015-01-13	31.5	1.9	31.0	2.2	45.0	1.4	44.1	2.0	7035.5	Terskol ^(a)
2015-01-14	30.8	1.5	30.1	2.1	46.8	1.6	45.4	1.6	7036.5	Terskol ^(a)
2015-10-30	29.9	0.5	29.8	0.5	45.8	0.6	44.9	0.9	7326.3	BOES
2016-05-02	31.2	7.9	31.3	6.8	45.3	6.8	44.6	6.2	7510.5	Terskol ^(a)
2016-08-20	29.0	2.6	29.5	2.6	44.1	2.2	44.1	2.2	7620.5	Terskol ^(a)
2016-08-22	27.9	2.3	28.4	2.3	44.8	2.2	44.5	2.2	7622.5	Terskol ^(a)
2017-09-03	39.6	2.3	38.6	2.0	48.4	2.3	46.8	2.0	7999.5	Terskol ^(c)
2017-09-05	35.4	1.4	35.3	1.4	47.9	1.6	46.8	1.6	8001.5	Terskol ^(c)
2017-09-11	38.2	2.0	37.5	1.6	46.6	1.4	46.0	1.4	8007.5	Terskol ^(c)
2017-09-13	36.4	2.0	36.6	2.0	46.9	1.1	46.8	1.1	8009.5	Terskol ^(c)
2017-12-28	37.0	1.9	36.5	1.9	46.4	1.6	45.2	1.6	8115.5	Terskol ^(c)
2017-12-30	38.9	0.4	37.5	0.4	47.3	0.6	47.7	0.6	8117.5	MIKE
2018-08-25	33.0	2.0	32.3	2.0	45.4	2.2	44.3	2.2	8356.5	Terskol ^(c)
2018-08-28	36.9	1.9	34.8	1.9	46.4	2.3	45.5	2.3	8358.5	Terskol ^(c)
2018-09-04	34.4	1.9	33.9	1.9	44.4	1.8	44.1	1.8	8365.5	Terskol ^(c)
2018-09-20	35.0	2.2	34.2	2.2	46.4	2.3	45.7	2.3	8382.5	Terskol ^(c)
2018-12-02	37.6	2.1	36.2	2.1	44.5	2.2	44.3	2.2	8455.3	Terskol ^(c)
2018-12-03	36.6	1.5	35.2	1.5	45.5	1.5	44.1	1.5	8456.2	Terskol ^(c)
2019-04-07	34.6	1.3	34.4	0.5	46.1	2.3	44.8	0.6	8581.3	Terskol ^(c)

(a) $R = 45,000$; (b) $R = 120,000$; (c) $R = 60,000$.

Таблица 59. Средняя эквивалентная ширина межзвездных линий (mÅ) за указанный период времени в спектрах AE Aur (Krełowski et al. 2017a).

feature	1997–2008	2013–2016
5780	176.0 ± 8.0	180.2 ± 6.1
5797	58.4 ± 4.4	60.9 ± 4.9
6196	21.9 ± 1.9	21.6 ± 2.1
6379	19.0 ± 3.5	20.6 ± 3.5
6614	63.3 ± 7.0	67.4 ± 2.9
CN ⁺ 4232	45.5 ± 2.5	32.9 ± 2.8
CN4300	54.2 ± 1.9	48.1 ± 2.0

Таблица 60. Лучевые скорости и эквивалентные ширины межзвездных линий в спектре HD73882 для двух дат: 2006.01.11 (UVES) и 2012.01.11 (MIKE).

line	UVES		MIKE	
	RV	EW	RV	EW
Fe3859.9114	+20.2 ± 1.0	1.68 ± 0.15	+18.3 ± 0.2	3.89 ± 0.56
	+11.0 ± 0.1	0.60 ± 0.07		
CN3873.994	+22.5 ± 0.1	19.73 ± 0.08	+22.1 ± 0.2	19.75 ± 0.30
CN3874.602	+22.6 ± 0.1	33.76 ± 0.08	+22.1 ± 0.2	33.22 ± 0.30
CN3875.759	+22.5 ± 0.1	11.89 ± 0.08	+22.1 ± 0.3	12.07 ± 0.30
CN3878.768	+22.8 ± 0.2	2.57 ± 0.10	+22.1 ± 0.1	2.39 ± 0.34
CN3886.409	+22.3 ± 0.2	6.89 ± 0.09	+21.8 ± 0.2	7.23 ± 0.31
CN3890.217	+22.1 ± 0.2	4.60 ± 0.09	+21.8 ± 0.2	4.67 ± 0.30
CaIIK	+24.4 ± 0.2:	271.51 ± 0.38	+21.9 ± 0.2	272.80 ± 1.00
CN+3957.689	+22.0 ± 0.1	10.15 ± 0.16	+21.6 ± 0.1	10.33 ± 0.39
CaIIH	+24.4 ± 0.2:	166.30 ± 0.36	+22.1 ± 0.2	167.68 ± 0.90
CaI4226.728	+17.6 ± 0.2	1.40 ± 0.10	+16.9 ± 0.1	7.06 ± 0.43
	+22.5 ± 0.2:	1.85 ± 0.20		
	+35.6 ± 0.3	1.05 ± 0.11	+35.4 ± 0.2	0.60 ± 0.10
CN+4232.548	+22.4 ± 0.1	17.64 ± 0.13	+21.6 ± 0.1	18.04 ± 0.30
CN4300.313	+22.2 ± 0.1	24.40 ± 0.12	+21.8 ± 0.1	24.08 ± 0.21
DIB4726.33	+20.3 ± 2.0	54.73 ± 2.52	+23.0 ± 5.0	48.10 ± 8.00
DIB4762.52	+33.0 ± 3.0	39.49 ± 2.42	+36.0 ± 5.0	38.16 ± 4.00
DIB4780.02*	+29.5 ± 1.0	15.76 ± 1.42	+27.0 ± 5.0	17.03 ± 2.40
DIB4963.85	+22.3 ± 0.3	7.96 ± 0.50	+22.6 ± 0.4	8.55 ± 1.04

Таблица 61. Амплитуда изменений параметров ДМП. (Krelowski et al. 20121)

$\lambda_{\text{cen}} (\text{\AA})$		FWHM (km s^{-1})	
min	max	min	max
5780.34	5781.10	95	134
5796.99	5797.20	29	60
6613.52	6613.96	39	74
6195.90	6196.04	16	28

Таблица 62. FWHM (км/с) диффузных полос 6196 и 6614. Объекты Sco OB2 с расщепленным профилем ДМП 6196 приведены в верхней части таблицы, расстояние между расщепленными пиками (км/с) указано в скобках в столбце «6196». Спектрографы: s, CES; c, ESPaDOnS; h, HARPS; e, ESPRESSO; m, MIKE; n, HARRPS-N; u, UVES. Оценки температуры, взятые из Kazmierczak et al. (2009, 2010), выделены жирным шрифтом. Наши оценки температуры C_2 основаны на спектрах UVES, поскольку полоса Филлипса (2,0) недоступна в спектрах HARPS или ESPRESSO. (Galazutdinov & Krelowski 2023)

Object	Ins.	RA2000	Dec2000	V	$E(B-V)$	SpL	6196	6614	CN(T_{01})	$C_2(T_{02})$	$C_2(T_{04})$
HD145502	cus	16 11 59.7	-19 27 38.5	4.00	0.29	B2V	21(7)	42			
HD147165	hus	16 21 11.3	-25 35 34.1	2.89	0.41	B1III	22(7)	44			
HD147889	hu	16 25 24.3	-24 27 56.6	7.90	1.06	B2III	25(9)	46	3.54 ± 0.10	49 ± 7	62 ± 3
HD147933	heu	16 25 35.1	-23 26 49.8	5.05	0.47	B2V	23(7)	43	3.17 ± 0.26	52 ± 4	65 ± 15
HD148184	eu	16 27 01.4	-18 27 22.5	4.43	0.52	B2V	24(9)	41	3.00 ± 0.44	25 ± 5	64 ± 15
HD149757	cus	16 37 09.5	-10 34 01.5	2.56	0.31	O9.2IV	23(8)	42	2.90 ± 0.02	30 ± 9	70 ± 19
						Mean:	23 ± 1.4	43 ± 1.9	2.93 ± 0.07	41.6 ± 7.1	65.3 ± 0.8
HD 23180	eu	03 44 19.1	+ 32 17 17.7	3.83	0.29	B1III	18	41	2.78 ± 0.41	20 ± 7	35 ± 10
HD 24398	nu	03 54 07.9	+ 31 53 01.1	2.85	0.32	B1Ib	18	40	2.95 ± 0.30	19 ± 15	38 ± 6
HD 24534	ce	03 55 23.1	+ 31 02 45.0	6.72	0.36	O9.5III	18	40	3.29 ± 0.26	34 ± 33	51 ± 20
HD 24912	cun	03 58 57.9	+ 35 47 27.7	4.06	0.35	O7.5III	17	43			
HD152233	hm	16 54 03.6	-41 47 29.8	6.59	0.45	O6II(f)	19	44	2.32 ± 0.33		
HD163800	hu	17 58 57.3	-22 31 03.2	7.00	0.59	O7.5III	19	41	3.05 ± 0.17	25 ± 8	56 ± 8
HD179406	hus	19 12 40.7	-07 56 22.3	5.34	0.33	B3IV	16	40	2.94 ± 0.15	38 ± 12	59 ± 9
HD180554	eu	19 16 13.0	+ 21 23 25.5	4.77	0.15	B4IV	17	39	3.53 ± 0.66	21 ± 13	51 ± 13
						Mean:	17.8 ± 1.0	41 ± 1.7	2.98 ± 0.14	26.2 ± 3.3	46.4 ± 4.3

Таблица 63. Лабораторные и астрономические данные с оценкой верхнего предела содержания указанных молекул (Motylewski et al. 2000).

CHAIN	LABORATORY				ASTRONOMICAL			
	$\lambda_{\text{air}} (\text{\AA})$	Reference	f_{0-0}^a	FWHM (\AA)	Star	rms	$W_{\lambda, \text{max}}$	$N_{\text{max}} (10^{12} \text{ cm}^{-2})$
C ₆ H.....	5265.756 (3) ^b	1	0.06	1.0	HD 190603	0.0043	0.021	1.43
					HD 207198	0.0032	0.016	1.09
C ₈ H.....	6258.66 (8) ^c	2	0.08	1.7	HD 210839	0.0017	0.014	0.50
					HD 207198	0.0037	0.031	1.12
C ₁₀ H.....	7140.9 (5) ^c	2	0.10	4.0	HD 207198	0.0036	0.072	1.59
					HD 210839	0.0044	0.088	1.95
C ₁₂ H.....	7904.5 (3) ^c	3	0.12	2.8	HD 210839	0.0066	0.092	1.39
					HD 207198	0.0076	0.106	1.60
HC ₄ H ⁺	5068.650 (3) ^b	3, 4	0.04	2.0	HD 207198	0.0046	0.046	5.06
HC ₆ H ⁺	6002.138 (3) ^b	3, 5	0.06	1.2	HD 210839	0.0015	0.009	0.47
HC ₈ H ⁺	7067.82 (2) ^b	3, 4	0.08	1.9	HD 207198	0.0036	0.034	0.96
					BD +40°4220	0.0058	0.055	1.55
NC ₄ N ⁺	5957.738 (3) ^b	3, 6	0.06	1.4	HD 210839	0.005 ^d	0.007 ^d	0.37
NC ₆ N ⁺	6557.52 (3) ^b	3	0.08	1.2	Obscured by H α line			
NC ₅ N ⁺	5819.27 (2) ^b	3, 6	0.06	1.6	HD 207198		0.011 ^e	0.61

Таблица 64. Результаты сравнения ДМП со спектрами катионов ПАУ из неоновых матриц (Salama et al. 1999).

λ PAH* (Ne matrix data)	HD 207198 Sp = O9 Iie $E(B - V) = 0.60$	BD +40°4220 Sp = O7e $E(B - V) = 1.96$	HD 195592 Sp = O9.5 Iae $E(B - V) = 1.14$	HD 190603 Sp = B1.5 Iae $E(B - V) = 0.72$	HD 187459 Sp = B0.5 I $E(B - V) = 0.41$
3442 TetracB
4227 B(e)PyrA	Blended with interstellar Ca I (4226, 734), 9.5%, 18 mÅ	Interstellar Ca I 4226.73, 5.5%, 4 mÅ	Interstellar Ca I 4226.73, 10 mÅ
4395 PyreneA
4442 1MePyrA	DIB 4428.88, 6.5%, 450 mÅ	DIB 4428.88, 4.5%, 400 mÅ	DIB 4428.88, 3%, 200 mÅ
4456 4MePyrA
4499 COHPyrA	DIB 4501.8, 4%, 140 mÅ	...	DIB 4501.8 blended with stellar lines	DIB 4501.8, 3.5%, 100 mÅ	DIB 4501.8, 2.5%, 63 mÅ
4580 4MePyrB
4590 Corona
4987 COHPyrB	DIB 4963.96, 4.5%, 31 mÅ DIB 4969.67, 1.2%, 10 mÅ DIB 4984.73, 3%, 13 mÅ	Low S/N (here and above)	DIB 4963.96, 5.3%, 30 mÅ DIB 4969.67, 2%, 30 mÅ DIB 4984.73, 2%, 30 mÅ	DIB 4963.96, 1.5%, 15 mÅ DIB 4969.67, 1.3%, 10 mÅ DIB 4984.73, 1%, 8 mÅ	DIB 4963.96, 2%, 15 mÅ DIB 4984.73, 1.5%, 3 mÅ
5022 b(gh)perA	...	New feature 5025, 7%, 2 mÅ
5251 PeryIA	DIB 6116.65, 2.5%, 19 mÅ	DIB 6116.65, 3.3%, 28 mÅ DIB 6491.88, 2.5%, 22 mÅ	...	DIB 6116.65, 2%, 9 mÅ DIB 6491.88, 4.5%, 22 mÅ	...
6120 NaphIB2 (projected value)*	...	DIB 6699.37, 4.7%, 35 mÅ	...	DIB 6699.37, 2%, 19 mÅ	...
6489 NaphIB1*	...	DIB 6701.98, 3.5%, 10 mÅ	...	DIB 6699.37, 2%, 19 mÅ	DIB 6699.37, 3%, 20 mÅ
6706 NaphIA*	...	DIB 7249.26, 2.8%, 43 mÅ	...	DIB 7224.18, 15%, 200 mÅ	DIB 6701.98, 1%, 6.5 mÅ
7229 peryIB1	...	DIB 7257.35, 1%, 15 mÅ DIB 7249.26, 2.8%, 43 mÅ	...	DIB 7224.18, 15%, 200 mÅ	DIB 7224.18, 8%, 125 mÅ
7256 peryIB2	...	DIB 7249.26, 2.8%, 43 mÅ DIB 7257.35, 1%, 15 mÅ DIB 7276.7, 6%, 33 mÅ	...	DIB 7224.18, 15%, 200 mÅ DIB 7276.7, 2.5%, 20 mÅ	DIB 7224.18, 8%, 125 mÅ
7580 1MePyrB	DIB 7585.63, 1.8%, 30 mÅ (Stellar C in ?)	DIB 7581.24, 5%, 39 mÅ	...	DIB 7585.5, 1.5%, 26 mÅ	DIB 7562.24, 3.5%, 30 mÅ
7584 b(gh)perB	See above	...	DIB ~7580 as one, 2%, 70 mÅ	DIB 7562.24, 3%, 70 mÅ	...
7588 4MePyrC	See above	...	DIB 7585.63, 1.5%, 30 mÅ	DIB 7579.17, 2%, 32 mÅ	...
8321 PentacB	DIB 8283.45, 1.5%, 44 mÅ	New feature DIB 8321, 6.3%, 44 mÅ	...	DIB 7581.24, 2%, 29 mÅ DIB 7585.63, 1%, 18 mÅ	...
8508 PhenantB*	See above	See above	See above
8648 TetracA	DIB 8621.23, 4.5%, 290 mÅ	DIB 8621.23, 16.6%, 600 mÅ	...	See above	See above
8839 1,2benzanthA	DIB 8283.45, 3.5%, 60 mÅ	DIB 8283.45, 3%, 31 mÅ	...
8919 PhenantA*
9124 B(e)PyrB	DIB 8621.23, 7%, 440 mÅ	DIB 8621.23, 7%, 447 mÅ	DIB 8621.23, 6.5%, 650 mÅ
9310 MePhenA
9433 PentacA
9470 CoronB	...	DIB 9577, 10%, 380 mÅ DIB 9632, 11%, 280 mÅ	DIB 9577, 9%, 300 mÅ DIB 9632, 7.5%, 215 mÅ	DIB 9577, 9%, 300 mÅ DIB 9632 blended with Mg II, 7%, 180 mÅ	...

Note—Tetrac: Tetracene, C₁₈H₁₂⁺; B(e)Pyr: Benzo(e)pyrene, C₂₀H₁₂⁺; Pyrene: Pyrene, C₁₆H₁₀⁺; 1MePyr: 1-Methylpyrene, CH₃C₁₆H₉⁺; COHPyr: 1-Pyrenealdehyde, COHC₁₀H₉⁺; Coron: Coronene, C₂₄H₁₂⁺; b(gh)per: Benzo(ghi)perylene, C₂₂H₁₂⁺; PeryI: Perylene, C₃₀H₁₂⁺; Naphth: Naphthalene, C₁₀H₈⁺; PenIac: Pentacene, C₂₂H₁₄⁺; Phenant: Phenanthrene, C₁₄H₁₀⁺; 1,2benzanth: 1,2-benzanthracene, C₁₈H₁₂⁺; MePhen: Methylphenanthrene, CH₃C₁₄H₉⁺; A = Strongest absorption band in the NUV-NIR range, B = second strongest band, and so forth; *Gas-phase data from CRDS measurements (Romanini et al. 1999) and TOF experiments (Brechignac & Pino 1999).

Таблица 65. Результаты сравнения ДМП со спектрами нейтральных ПАУ в газовой фазе (Salama et al. 2011).

HD	Acenaphthene ^a	Benz[ghi]perylene ^b	2-Methylnaphthalene ^a	Pentacene ^a	Pentacene ^a	Perylene ^c
	λ Peak: 3175.0 Å $\Delta\lambda$: 3174.55–3175.52 $f = 2.2E(-3)^d$	λ Peak: 3689.4 Å $\Delta\lambda$: 3685.9–3690.9 $f = 1.4E(-1)^d$	λ Peak: 3152.7 Å $\Delta\lambda$: 3152.2–3153.2 $f = 2.3E(-3)^d$	λ Peak: 5339.5 Å $\Delta\lambda$: 5336.2–5342.2 $f = 4.1E(-1)^d$	λ Peak: 5362.8 Å $\Delta\lambda$: 5359.3–5365.0 $f = 4.1E(-1)^d$	λ Peak: 4155.0 Å $\Delta\lambda$: 4154.4–4155.7 $f = 2.4E(-1)^d$
110432	330 0.0027 1.72907E13	840 0.0053 0.31295E12	410 0.0021 1.04052E13	1170 0.0050 0.48221E12		760 0.0014 0.38276E11
115842	330 0.0024 1.72907E13	880 0.0046 0.27162E12	470 0.0020 0.99098E13	1100 0.0077 0.74261E12		900 0.0014 0.38276E11
136239				940 0.0132 1.27304E12	1100 0.0385 0.36811E12	
144217	500 0.0018 1.72907E13	1100 0.0044 0.25981E12	640 0.0014 0.69368E13	1280 0.0052 0.50150E12	1550 0.0119 0.11378E12	970 0.0012 0.32808E11
147165	300 0.0028 1.57650E13	700 0.0060 0.35428E12	390 0.0022 1.09008E13			920 0.0014 0.38276E11
148184	280 0.0031 1.22052E13	700 0.0060 0.35428E12	350 0.0024 1.18917E13			980 0.0011 0.30074E11
148379				1000 0.0110 1.06087E12	1750 0.0311 0.29736E12	970 0.0011 0.30074E11
149404	210 0.0037 1.93248E13	640 0.0068 0.40152E12	280 0.0030 1.48647E13	1130 0.0073 0.70403E12	1390 0.0203 0.19409E12	840 0.0013 0.35542E11
149757	410 0.0021 1.1881E13	900 0.0044 0.25981E12	490 0.0019 0.94142E13	1100 0.0048 0.04629E12	1970 0.0073 0.06979E12	930 0.0012 0.32808E11
151932	260 0.0038 1.88163E13	600 0.0077 0.45466E12	370 0.0023 1.13962E13	1090 0.0073 0.70403E12	1600 0.0247 0.23616E12	740 0.0013 0.35542E11
152236	350 0.0024 1.62735E13	800 0.0056 0.33066E12	440 0.0020 0.99098E13			1060 0.0012 0.32808E11
152249	260 0.0031 1.42394E13	730 0.0057 0.33657E12	350 0.0026 1.28827E13	1080 0.0070 0.67509E12	2050 0.0130 0.12430E12	890 0.0013 0.35542E11
154368	240 0.0034 0.91539E13	580 0.0075 0.44285E12	290 0.0033 1.63511E13	1160 0.0075 0.72332E12	1250 0.0124 0.11856E12	760 0.0014 0.38276E11
154445	250 0.0034 1.22052E13	660 0.0076 0.44876E12	430 0.0024 1.18917E13	1300 0.0060 0.57865E12	1400 0.0208 0.19887E12	710 0.0016 0.43744E11
170740	260 0.0034 1.37308E13	560 0.0080 0.47278E12	330 0.0027 1.33782E13	4100 0.0050 0.48221E12	4300 0.0236 0.22565E12	780 0.0014 0.38276E11
average	1000 0.0006 0.30513E13	2500 0.0021 0.12399E12	930 0.0010 0.49549E13			2100 0.0007 0.19138E11
HD	Phenanthrene ^a	Pyrene ^a	C ₁₂ H ₁₈ ^e	C ₁₂ H ₁₈ ^e	Benzofluorene ^f	Anthracene ^g
	λ Peak: 3408.4 Å $\Delta\lambda$: 3407.7–3409.1 $f = 2.3E(-2)^d$	λ Peak: 3205.8 Å $\Delta\lambda$: 3199.0–3215.2 $f = 1.6E(-1)^d$	λ Peak: 4264.1 Å $\Delta\lambda$: 4263.35–4264.85 $f = 8.5E(-4)$	λ Peak: 4335.2 Å $\Delta\lambda$: 4334.45–4335.95 $f = 2.4E(-4)$	λ Peak: 3345.1 Å $\Delta\lambda$: 3345–3345.2 $f = 2.4E(-2)$	λ Peak: 3611.8 Å $\Delta\lambda$: 3611.6–3612.0 $f = 1.0E(-2)$
110432	830 0.0015 0.63444E12	400 0.0359 0.24609E13	950 0.0013 9.46039E13	660 0.0020 4.92834E14	650 0.0003 1.26232E12	860 0.0004 3.46490E12
115842	845 0.0017 0.71903E12	430 0.0315 0.21593E13	950 0.0015 1.09158E14	610 0.0022 5.42116E14	560 0.0003 1.26232E12	780 0.0004 3.46490E12
136239			520 0.0026 1.89208E14	315 0.0041 1.01031E15	180 0.0012 5.04929E12	330 0.0011 9.52848E12
144217	1250 0.0009 0.38066E12	570 0.0250 0.17137E13	1110 0.0012 8.73267E13	680 0.0018 4.43551E14	1220 0.0002 8.41548E11	780 0.0004 3.46490E12
147165			850 0.0016 1.16436E14	500 0.0025 3.75786E14		450 0.0008 6.92981E12
148184	870 0.0015 0.63444E12		630 0.0023 1.67355E14	630 0.0019 2.85597E14	670 0.0004 2.75918E12	550 0.0008 6.92981E12
148379			1030 0.0013 9.46039E13	500 0.0024 3.60754E14	220 0.0009 6.20815E12	180 0.0021 1.81907E13
149404	760 0.0017 0.71903E12	300 0.0459 0.31464E13	860 0.0016 1.16436E14	590 0.0021 3.15660E14	440 0.0003 2.06938E12	670 0.0005 4.33113E12
149757	1100 0.0013 0.54985E12	480 0.0311 0.21319E13	1030 0.0014 1.01881E14	600 0.0023 3.45723E14	730 0.0003 2.06938E12	730 0.0004 3.46490E12
151932	840 0.0014 0.59214E12	370 0.0352 0.24129E13	910 0.0015 1.09158E14	550 0.0022 3.30691E14	535 0.0003 2.06938E12	580 0.0006 5.19735E12
152236	1020 0.0012 0.50755E12	420 0.0331 0.22690E13	1210 0.0011 8.00495E13	710 0.0018 2.70566E14	740 0.0002 1.37959E12	700 0.0004 3.46490E12
152249	910 0.0013 0.54985E12	370 0.0367 0.25158E13	880 0.0015 1.09158E14	510 0.0025 3.75786E14	545 0.0004 2.75918E12	620 0.0006 5.19735E12
154368	550 0.0024 1.01511E12	320 0.0414 0.28379E13	820 0.0017 8.23758E13	510 0.0026 3.90817E14	500 0.0004 2.75918E12	520 0.0007 6.06358E12
154445	880 0.0014 0.59214E12	380 0.0380 0.26049E13	930 0.0014 6.78392E13	500 0.0025 3.75786E14	570 0.0003 2.06938E12	580 0.0005 4.33113E12
170740	665 0.0019 0.80362E12	320 0.0425 0.29133E13	850 0.0015 1.09158E14	500 0.0027 4.05848E14	380 0.0005 3.44897E12	
average	2250 0.0005 0.21148E12	1000 0.0141 0.09665E13	2790 0.0011 8.00495E13	2000 0.0010 1.50314E14	1900 0.0001 6.89793E11	1730 0.0003 2.59868E12

Notes. Signal-to-noise ratio (S/N), equivalent width (EW in Å), and corresponding column density (c.d. in cm⁻²) values are given for each PAH band. $\Delta\lambda$ represents the wavelength range that was used to derive upper limits for the column densities of the strongest features.

^a This work; ^b Tan & Salama (2005b); ^c Tan & Salama (2005a); ^d Tan et al. (2011); ^e Kokkin et al. (2008); ^f Rouillé et al. (2009); ^g Staicu et al. (2006); ^h Hermine (1994).

Таблица 66. Измерения эквивалентных ширин (мÅ) и FWHM (км/с), R – разрешающая способность ($\times 1000$); S/N – отношение сигнал/шум в области 5790 Å; depth – глубина линии в процентах; DR – отношение глубины диффузных полос 5797/5780 .

Target HD/Name	$E(B-V)$	R	S/N	CH 4300		DIB 5780			DIB 5797			DR
				EW	FWHM	EW	FWHM	depth	EW	FWHM	depth	
147889	1.1	90	460	49.7±0.4	4.4	361±6	112	15.7±0.2	157±3	42	16.9	1.07
204827	1.1	45	390	63.9±0.1	10.6	233±9	98	11.4±0.2	193±4	37	21.9	1.92
207538	0.6	90	260	32.2±0.1	8.1	270±11	104	12.4±0.2	176±6	39	19.5	1.57
278942	1.3	90	230	54.5±2.0	8.3	265±11	116	12.0±0.2	141±6	34	16.0	1.33
281159	0.9	45	370	37.3±0.4	9.3	312±7	116	13.6±0.2	98±4	44	10.6	0.78
Cernis 52	0.8	30	100	45.0±5.0	9.2	197±23	100	9.0±2.0	103±7	37	14.0	1.56

Таблица 67. Измерения эквивалентных ширин (мÅ) и FWHM (dw , км/с). Galazutdinov et al. 2002b).

HD	SpL	E_{B-V}	$v \sin i$	5780	5797	CH	CN	6196	6614	dw_{6196}	dw_{6614}
144217	B0.5V	0.17	130	161 ± 4	15.3 ± 0.5	2.1 ± 0.2	0 ± 10	12.1 ± 0.7	50.8 ± 2.0	21.0	42.0
144470	B1V	0.18	142	183 ± 5	24.0 ± 2.0	n/a	n/a	12.0 ± 0.6	57.8 ± 1.6	18.0	41.5
145502	B2IV	0.20	199	178 ± 4	34.0 ± 2.0	5.2 ± 0.3	n/a	15.8 ± 0.8	57.8 ± 2.0	20.0	41.5
147165	B1III	0.30	53	243 ± 2	26.0 ± 3.0	2.9 ± 0.3	0 ± 0.2	15.1 ± 0.6	60.2 ± 1.2	20.0	43.5
149757	O9V	0.29	379	70 ± 1	31.0 ± 1.0	18.0 ± 0.6	7 ± 0.2	10.6 ± 0.5	45.3 ± 1.3	23.5	42.0
179406	B3V	0.31	150	148 ± 3	71.0 ± 1.0	16.0 ± 1.0	12 ± 1	19.8 ± 0.7	96.8 ± 2.2	16.0	40.0
184915	B0.5III	0.22	259	158 ± 3	23.6 ± 0.4	5.0 ± 0.5	0 ± 10	16.4 ± 1.0	76.4 ± 1.6	16.0	43.0

Таблица 68. Разделение пиков ДМП 6614 (Cami et al. 2004). Примечание: ^a - Savage et al. (1977).

Star	$\Delta\nu_{12}$ (cm ⁻¹)	$\Delta\nu_{23}$ (cm ⁻¹)	$\Delta\nu_{13}$ (cm ⁻¹)	T_{rot} (K)	T_{H_2} ^a (K)
HD 144217	0.774	0.753	1.527	25.5 ⁺⁶ ₋₄	88
HD 145502	0.775	0.743	1.518	25.3 ⁺⁶ ₋₄	90
HD 147165	0.771	0.735	1.507	24.9 ⁺⁶ ₋₄	64
HD 144470	0.744	0.736	1.481	23.6 ⁺⁶ ₋₄	73
HD 179406	0.719	0.667	1.386	21.5 ⁺⁵ ₋₄	...
HD 149757	0.723	0.633	1.356	21.2 ⁺⁵ ₋₄	54
HD 184915	0.712	0.618	1.330	21.0 ⁺⁵ ₋₃	69

Таблица 69. Параметры аппроксимирующей модели (Bernstein et al. 2018). ^a - вращательная постоянная нижнего уровня переход; ^b – FWHM; ^c – расщепление; Δv , и веса компонентов дублета 6614 даны на рисунках 5.71 и 5.72. ^d – в качестве носителя рассмотрен фуллерен: почти сферический, слегка сплюснутый (см. рисунок 5.69).

Observation	$B(\text{cm}^{-1})^a$	$\Delta B/B(\%)$	$C(\text{cm}^{-1})$	$\Delta C/C(\%)$	$T_{\text{rot}}(\text{K})$	$J_{\text{max}} = K_{\text{max}}$	ζ	$\gamma_G(\text{cm}^{-1})^b$
HD 145502 $\lambda 6614^c$	0.0232	-0.70	0.0096	0.0	50	26	-0.60	0.30
HD 179406 $\lambda 6614^c$	0.0232	-0.70	0.0096	0.0	18	26	-0.60	0.28
HD 145502 $\lambda 6196$	0.0232	1.7	0.0096	0.0	7.0	26	0.62	0.32
HD 179406 $\lambda 6196$	0.0232	1.7	0.0096	0.0	3.5	26	0.62	0.30
HD 145502 $\lambda 6614^d$	0.0232	-0.70	0.0213	0.0	150	27	0.30	0.30
HD 145502 $\lambda 6196^d$	0.0232	2.6	0.0213	0.0	7.0	27	0.82	0.32

Таблица 70. Основные параметры выборки покрасневших звезд. Указаны эффективная температура, $T_{\text{eff}}(\text{K})$; логарифм силы тяжести, $\log g$ (cm/c^2); микротурбулентная скорость, v_{turb} (км/с); проекция скорости вращения, $v \sin i$ (км/с); содержание химических элементов относительно солнечной, $[X/H]$ (dex). (Galazutdinov et al. 2017).

Star	T_{eff}	$\log g$	v_{turb}	$v \sin i$	He	C	N	Abundance $[X/H]$					
								O	Fe	Si	Mg	Al	Ne
CD-324348	19,500	2.45	9	36	+0.30	-0.30	+0.30	-0.30	-0.20	+0.50	+0.30	-0.30	+0.20
BD-145037	18,000	1.80	10	42	+0.30	+0.10	+0.30	+0.10	+0.20	+0.30	+0.10	+0.20	
HD 23180	24,000	3.45	13	78	+0.15	-0.10	-0.20	-0.10	-0.20	-0.40	-0.25		
HD 27778	15,500	3.80	5	92	+0.20	-0.05	-0.20	+0.05	-0.40	-0.40	-0.50		
HD 63804*	9,400?	1.10?	6?	?	+0.15:	-0.20:			-0.20:		-0.30:		
HD 76341	34,000	3.70	13	66	+0.25	+0.20	+0.40	+0.20		+0.40	-0.05	-0.10	+0.20
HD 78344	31,000	3.30	13	98	+0.30	+0.30	+0.50	+0.30		+0.50	+0.10	+0.10	+0.30
HD 80077	17,000	2.00	15	47	+0.05	-0.40	+0.40	+0.10	+0.10	+0.40	-0.05	+0.10	
HD136239	17,000	1.80	11	43	+0.40	+0.30	+0.50	+0.30	+0.20	+0.50	+0.30	+0.20	
HD145502	21,000	4.00	8	98	-0.10	-0.70	+0.40	+0.05	-0.20	+0.15	-0.60		
HD147888	16,000	4.10	5	104	-0.10	-0.10	-0.10	+0.00	-0.30	-0.10	-0.50		
HD148379	17,000	1.70	14	51	+0.30	-0.10	+0.30	+0.10	+0.10	+0.20	+0.10	+0.00	
HD148605	20,500	4.20	11	145	+0.15	-0.30	-0.40	-0.30	-0.60	-0.60	-0.60		
HD167264	29,000	3.20	16	82	+0.35	+0.10	+0.30	+0.25	-0.20	-0.10	+0.00		
HD168625	14,000	2.00	10	52	+0.00	-0.20	+0.25	-0.05	-0.10	+0.05	+0.05	+0.00	
HD169454	21,000	2.10	16	39	+0.10	+0.30	+0.50	+0.30		+0.60	+0.30	+0.20	+0.20
HD170740	21,000	3.90	10	40	+0.00	-0.05	-0.15	-0.20	-0.40	-0.40	-0.45		
HD183143	11,500	1.40	8	37	+0.00	+0.00	+0.30	+0.10	-0.20	+0.10	+0.10		
HD184915	27,000	3.40	19	220	+0.30	+0.10	+0.50	+0.00		-0.10	+0.00		

Таблица 71. Силы осцилляторов (Galazutdinov et al. 2017).

$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$	$\lambda(\text{\AA})$	$\log gf$
4481.1260	0.74	9631.8910	0.59
4481.1500	-0.56	9631.9470	-0.71
4481.3250	0.59	9632.4300	0.43

Таблица 72. Данные четырех ДМП, возможно связанных с C_{60}^+ . Сверху указаны данные для линий C_{60}^+ по данным Campbell et al. (2015): лабораторная длина волны, лабораторная ширина (FWHM) и лабораторная интенсивность, нормализованная к интенсивности полосы 9577 (I/I_{9577}). Ниже указаны: наблюдаемая центральная длина волны (\AA), наблюдаемые эквивалентные ширины ($m\text{\AA}$), наблюдаемая FWHM и интенсивность, нормализованная к интенсивности ДМП 9577. Для ДМП 9633 \AA даны два значения эквивалентной ширины: EW_o (до коррекции) и EW_c (после учета вклада Mg II). Ошибки измерений указаны в скобках.

Star	9632.7(0.1), 2.2(0.2), (I/I_{9577}) _{lab} =0.8					9577.5(0.1), 2.5(0.2), $I_{lab}=1.0$		
	λ_c	$EW_o(m\text{\AA})$	$EW_c(m\text{\AA})$	FWHM(\AA)	I/I_{9577}	λ_c	$EW_o(m\text{\AA})$	FWHM(\AA)
CD-32 4348	9632.2 (0.1)	173(17)	75(16)	2.1(0.1)	0.4	9576.9(0.2)	168(11)	3.0(0.3)
BD-14 5037	9632.5 (0.1)	202(20)	125(15)	2.9(0.3)	1.2	9577.1(0.2)	107(10)	2.8(0.2)
HD 23180	9633.1 (0.2)	145(40)	141(46)	3.7(0.3)	1.8	9577.5(0.2)	77(34)	3.6(0.3)
HD 27778	9632.6 (0.2)	94(22)	64(17)	2.7(0.2)	1.3	9577.5(0.2)	50(30)	2.2(0.3)
HD 63804*	9632.2 (0.3)	150(24)	20(20)	2.7(0.3)	0.1	9576.9(0.1)	207(11)	
HD 76341	9632.2 (0.2)	136(30)	134(30)	2.5(0.2)	1.2	9577.2(0.2)	110(20)	2.5(0.2)
HD 78344	9632.3 (0.2)	170(13)	170(13)	2.9(0.2)	0.6	9576.9(0.2)	294(15)	3.7(0.3)
HD 80077	9632.15(0.15)	168(14)	95(11)	2.0(0.2)	0.6	9577.3(0.1)	160(10)	2.9(0.2)
HD136239	9631.8 (0.1)	252(25)	120(20)	2.4(0.2)	0.6	9576.9(0.2)	195(15)	2.9(0.2)
HD145502	9632.3 (0.2)	160(20)	158(20)	3.1(0.2)	1.3	9576.9(0.2)	120(30)	3.5(0.3)
HD147888	9632.2 (0.2)	175(11)	110(12)	3.2(0.2)	1.6	9576.9(0.2)	70(20)	3.3(0.3)
HD148379	9632.2 (0.2)	182(11)	80(11)	2.4(0.2)	0.6	9577.3(0.2)	137(9)	3.3(0.2)
HD148605	9632.25(0.1)	120(30)	119(35)	3.4(0.2)	1.5	9576.9(0.2)	80(20)	3.7(0.4)
HD167264	9632.4 (0.2)	88(18)	82(20)	2.7(0.2)	1.4	9576.8(0.2)	60(17)	3.2(0.2)
HD168625	9631.5 (0.1)	342(26)	194(25)	1.8(0.1)	0.6	9576.2(0.1)	320(25)	3.1(0.2)
HD169454	9631.4 (0.3)	210(25)	130(20)	2.7(0.2)	1.6	9577.1(0.1)	82(10)	2.3(0.2)
HD170740	9632.1 (0.2)	175(20)	150(20)	2.8(0.1)	1.6	9576.9(0.2)	93(20)	3.0(0.4)
HD183143	9632.5 (0.2)	230(20)	105(20)	1.9(0.3)	0.4	9577.3(0.2)	300(20)	2.9(0.2)
HD184915	9632.4 (0.3)	71(25)	70(25)	2.5(0.1)	1.0	9576.9(0.2)	70(20)	3.5(0.3)
Star	9428.5(0.1), 2.4(0.1), (I/I_{9577}) _{lab} =0.3				9365.9(0.1), 2.4(0.1), (I/I_{9577}) _{lab} =0.2			
	λ_c	$EW_o(m\text{\AA})$	FWHM(\AA)	I/I_{9577}	λ_c	$EW_o(m\text{\AA})$	FWHM(\AA)	I/I_{9577}
CD-32 4348	n/a	<5		<0.1		n/a		
BD-14 5037		strong telluric			9365.4(0.3)	30(30)	2.2(0.2)	0.15
HD 23180		n/a				n/a		
HD 27778		n/a				<50		<1
HD 63804		n/a				n/a		
HD 76341		n/a				<30(30)		<0.3
HD 78344		<2(2)		<0.01		<308(30)		<0.1
HD 80077	9428.15(0.1)	50(50)	2.5(0.5)	0.3	9365.5(0.3)	50(50)	2.5(0.5)	0.3
HD136239		Strong telluric				Strong telluric		
HD145502		n/a				n/a		
HD147888		n/a				n/a		
HD148379		n/a			9365.7(0.3)	38(25)	2.6(0.3)	0.2
HD148605		n/a				n/a		
HD167264		n/a				n/a		
HD168625		n/a				<60		<0.25
HD169454		n/a				Strong telluric		
HD170740		n/a				n/a		
HD183143		<50		<0.1		Strong telluric		
HD184915		n/a				n/a		

Note. The corrected equivalent width of DIB9633 measured towards HD 63804 is an upper limit, owing to uncertain basic stellar parameters.

Таблица 73. Данные измерений ДМП, предположительно связанных с C_{60}^+ (Galazutdinov & Krelowski, 2017).

Star	SpL	V	$B-V$	$E(B-V)$	$v \sin i$	9577.0			9365.21			9365.2 r		
						λ_0	FWHM	EW	λ_0	FWHM	EW	λ_0	FWHM	EW
BD +40 4220	O7Ia	9.13	1.68	1.97	> 200	9576.8	103	352 ± 62	9361.9	108	113 ± 20	9365.2	94	101 ± 31
Cyg OB2 12	B3Iae	11.48	3.22	3.35	40	9576.8	98	415 ± 61	9362.2	113	100 ± 20	9365.2	90	90 ± 30
HD169454	B1Ia	6.70	0.91	1.10	39	9577.0	111	136 ± 46	9361.9	90	43 ± 15	9365.6	112	43 ± 18
HD183143	B7Ia	6.84	1.20	1.24	37	9576.7	96	330 ± 26	9362.1	85	30 ± 6	9365.0	77	55 ± 8
HR7437	B7V	5.00	-0.09	0.04										
HD120315	B3V	1.87	-0.19	0.00										

Star	EW(5780)	EW(5797)	9577/9365r
BD +40 4220	753 ± 42	224 ± 21	3.49 ± 1.23
Cyg OB2 12	930 ± 124	329 ± 52	4.61 ± 1.68
HD169454	468 ± 17	156 ± 8	3.16 ± 1.70
HD183143	766 ± 18	195 ± 8	6.00 ± 0.99
HR7437	35 ± 1	5 ± 1	

Таблица 74. Данные измерений ДМП, предположительно связанных с C_{60}^+ (Galazutdinov et al. 2021).

Object	SpL or $T_{\text{eff}}/\log g$	$v \sin i$	9633	9577	Object	SpL or $T_{\text{eff}}/\log g$	$v \sin i$	9633	9577
BD-14 5037	18000/1.8	42	125 ± 15	107 ± 10	HD 148379	17000/1.7	51	80 ± 11	137 ± 9
CD-32 4348	19500/2.45	36	75 ± 16	168 ± 11	HD 148605	20500/4.2	145	119 ± 35	80 ± 20
BD+40 4220	O6.5f+O5.5f	>200	263 ± 62	350 ± 78	HD 148937	O6fp		143 ± 23	130 ± 34
BD+59 2735	B0Ib		163 ± 14	368 ± 150	HD 149038	O9.7Iab	52	100 ± 27	86 ± 20
Cyg OB2 7	O3If	75	163 ± 14	235 ± 55	HD 149757	O9.2IVnn	303	96 ± 30	72 ± 50
Cyg OB2 8	O6Ib+O4.5III			200 ± 45	HD 150136	O4III+O8		108 ± 27	120 ± 58
Cyg OB2 12	B3Iae			390 ± 70	HD 151804	O8Iaf	72	126 ± 19	75 ± 26
HD 13256	B1Ia			95 ± 54	HD 152408	O8Iape		110 ± 20	95 ± 22
HD 22951	B0.5V	10	72 ± 22		HD 152424	OC9.2Ia	59	161 ± 50	136 ± 49
HD 23180	24000/3.45	78	141 ± 46	77 ± 34	HD 153919	O6Iafcp		114 ± 24	110 ± 28
HD 27778	15500/3.8	92	64 ± 17	50 ± 30	HD 155806	O7.5V	52	86 ± 40	80 ± 40
HD 36861	O8III	52	71 ± 22	70 ± 40	HD 167264	29000/3.2	82	82 ± 20	60 ± 17
HD 37022	O7Vp	29	72 ± 15	71 ± 20	HD 167971	O8Iaf(n)+O4/5	65	178 ± 13	190 ± 20
HD 37041	O9.5IVp	134	108 ± 14	94 ± 40	HD 168607	B9Iaep			335 ± 120
HD 40111	B0III	141	76 ± 23	67 ± 35	HD 168625	B6Iap		194 ± 25	320 ± 25
HD 54662	O7Vzvar	95	60 ± 20	60 ± 20	HD 169454	21000/2.1	39	130 ± 20	82 ± 10
HD 55879	O9.7III	26	57 ± 20		HD 170740	21000/3.9	40	150 ± 20	93 ± 20
HD 57061	O9II	51	65 ± 17	94 ± 47	HD 183143	11500/1.4	37	105 ± 20	300 ± 20
HD 76341	34000/3.7	66	134 ± 30	110 ± 20	HD 184915	27000/3.4	220	70 ± 25	70 ± 20
HD 78344	31000/3.3	98	170 ± 13	294 ± 15	HD 190603	B4 Ia	45	155 ± 111	150 ± 20
HD 80077	17000/2.0	47	95 ± 11	160 ± 10	HD 194279	B5Ia	48		161 ± 52
HD 91824	O7V	51	60 ± 33	84 ± 28	HD 204827	O9.5IV			10 ± 10
HD 104705	B0III/IV		96 ± 40	100 ± 40	HD 208501	B8Iab	41		97 ± 54
HD 113904	WC5+B0III+O9IV	106	100 ± 38	113 ± 64	HD 219287	B0Ia+			144 ± 74
HD 136239	17000/1.8	43	120 ± 20	195 ± 15	HD 226868	O9.7Ib	106		129 ± 38
HD 143275	B0.3IV	165	94 ± 26		HD 228712	B0.5Ia			222 ± 52
HD 144470	B1V	95	103 ± 21	58 ± 25	HD 228779	O9Ia			104 ± 32
HD 145502	21000/4.0	98	158 ± 20	120 ± 30	HD 229059	B2Iab			205 ± 35
HD 147165	B1 III	22	230 ± 33	190 ± 36	HD 235825	O9IV			110 ± 40
HD 147888	16000/4.1	104	110 ± 12	70 ± 20	HD 254577	B0.5Ib			185 ± 90
HD 147889	B1.5V	100		26 ± 18	HD 281159	binary	584		227 ± 82

Таблица 75. Коэффициенты корреляции между ДМП 9577, 9633 и разными компонентами МЗС. Указано количество данных (*n*) для каждой пары. (Galazutdinov et al. 2021).

Pair of DIBs	<i>R</i>	<i>n</i>	Pair of DIBs	<i>R</i>	<i>n</i>
9633/9577	0.37	37	9633/Na I 3303	0.23	36
9633/ <i>E(B – V)</i>	0.50	45	9577/Na I 3303	0.01	33
9577/ <i>E(B – V)</i>	0.47	60	9633/Ti II 3242	–0.25	32
9633/6196	0.54	45	9577/Ti II 3242	0.02	30
9577/6196	0.70	62	9633/Fe I 3860	0.02	41
9633/6284	0.25	45	9577/Fe I 3860	0.30	38
9577/6284	0.65	62	9633/CN 3874.6	0.40	41
9633/5780	0.44	44	9577/CN 3874.6	0.11	39
9577/5780	0.71	61	9633/Ca I 4227	0.09	43
9633/5797	0.36	43	9577/Ca I 4227	0.27	43
9577/5797	0.52	60	9633/CH ⁺ 4232	0.44	44
9633/6614	0.37	44	9577/CH ⁺ 4232	0.36	57
9577/6614	0.77	61	9633/CH 4300	0.25	44
9633/6269	0.32	45	9577/CH 4300	0.22	57
9577/6269	0.66	62			