

ФЕДЕРАЛЬНОЕ ГОСУДАРСТВЕННОЕ БЮДЖЕТНОЕ УЧРЕЖДЕНИЕ НАУКИ
СПЕЦИАЛЬНАЯ АСТРОФИЗИЧЕСКАЯ ОБСЕРВАТОРИЯ РОССИЙСКОЙ
АКАДЕМИИ НАУК

Методическое пособие к практической работе
”Определение фундаментальных параметров массивных
звёзд”

Соловьева Ю. Н.

Направление подготовки: 03.06.01 ФИЗИКА И АСТРОНОМИЯ

Профиль подготовки: 01.03.02 АСТРОФИЗИКА И ЗВЕЗДНАЯ

АСТРОНОМИЯ

п. Нижний Архыз 2020

Данное методическое пособие является руководством к практической работе «Определение фундаментальных параметров массивных звёзд». Практическая работа может быть проведена в рамках специальной дисциплины «Физика массивных звёзд», автором которой является к.ф.-м.н. О. Н. Шолухова). В пособии содержится краткая информация о некоторых типах массивных звёзд, об их наблюдательных свойствах, а также о методах определения фундаментальных параметров звёзд, которые наиболее часто используются в современной астрофизике.

Целью практической работы является нахождение фундаментальных параметров массивных звёзд. В задачи работы входит определение температуры фотосферы звезды, темпа потери массы, болометрических звёздной величины и светимости, радиуса, а так же оценка начальной массы массивной звезды. Основным методом определения параметров является использование сеток синтетических спектров.

Материал, представленный в пособии, изложен доступным языком и может быть использован студентами и аспирантами.

Содержание

1	Теоретическая часть	4
1.1	Что такое массивные звёзды?	4
1.2	Эволюция массивных звёзд	5
1.3	Яркие голубые переменные (LBV)	7
1.4	Другие звёзды высокой светимости	11
1.5	Эффективная температура	14
1.6	Болометрическая звёздная величина и полная светимость звезды	19
1.7	О некоторых методах оценки масс одиночных звёзд.	20
2	Практическая часть	24
2.1	Измерение эквивалентных ширин	25
2.2	Оценка температуры фотосферы и болометрической звёзд- ной величины	28
2.3	Оценка радиуса фотосферы звезды и темпа потери массы .	28
2.4	Построение диаграммы «температура-светимость»	30
	Список используемой литературы	34

1 Теоретическая часть

1.1 Что такое массивные звёзды?

Массивные звёзды - важные объекты звёздного мира с точки зрения эволюции. В недрах звёзд большой массы образуются тяжёлые элементы, которыми обогащается межзвёздная среда во время вспышек сверхновых, что важно для химической эволюции галактик. Нижним пределом массы массивных звёзд считается $8M_{\odot}$. Верхний предел определить сложнее, так как чем массивнее звезда, тем быстрее она эволюционирует и тем ниже вероятность обнаружить эту звезду. Существует оценка верхнего предела возможных масс звезд в $150M_{\odot}$ [1]. Однако, в 2010 году в молодом звёздном скоплении RMC136a в Большом Магеллановом облаке обнаружены четыре звезды, масса которых превышает общепринятый предел. Начальные массы звезд RMC136a2, RMC136c и RMC136a3 оценены как $240M_{\odot}$, $220M_{\odot}$ и $165M_{\odot}$. Самой массивной из обнаруженных звезд оказалась звезда RMC136a1, в настоящий момент масса которой определена как $265M_{\odot}$ [2]. С помощью моделей эволюции ее начальная масса была оценена как $320M_{\odot}$, что превышает общепринятый верхний предел масс звезд на момент их рождения вдвое. Важной характеристикой некоторых особенно массивных звёзд является присутствие эмиссионных линий в их спектрах. Наличие эмиссионных линий в спектрах этих звёзд объясняется истечением вещества из звезды, которое приводит к образованию вокруг них протяженной движущейся оболочки. Эта оболочка поглощает идущие от звезды кванты больших частот и перерабатывает их в кван-

ты меньших частот, подобно газовой туманности. Для появления ярких эмиссионных линий в спектрах звёзд необходимо, чтобы её температура была достаточно высокой. По этой причине яркие эмиссионные линии, возникающие за счёт ультрафиолетовой энергии звезды, наблюдаются, в основном, только в спектрах самых горячих звёзд (спектрального класса O и B).

1.2 Эволюция массивных звёзд

Температуры в ядрах массивных звезд с массами более $10 M_{\odot}$ настолько велики, что гелий загорается в ядре до достижения звездой ветви красных гигантов. Стадия горения гелия наступает, когда эти звезды являются голубыми сверхгигантами и звезда продолжает монотонно эволюционировать в сторону покраснения. Когда гелий горит в конвективном ядре, водород горит в слоевом источнике, обеспечивая большую часть светимости звезды. По окончании горения гелия температура высока настолько, что углерод загорается до вырождения газа, поэтому горение углерода включается без взрывных процессов. Загорание углерода происходит до достижения звездой асимптотической ветви гигантов. Во все время горения углерода в ядре происходит отток энергии из ядра за счет нейтринного охлаждения, и основным источником поверхностной светимости является горение водорода и гелия в слоевых источниках. Звезды этой массы продолжают вырабатывать все более и более тяжелые элементы вплоть до железа, после чего ядро коллапсирует, образуя нейтронную звезду или черную дыру (в зависимости от массы ядра), а внешние слои

разлетаются, что выглядит как взрыв сверхновой II типа.

Принято считать, что звезды считаются очень массивными (very massive stars, VMSs), если их начальная масса более $100 M_{\odot}$ [3].

Находясь на главной последовательности, VMS имеют очень большие конвективные ядра, что отличает их от менее массивных звезд. Эволюция VMS наиболее зависима от такого параметра, как темп потери массы через звездный ветер. В многочисленных работах (например, [4, 5]) было показано, что во время короткой стадии горения водорода в ядре VMS способна потерять большую часть своей начальной массы и продолжить свой эволюционный путь как обычная массивная звезда. К примеру, имея массу на главной последовательности нулевого возраста (zero age main sequence, ZAMS) M_{ZAMS} (масса звезды на начальной ГП) порядка $500 M_{\odot}$, очень массивная звезда, потеряв около 90 % своей начальной массы на стадии горения водорода, а затем и гелия в ядре, может продолжать эволюционировать как звезда массой порядка $30 M_{\odot}$ [5].

Вопрос о конечных стадиях эволюции VMS остается открытым для обсуждения. В работах некоторых авторов (например, [6, 7]) было показано, что менее чем за 1 млн лет массивные звезды уходят в центр скопления, где в результате прямых сближений образуется очень массивная звезда VMS, которая менее чем за 3 млн лет превращается в черную дыру промежуточной массы ИМВН, причём, чем ниже металличность среды, тем выше вероятность образования ИМВН из VMS [8]. Предполагается, что VMS эволюционируют до стадии нестабильных LBV звёзд [9], болометрическая светимость которых близка к пределу Эддингтона.

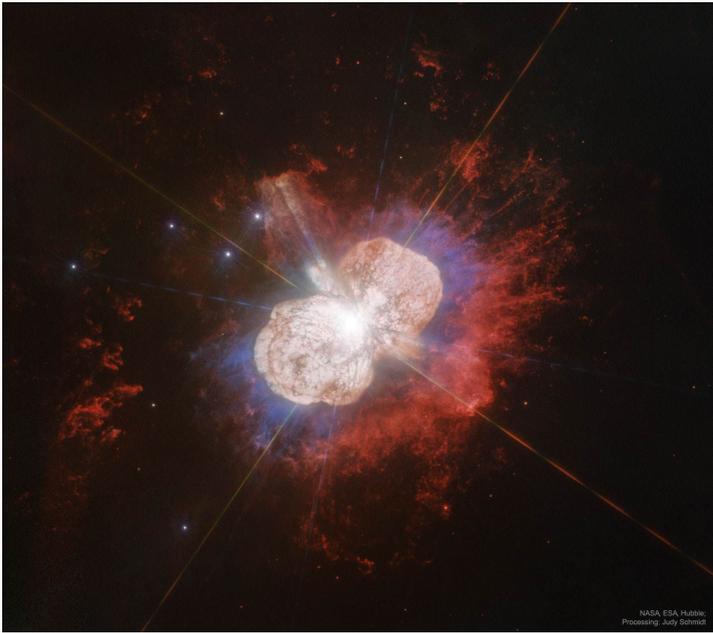
1.3 Яркие голубые переменные (LBV)

Яркие голубые переменные - это малочисленный тип массивных звёзд с массами $M > 25M_{\odot}$ [10] и светимостью порядка $10^6 L_{\odot}$, находящиеся на одной из завершающих стадий своей эволюции. Звезда Р Сугни - первая обнаруженная звезда LBV и одна из самых ярких звезд в Галактике. Она была обнаружена во время крупной вспышки в 1600, длившейся около шести лет, когда ее видимая звёздная величина достигла 3^m . Следующая вспышка произошла в 1654-1655 годах и длилась несколько лет. Спустя век звезда вернулась к своей первоначальной звёздной величине, равной примерно 5^m .

Второй известной LBV звездой является звезда Эта Киля (η Car) 1. До гигантской вспышки ее видимая звёздная величина была около 4^m , но в период с 1837 по 1856 годы во время гигантской вспышки её видимый блеск достиг значения $-0,8^m$. Во время вспышки η Car стала второй по яркости звездой (после Сириуса) на земном небе, после чего постепенно начала уменьшать светимость.

Интерес к звёздам этого типа возрос в 20 веке. Звёзды этого типа были обнаружены в галактиках M33, M31, NGC 2403 Э. Хабблом и А. Сэндиджем как ярчайшие голубые иррегулярные переменные. Их стали называть «переменными Хаббла-Сэндиджа». Позднее было выяснено, что целый ряд горячих переменных звезд Млечного Пути и Магеллановых облаков оказались схожи с переменными Хаббла-Сэндиджа и, вероятно, находились на близких стадиях эволюции, поэтому для удобства их описания П. Конти объединил их в один тип LBV [11].

Рис. 1: Изображение η Car, полученное с помощью космического телескопа им. Хаббла.



Для звёзд этого типа характерна высокая светимость порядка $\sim 10^6 L_{\odot}$ [12] и высокий темп потери массы из-за звездного ветра. Им также свойственна значительная спектральная и фотометрическая переменность на различных масштабах времени:

- 1) Очень редкие гигантские вспышки амплитудой $> 2.5^m$ (так называемые переменные типа η Car, [13]) наблюдаются на временах порядка сотен-тысяч лет. Во время гигантских вспышек болометрическая светимость звезды не сохраняется и может сопровождаться значительным увеличением темпа потери массы, что может привести к образованию эмиссионной туманности (например, как в случае звезды η Carinae).

2) Более частые вспышки амплитудой от 0.1^m до 2.5^m (переменные типа S Dor) наблюдаются на временной шкале от нескольких лет до десятилетий [14]. При таких вспышках болометрическая светимость остаётся приблизительно постоянной, и видимое поярчание звезды происходит из-за изменения болометрической поправки при понижении температуры звезды. Во время визуального максимума, когда температура падает до значений 7000 - 8000 К, LBV звезда имеет спектр, характерный для звёзд позднего F-типа. Во время поярчания LBV ее спектр меняется быстро. Поскольку она охлаждается, эмиссионные линии гелия HeI и железа FeII ослабевают, однако, профили P Cyg всё еще наблюдаются у водородных или других линий. При падении видимой яркости температура звезды может достигать более 35000 К [15], и спектр звезды становится подобным спектрам WNLh-звезд. Спектральное распределение энергии LBV-звезд показывает ближний ИК-избыток в диапазоне длин волн 1-2 микрона, возникающий из свободно-свободного излучения в звёздном ветре 2.

Предполагается, что LBVs являются переходными объектами [16], однако во многих исследованиях [17, 18, 19] высказывалась идея, что они могут быть непосредственными предшественниками сверхновых SNe с прямым коллапсом ядра (direct core-collapse). Smith and Tombleson [20] предположили, что LBV могут быть результатом звездной эволюции в двойных системах. На настоящий момент известно всего лишь несколько десятков звезд LBV в нашей и других галактиках, однако, имеется множество кандидатов в звезды типа LBV, спектры которых подобны спектрам звезд этого редкого типа. Такое малое количество известных ярких голу-

Рис. 2: Пример спектрального распределения энергии LBV-звезды (взято из статьи [35])

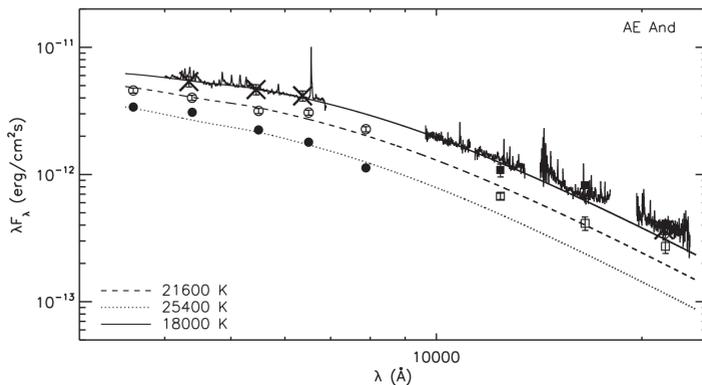
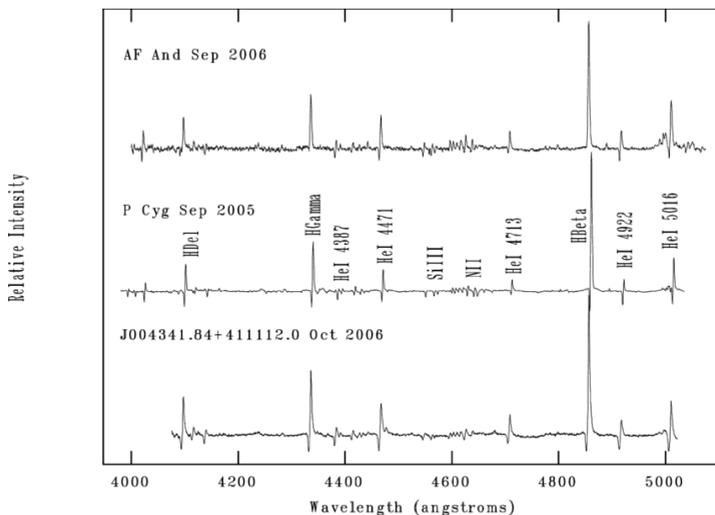


Рис. 3: Примеры спектров LBV-звёзд (взято из статьи [36])



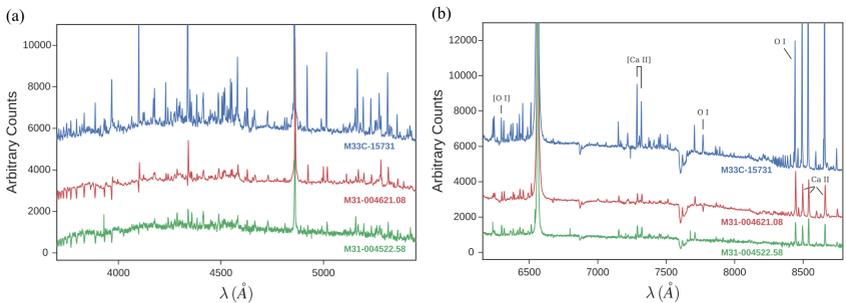
бых переменных связано с трудностью обнаружения переменности блеска кандидатов в LBV звезды.

1.4 Другие звёзды высокой светимости

В работе [21] авторы разделяют звёзды высокой светимости на шесть типов по спектральным и фотометрическим особенностям: Of/late-WN-звёзды, LBV, теплые гипергиганты, Fe II-эмиссионные звёзды, горячие и промежуточные сверхгиганты.

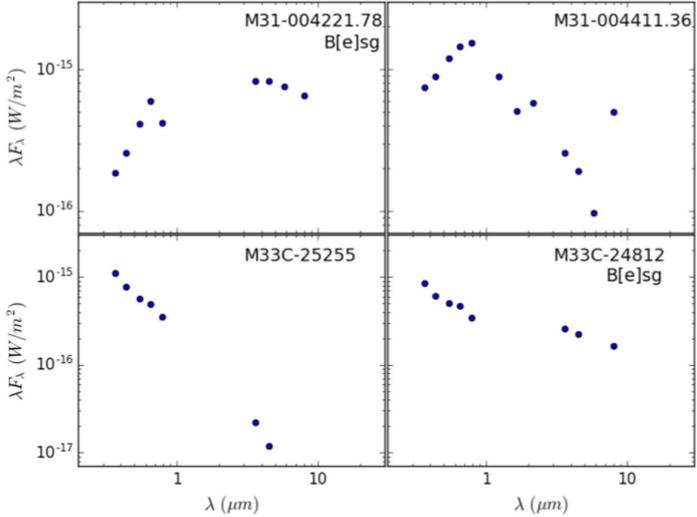
В некоторые периоды своей жизни LBV имеют похожие с B[e] сверхгигантами спектры. B[e] сверхгиганты (sgB[e]) - это яркие ($\log(L_{bol}/L_{\odot}) > 4$) звёзды, ушедшие с главной последовательности, которые не обладают значительной переменностью (на уровне 0.1-0.2 mag) [22]. Их спектральное распределение энергии (SED) показывает значительный ближний инфракрасный избыток на длинах волн 3-8 микрон, возникающий из горячей околозвездной пыли [23, 24], а спектры содержат запрещенные линии некоторых элементов, например, Fe II — так называемый B[e] феномен.

Рис. 4: Примеры спектров B[e] - сверхгигантов (голубой спектр) и тёплых гипергигантов (красный и зелёный) (взято из статьи [37])



В спектроскопическом обзоре эмиссионных звёзд [25] обозначили эмиссионные линии кислорода [O I] λ 6300,6364 как одну из характеристик B[e] звёзд. Дублет кальция λ 7291, 7324 как индикатор околозвёздного газа

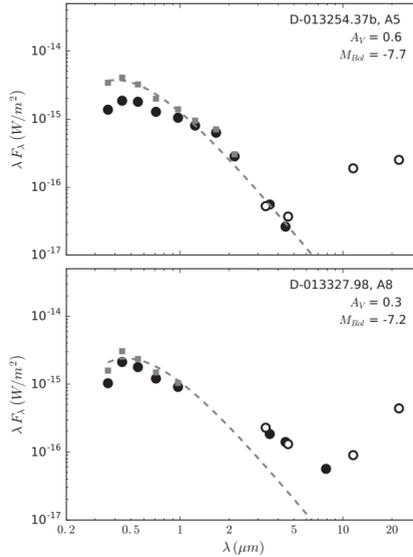
Рис. 5: Примеры спектрального распределения энергии $V[e]$ - сверхгигантов и "железных звёзд" (взято из статьи [37])



характерен для спектров $V[e]$ - звёзд с большой массой. Кроме $V[e]$ - сверхгигантов, запрещенные линии $[Ca II]$ наблюдаются также у теплых гигантов [26], однако, их отличительной особенностью является абсорбционный спектр A-F звёзд с эмиссионными линиями водорода. Спектральное распределение энергии тёплых гипергигантов имеет ближний и средний ИК избыток на длинах волн 1-8 микрон, вызванный, по-видимому, свободно-свободным излучением от звёздного ветра и тепловым излучением околозвёздной пыли. Фотометрическая переменность тёплых гипергигантов не превышает $0.1 - 0.2^m$.

Of/late-WN-звезды имеют хорошо известные спектральные характеристики звезд типа Of и поздних WN с эмиссионными линиями N III и He II $\lambda 4686$ в дополнение к сильному излучению водорода и He I. Отличи-

Рис. 6: Примеры спектрального распределения энергии тёплых гипергигантов (взято из статьи [38])



тельной особенностью Fe II - эмиссионных звёзд («железных звёзд») является эмиссионный спектр, содержащий большое количество ярких линий Fe II. Спектры звёзд этого типа показывают слабые линии He I (или не демонстрируют их вообще) и не содержат линий-индикаторов околозвёздной пыли - [Ca II] и [O I]. Спектральное распределение энергии так же имеет ИК-избыток, связанный свободно-свободным излучением в звёздном ветре и тепловым излучением пыли.

Тип горячих сверхгигантов включает в себя яркие O- и B- звёзды, спектры которых содержат как эмиссионные линии (водород, железо Fe II и др.), так и абсорбционные (гелий He I и некоторые линии азота N II, кислорода O II и др.). Им свойственна спектральная и некоторая фото-

метрическая переменность (до 0.3 mag).

Промежуточные (или жёлтые) сверхгиганты включают визуально наиболее яркие звезды в соответствующих галактиках. Многие из самых ярких сверхгигантов А- и F-типа часто демонстрируют водород в эмиссии, что связано с потерей массы и ветром, что характерно для звезд этой группы. В отличие от теплых гипергигантов в статье почти все без исключения жёлтые сверхгиганты не показывают ИК- избыток, связанный с излучением пыли.

Несмотря на схожесть некоторых наблюдательных проявлений (спектральные линии, спектральное распределение энергии) перечисленных типов звёзд, эволюционная связь между ними не обнаружена. Среди этих типов массивных звёзд лишь LBV-звёзды показывают существенную спектральную переменность, и их наиболее важной и определяющей характеристикой является фотометрическая переменность типа S Dor (см. выше).

1.5 Эффективная температура

Эффективная температура - параметр, характеризующий светимость звезды, то есть полное количество энергии, излучаемое звездой в единицу времени. Эффективная температура связана со светимостью и радиусом соотношением $L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$, где $4\pi R^2$ - площадь поверхности звезды. Эффективная температура равна температуре абсолютно черного тела, с единицы поверхности которого в единицу времени излучается энергия $L/4\pi R^2$ в соответствии с законом излучения Стефана-Больцмана.

Такой метод определения температуры звезды пригоден для близких

звёзд, для которых надёжно определено расстояние и известен радиус. Однако, для оценки эффективной температуры более далёких звёзд требуются косвенные методы.

Все существующие методы определения эффективной температуры можно разделить на фотометрические и спектроскопические. Ввиду простоты своей реализации наиболее распространёнными и широко используемыми являются фотометрические методы определения температуры звёзд:

1) По показателю цвета.

Показатель цвет (color index, CI) - это разность звездных величин, определенных в двух различных интервалах спектра. Звёзды и другие объекты обычно излучают разное количество энергии в разных спектральных диапазонах, поэтому CI характеризуют распределение энергии в спектре объекта, то есть его цвет. По показателю цвета звезды можно сделать примерные выводы о её температуре: чем больше показатель цвета, тем холоднее звезда (и тем более поздний её спектральный класс). Шкала звездных величин широкополосной системы UBVRI Джонсона-Козинса установлена так, что $(B - V) = 0$ и $(U - B) = 0$ для звезд спектрального класса A0 с температурой поверхности около 10000 К. Если предположить, что звезда излучает как абсолютно чёрное тело с температурой T , то связь между показателем цвета и температурой может описываться соотношением, например, $T_{eff} = 4600 \left(\frac{1}{0.92(B-V)_0 + 1.67} + \frac{1}{0.94(B-V)_0 + 0.62} \right)$ [28]. Здесь $(B - V)_0$ - нормальный цвет, то есть показатель цвета, исправленный за межзвёздное поглощение. Стоит заметить,

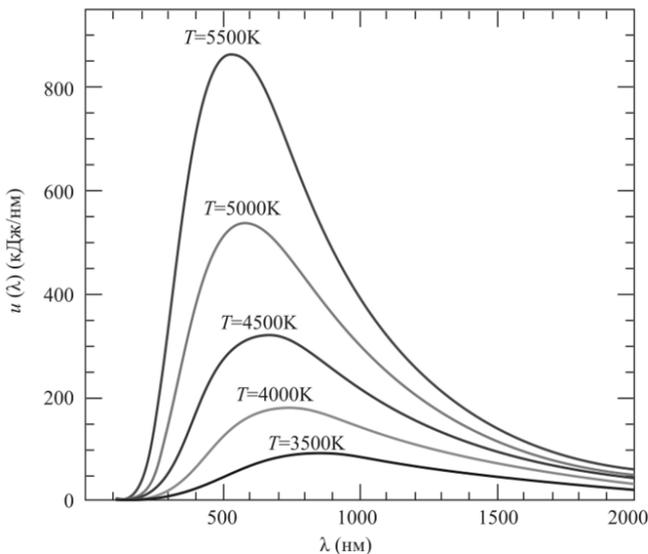
что существуют множество формул, связывающих значение показателя цвета $B - V$ и эффективную температуру (например, [27]). Помимо подобных соотношений могут использоваться готовые таблицы, связывающие значение нормального показателя цвета со спектральным классом, а следовательно и с эффективной температурой и болометрической поправкой [29, 30]. Нормальный показатель цвета, как и спектральный класс звезды, почти однозначно связан с ее температурой, по виду спектра можно определить нормальный цвет звезды, даже если ее наблюдаемый цвет искажен межзвездным поглощением. Разность наблюдаемого и нормального цветов называют избытком цвета (color excess): например, $E(B - V) = (B - V) - (B - V)_0$. Его значение как раз и указывает на степень межзвездного поглощения света звезды и позволяет учесть его. В каждом спектральном диапазоне полное поглощение (A) обычно считают пропорциональным избытку цвета. Например, в фильтре V с успехом можно принимать $A_V = 3.0E(B - V)$. Кроме того, значение межзвездного поглощения можно оценивать и по линиям окружающей объект туманности (подробнее можно ознакомиться с методом в книге [31]).

2) Из аппроксимации спектрального распределения энергии.

Спектральное распределение энергии (SED) представляет собой график зависимости энергии, излучаемой объектом от длины волны или частоты. Рисунок 7 представляет собой спектральное распределение энергии абсолютно чёрного тела. SED показывает, что количество энергии, излучаемой объектом на всех длинах волн, изменяется в зависимости от температуры объекта. Более горячие объекты излучают больше света на

более коротких длинах волн, чем более холодные объекты; следовательно, чем горячее объект, тем больше пиковая длина волны смещается влево от графика. Построив распределение энергии, излучаемой астрономическим объектом, можно сравнить излучение в широком диапазоне длин волн.

Рис. 7: Спектральное распределение абсолютно чёрного тела



В действительности же спектральные распределения энергии различных звёзд более сложны, чем SED абсолютно чёрного тела (например, рисунок 6). Однако, чернотельное приближение может быть использовано для грубой оценки эффективной температуры звезды. Для этого нужно построить спектральное распределение энергии, полученное из измерения звёздных величин по одновременным фотометрическим данным в различных фильтрах, и аппроксимировать его моделью чёрного тела с

учётом межзвёздного поглощения. Если спектр звезды содержит эмиссионные линии (как собственные, так и от туманности, окружающей объект), то необходимо учесть их вклад в поток от объекта во избежание его переоценки и, как следствие, завышения оценки эффективной температуры. Этим же способом можно оценивать температуру пылевых оболочек, окружающих некоторые звёзды (см. выше).

Существуют и другие методы оценки эффективной температуры звёзд, связанными с фотометрическими и спектроскопическими измерениями. Более подробно можно ознакомиться с ними, например, в монографиях Н. А. Сахибуллина [32].

3) Из моделей атмосфер

В большинстве случаев косвенные методы оценки параметров (в том числе и эффективной температуры), применяемые для массивных звезд, являются недостаточно точными. Наиболее точным методом определения набора параметров для конкретного объекта является численное моделирование их протяженных атмосфер. Этот метод позволяет учитывать отклонения от локального термодинамического равновесия. Одной из наиболее широко используемых программ для расчета атмосфер звёзд наибольшей светимости является код CMFGEN [33], которая решает уравнение переноса излучения в сопряженной системе координат для сферической геометрии в сочетании со статистическими уравнениями равновесия и уравнением радиативного равновесия для расширяющихся атмосфер WR, LBV и O-звезд. Подробно ознакомиться с данным методом можно на сайте:

<http://kookaburra.phyast.pitt.edu/hillier/web/CMFGEN.htm> . Код CMFGEN находится в открытом доступе, однако, построение моделей с его помощью не является простой задачей и требует большого количества времени. Задача значительно упрощается если использовать готовые синтетические спектры (например, <https://www.sao.ru/webmodels/>).

1.6 Боллометрическая звёздная величина и полная светимость звезды

Из наземных наблюдений получают звёздную величину в определенном интервале длин волн. Регистрация излучения во всём диапазоне длин волн дала бы величину полной энергии, излучаемой звездой в пространство, однако атмосфера Земли поглощает свет от звезды, причем поглощение сложным образом зависит от длины волны. Для характеристики полного излучения звезды используется понятие боллометрической звёздной величины. Переход от абсолютных звёздных величин к боллометрическим осуществляется прибавлением боллометрических поправок. Они отрицательны практически для всех звезд, так как чем более широкий интервал длины волн покрывают наблюдения, тем больше энергии регистрируется. Шкала боллометрических поправок установлена таким образом, что она равна нулю для звёзд с $T_{eff} = 6000 - 7000\text{K}$ (для спектральных классов F3 - F5). В доступном для наблюдения оптическом диапазоне распределение энергии в спектрах звёзд получают из спектрофотометрических измерений. Для недоступных для наблюдений диапазонов длин волн спектральное распределение энергии моделируется, исходя из тех или иных

предположений (например, из предположения чернотельного излучения звезды) Найти болометрическую поправку для конкретной звезды можно, используя зависимость « $BC - T_{eff}$ », которая даётся в виде готовых таблиц [29, 30]. Болометрическая или полная светимость — это полная энергии, излучаемая звездой по всем направлениям за единицу времени. Часто она выражается в единицах светимости Солнца. Рассчитать болометрическую светимость в единицах светимости Солнца можно по формуле $\log \frac{L_{bol}}{L_{\odot}} = 0.4(M_{\odot} - M_{bol})$, где $M_{bol} = M_V + BC$ - болометрическая звёздная величина звезды, $M_{\odot} \approx 4.8^m$ - болометрическая звёздная величина Солнца.

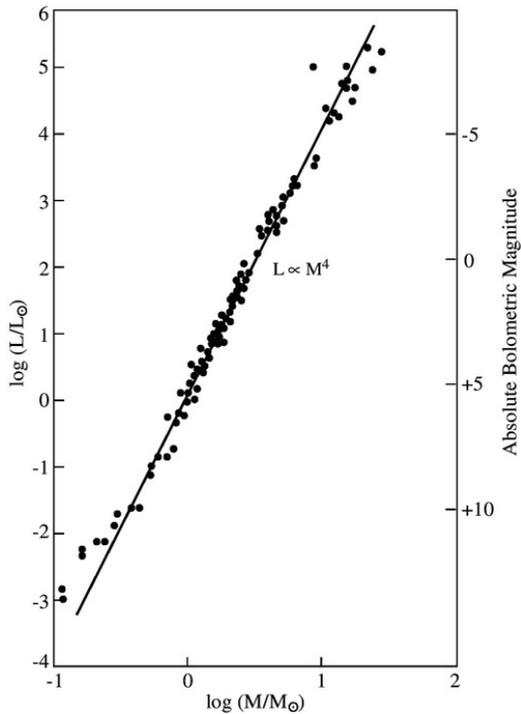
1.7 О некоторых методах оценки масс одиночных звёзд.

Масса звезды может оцениваться различными способами в зависимости от того, является ли звезда одиночной ли же входит в двойную систему. В случае двойных звёзд, в особенности тесных-двойных, массы компонент определяются с высокой точностью, поскольку этот способ основан на законах Кеплера. Способы определения масс двойных и одиночных звёзд подробно изложены в монографии Н.А. Сахибуллина [32]. Здесь мы остановимся на методах определения масс, пригодных для одиночных массивных звёзд.

Зависимость «масса-светимость».

Из наблюдений известно, что более массивные звёзды обычно имеют более высокие светимости, чем менее массивные звёзды. Теоретическое обоснование связи между массой и болометрической светимостью

Рис. 8: Зависимость "масса - светимость" для звёзд главной последовательности и её аппроксимация полиномом 4-й степени



L_{bol} звёзд главной последовательности предложил А. Эддингтон (1926). Существование зависимости «масса - светимость» обусловлено прежде всего тем, что светимость звезды пропорциональна среднему по её объёму градиенту температуры ∇T (т. к. теплопроводность $\sim \nabla T$), который определяется градиентом давления. Если звезда находится в гидростатическом равновесии, то гравитационное сжатие в каждой точке её уравновешивается давлением, причем средний градиент давления тем больше, чем больше масса звезды, и, следовательно, с увеличением массы растёт

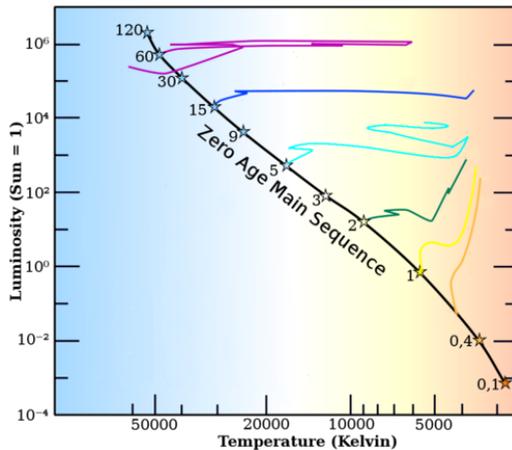
L. Из теории внутреннего строения звёзд с центральным термоядерным источником энергии следует, что светимость звезды существенно зависит от прозрачности её недр и очень слабо зависит от скорости генерации ядерной энергии. Прозрачность определяется плотностью вещества и его температурой, т.е., в конечном итоге, также массой звезды. В первом приближении её можно представить в виде $L_{bol} = cM^\alpha$, где c и α – постоянные числа. Показатель α сильно зависит от массы звезды: $\alpha \approx 2$ при $M \geq 10M_\odot$ и $\alpha \approx 4$ при $M \approx M_\odot$.

Определение масс по эволюционным трекам.

Эволюционный трек звезды описывает изменение со временем ее фундаментальных параметров: эффективной температуры, массы и светимости. Эволюционные треки рассчитываются на основе модели внутреннего строения звезды с учётом темпа потери массы и изменения химического состава в ходе ядерных реакций. Иногда при расчёте учитывается и вращение звёзд. Наиболее часто используемыми базами данных с сетками эволюционных моделей являются <http://pleiadi.pd.astro.it/> , <https://www.unige.ch/sciences/astro/evolution/fr/recherche/> и <https://people.sissa.it/~sbressan/parsec.html>. В них представлены наборы эволюционных треков (и изохрон) для широкого диапазона масс звёзд с различными значениями металличности. Треки приводятся в виде таблиц, в которых отражено изменение параметров звезды в зависимости от времени жизни. Метод эволюционных треков может быть применён для оценки основных параметров звезды (в том числе начальной и текущей массы), если известно значение болометрической светимости (или

болومترической звёздной величины) и есть оценка эффективной температуры (или значение показателя цвета $(B - V)_0$). В работе [34] показано, что ошибки определения массы данным методом $\Delta M/M > 8\%$ в зависимости от точности определения показателя цвета и абсолютной звёздной величины.

Рис. 9: Пример эволюционных треков для звёзд различной начальной массы при солнечной металличности.



Вопросы для самоконтроля:

- Массивные звёзд с точки зрения химической эволюции галактик.
- Пределы масс для массивных звёзд.
- Очень массивные звёзд (VMS). Их эволюция.
- Яркие голубые переменных и их наблюдательные проявления.
- Характеристики В[e] — сверхгигантов.

- Наблюдательные характеристики тёплых гипергигантов, «железных» звёзд и промежуточных сверхгигантов.
- Эффективная температура и метода её определения.
- Понятие болометрической звёздной величины.
- Методы оценки масс звёзд.

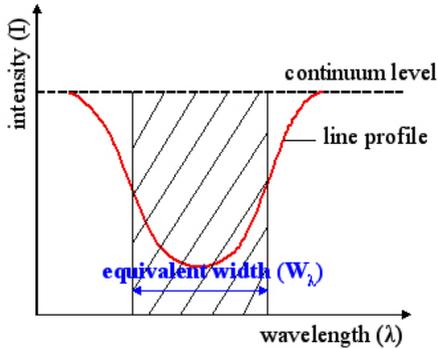
2 Практическая часть

Для примера будет исследоваться LBV-кандидат NGC 4736_2 [39] из галактики NGC 4736 (модуль расстояния $m - M = 28.31 \pm 0.08$). На момент спектральных наблюдений (18/01/2015) её звёздная величина составляла $V = 20.05 \pm 0.07^m$. Оценка межзвёздного покраснения $A_V = 0.39 \pm 0.08^m$ приведена в [40]. Оценка температуры фотосфер звёзд будет выполняться с использованием сетки моделей протяженных атмосфер для звезд с температурой в диапазоне 12000 – 40000К, представленных в виде диаграмм эквивалентных ширин $H\alpha$, He II 4684 Å, $H\beta$ и Fe II 5169 Å [40].

Эквивалентной шириной спектральной линии W_λ называют диапазон частот (длин волн), который равен ширине прямоугольника с высотой непрерывного спектра на частоте линии и с площадью, равной площади, занимаемой линией на фоне непрерывного спектра. Эквивалентная ширина спектральной линии является важнейшей характеристикой линии, так как она пропорциональна полному числу квантов, поглощаемых (излучаемых) в линии (рис. 9). Правильная интерпретация эквивалентной

ширины линии излучения состоит в том, что она дает оценку того, насколько большой непрерывный диапазон необходимо интегрировать, чтобы получить тот же поток энергии, что и в линии излучения.

Рис. 10: К определению эквивалентной ширины спектральной линии.



2.1 Измерение эквивалентных ширин

Измерение эквивалентных ширин можно произвести в любой программе, позволяющей работать со спектральными данными (OriginLab, QtiPlot, MIDAS, IRAF и пр.). В данной работе будут описываться команды MIDAS.

1) Построение спектра.

Для начала работы необходимо перевести спектр из формата .fits во внутренний формат среды MIDAS. Сделать это можно при помощи команды INDISK/FITS:

```
INDISK/FITS ngc4736_m4.fits ngc4736_m4.bdf
```

Окно графика создаётся командой CREATE/GRAPH с указанием необ-

ходимого размера окна. Команда SET/GRAPH дает возможность задать параметры, необходимые для визуализации графика. Построить в созданном окне одномерный спектр можно с помощью команды PLOT:

```
CREATE/GRAP
```

```
PLOT ngc4736_m4.bdf
```

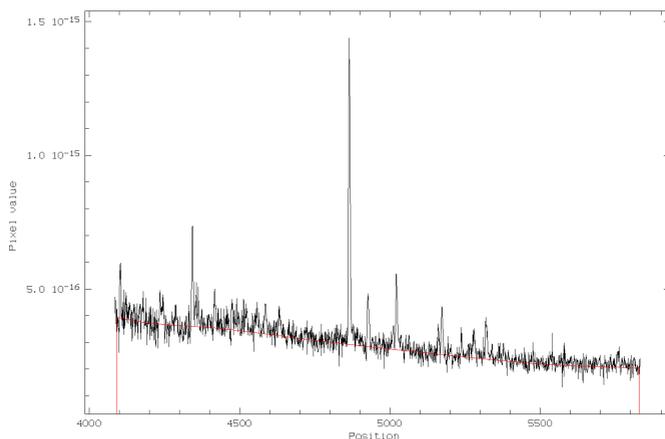
2) Нормировка спектра.

Уровень непрерывного спектра можно оценить визуально. Проведение уровня континуума выполняется с помощью команды NORMALIZE/SPEC в интерактивном режиме 10. Нормировка спектра производится путём его деления на уровень континуума командой COMPUTE/IMAGE:

```
NORMAL/SPEC ngc4736_m4.bdf ngc4736m4cont.bdf
```

```
COMPUT/IMAG ngc4736m4norm.bdf=ngc4736_m4.bdf/ngc4736m4cont.bdf
```

Рис. 11: Спектр NGC 4736_2 и уровень его континуума (красный цвет).



3) Эквивалентные ширины

Оценить значения эквивалентной ширины линий $H\beta$ и Fe II (5169)

можно с помощью команды INTEGR/LINE, указав границы линии с помощью курсора. Результат сильно зависит от выбора границ линии, поэтому важно расставить их оптимально. Команда SET/GRAPH дает возможность выбрать область исследуемой линии. Желательно провести несколько измерений с различными границами линии.

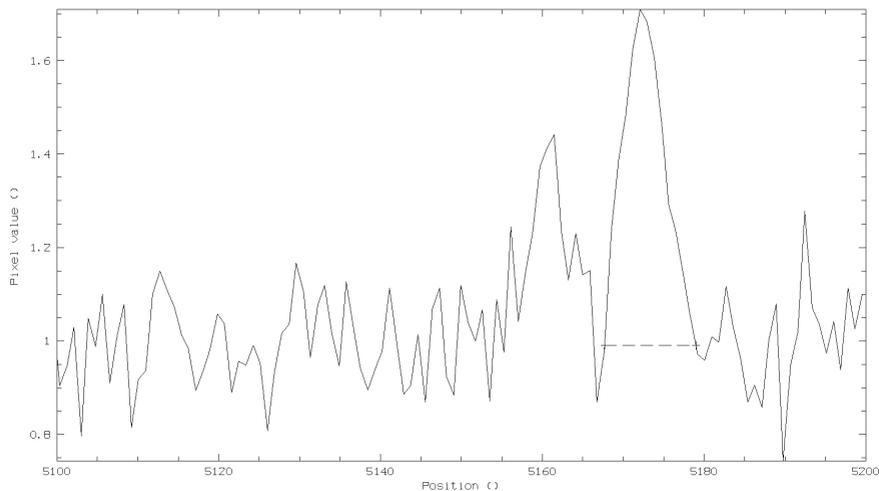
SET/GRAP xaxis=4830, 4900 (для линии Hbeta)

SET/GRAP xaxis=5100, 5220 (для линии Fe II λ 5169)

PLOT ngc4736m4norm.bdf

INTEGRATE/LINE ngc4736m4norm.bdf

Рис. 12: Пример оценки эквивалентной ширины линии



$$EW(H\beta) = -24.7 \pm 0.5 \text{ \AA}$$

$$EW(\text{Fe II}) = -4.5 \pm 0.2 \text{ \AA}$$

2.2 Оценка температуры фотосферы и болометрической звёздной величины

Используя полученные значения эквивалентных ширин линий и сетку синтетических спектров из работы [40], оцениваем значения температуры фотосферы и темпа потери массы. Для исследуемой звезды получается $T_{phot} \approx 13500$ К и $\dot{M} \approx 1.9 \times 10^{-4} M_{\odot}$.

Оценить значение болометрической поправки можно, используя зависимость « $BC - T_{eff}$ », которая даётся в виде готовых таблиц (например, [30]): $BC \approx -0.9^m$ для гигантов I-II класса светимости с температурой фотосферы $T_{phot} \approx 13500$ К.

Полученных данных достаточно для оценки болометрической звёздной величины и светимости звезды NGC 4736_2:

$$M_V = m_V - (m - M) - A_V = -8.65 \pm 0.13^m$$

$$M_{bol} = M_V + BC \approx -9.55 \pm 0.13^m$$

$$\log(L_{bol}/L_{\odot}) \approx 5.7 \pm 0.1 \quad (L_{bol} \approx 5 \times 10^5 L_{\odot})$$

2.3 Оценка радиуса фотосферы звезды и темпа потери массы

Поскольку используемая в нашей работе сетка моделей рассчитана для определённого набора параметров - светимости $L = 2 \times 10^5 L_{\odot}$, терминальной скорости $V_{\infty} = 300 \text{ km s}^{-1}$ и т.д. (см. таблицу 1 в работе [40]), фундаментальные звездные параметры (темп потери массы и радиус) необходимо привязать к значениям светимости и терминальной скорости, полученным из наблюдательных данных, при постоянных параметре плотности ветра $R_f = \dot{M} / (V_{\infty} * R_*^{3/2})$ и эффективной температуре для со-

хранения эквивалентных ширин исследуемых линий.

Терминальная скорость ветра может быть определена независимо из измерений FWHM запрещенных линий, которые формируются во внешних частях ветра. К числу таких линий относится линия азота [N II] $\lambda 5755$.

Измерить FWHM линии можно с помощью команды CENTER/GAUSS с указанием границы линии с помощью курсора:

```
SET/GRAP xaxis=5600,5900
```

```
plot m4norm.bdf
```

```
CENTER/GAUS gcursor
```

Результатом команды CENTER/GAUS будет следующая таблица:

start	end	center	pixel value	FWHM
5703.862	5829.337	5757.502	1.3704	7.7538

Измеренную ширину FWHM линии необходимо учесть за спектральное разрешение прибора (для гризм VPHG1200G, VPHG1200R редуктора светосилы SCORPIO оно составляет $\sim 5.3 \text{ \AA}$) Для исследуемой звезды оценка терминальной скорости оказывается $V_\infty = 295 \text{ km s}^{-1}$, что близко к значению скорости, принятому в модельных расчётах.

Учитывая соотношения $R_t = \dot{M} / (V_\infty * R_*^{3/2}) = const$ и $L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$, пересчитываем значение темпа потери массы \dot{M} и радиуса фотосферы звезды R_* для значений терминальной скорости ветра и болометрической светимости, определённых из наблюдательных данных:

$$\dot{M} \approx 3.8 \times 10^{-4} M_\odot$$

$$R_* \approx 82 R_\odot$$

2.4 Построение диаграммы «температура-светимость»

По данным работы [41] металличность для галактики NGC 4736 составляет $Z = 0.01$, что должно учитываться при выборе сетки эволюционных треков. В данной работе рекомендуется использовать эволюционные модели <https://people.sissa.it/~sbressan/parsec.html>, поскольку они рассчитаны для широкого диапазона металличностей и начальных масс звёзд. Построение графика зависимости "температура - болометрическая светимость" (диаграмма Гершпрунга-Рессела) и нанесение на него подходящих эволюционных треков, наилучшим образом описывающих положение исследуемой звезды, может быть выполнено в любом графическом редакторе. На рисунке 12 показана диаграмма для LBV-кандидата NGC 4736_2. Очевидно, что эволюционный трек для звезды с начальной массой $40 M_{\odot}$ наиболее подходящим образом описывает положение звезды на диаграмме Гершпрунга-Рессела, следовательно за оценку начальной массы объекта NGC 4736_2 можно принять $M_* \sim 40M_{\odot}$.

Полученные в работе фундаментальные параметры исследуемой звезды представлены в таблице 1.

Рис. 13: Диаграмма "температура - светимость" для звезды NGC 4736_2. Её положение (нижняя граница болометрической светимости) обозначено чёрным треугольником.

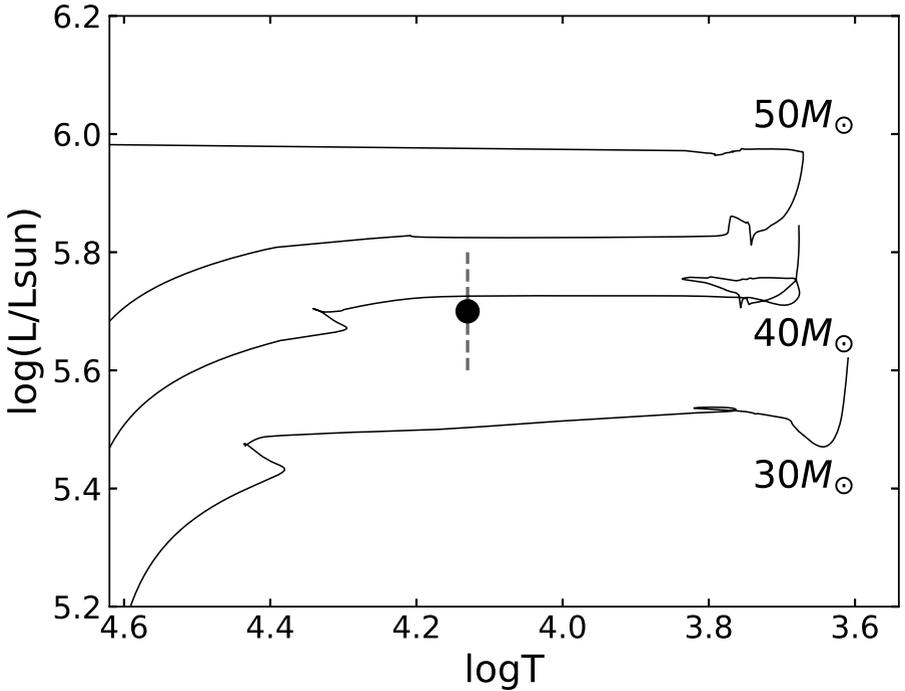


Таблица 1: Фундаментальные параметры звезды NGC 4736_2

Параметр	Значение
Температура фотосферы T_{eff} , K	13500
Терминальная скорость ветра V_{∞} , km s ⁻¹	295
Темп потери массы \dot{M} , M_{\odot}	3.8×10^{-4}
Болометрическая звёздная величина M_{bol} , m	-9.55 ± 0.13
Светимость L_{bol} , L_{\odot}	5×10^5
Радиус R_* , R_{\odot}	82
Начальная масса M_* , M_{\odot}	40

Задания

Аспиранту (студенту) будут предоставлены калиброванные спектры звёзд для исследования; фотометрические данные объектов и значения межзвёздного поглощения; сетка синтетических спектров; статьи, необходимые для выполнения работы, а также набор эволюционных треков для массивных звёзд. Необходимо:

1. Нормировать спектры и измерить эквивалентные ширины указанных линий.
2. Оценить эффективную температуру звезды с помощью сетки модельных спектров.
3. Определить значение терминальной скорости ветра и оценить темп потери массы и радиуса исследуемой звезды.
4. Определить болометрическую поправку, оценить значения болометрической звёздной величины и светимости.
5. Нанести исследуемую звезду на диаграмму Герцшпрунга-Рессела, нанести эволюционные треки для звёзд различной массы и путём сравнения с ними оценить начальную массу изучаемой звезды.

Предоставить результат в виде диаграммы Герцшпрунга-Рессела и таблицы с найденным в процессе работы фундаментальными параметрами звезды. Оформить как практическую работу в любом удобном редакторе.

Рекомендуемая литература

1. Самоучитель Linux. StudyLINUX.ru От новичка до профессионала. [Электронный ресурс]. 2015. URL:<https://studylinux.ru/> (дата обращения 20.06.2020)
2. ESO-MIDAS User's Guide Volume A. [Электронный ресурс]. 2018. URL: <https://www.eso.org/sci/software/esomidas/doc/user/18NOV/vola/index.html>
(дата обращения 20.06.2020)
3. ESO-MIDAS UNIX Installation Guide [Электронный ресурс]. 1998. URL:
<http://www.eso.org/sci/software/esomidas//doc/install/installunix/installunix.html> (дата обращения 20.06.2020)
4. де Ягер, К. Звезды наибольшей светимости, 1984, Издательство: М.: Мир

Список литературы

- [1] D.F. Figer.// Nature. - Volume 434 - Issue 703 - pp. 192-194 (2005)
- [2] Crowther, P.A.; Schnurr, O. et al.// MNRAS - Volume 408 - pp. 731-751 (2010)
- [3] Vink, J. S. Very Massive Stars in the Local Universe // Astrophysics and Space Science Library - Volume 412 - «Springer» (2015)
- [4] Yusof N., Hirschi, R. et al. // MNRAS - Volume 433 - p. 1114 (2013)
- [5] Yungelson, L. et al. // The Astronomy and Astrophysics - Volume 477 - p. 223 (2008)
- [6] Portegies Zwart et al. // Nature - Volume 428 - p. 724 (2004)
- [7] Ryu et al. // MNRAS - Volume 470 - p. 3049 (2017)
- [8] Spera, M., Mapelli, M. // MNRAS - Volume 470 - p. 4739 (2017)
- [9] Vink et al. // Highlights of Astronomy - Volume 16 - XXVIIth IAU General Assembly (2009)
- [10] Humphreys, R. M.; Weis, K. et al. // The Astrophysical Journal - Volume 825 - Issue 1 - p. 15 (2016)
- [11] Conti, P. S. // Observational Tests of the Stellar Evolution Theory. International Astronomical Union Symposium No. 105 - p.233 (1984)
- [12] Humphreys, R. M.; Davidson, K. // Publications of the Astronomical Society of the Pacific - Volume 106 - p.1025 (1994)

- [13] Humphreys, R. M.; Davidson, K.; Smith, N. // The Publications of the Astronomical Society of the Pacific - Volume 111 - Issue 763 - pp. 1124-1131. (1999)
- [14] van Genderen, A. M. // Astronomy and Astrophysics - Volume 366 - p.508-531 (2001)
- [15] Clark, J. S.; Larionov, V. M.; Arkharov, A. // Astronomy and Astrophysics - Volume 435 - Issue 1 - pp.239-246 (2005)
- [16] Groh, J. H.; Meynet, G.; et al. // Astronomy and Astrophysics - Volume 564 - id.A30 - p. 22 (2014)
- [17] Gal-Yam, A.; Leonard, D. C. // Nature - Volume 458 - Issue 7240 - pp. 865-867 (2009)
- [18] Kotak, R.; Vink, J. S. // Astronomy and Astrophysics - Volume 460 - Issue 2 - p.L5-L8 (2006)
- [19] Groh, J. H.; Meynet, G.; Ekström, S. // Astronomy and Astrophysics - Volume 550 - id.L7 - p. 4 (2013)
- [20] Smith, N.; Tombleson, R. // MNRAS - Volume 447 - Issue 1 - p.598-617 (2015)
- [21] Humphreys, R. M.; Weis, K.; et al. // The Astrophysical Journal - Volume 790 - Issue 1 - p. 21 (2014)
- [22] Lamers, H. J. G. L. M.; Zickgraf, F.-J.; et al. // Astronomy and Astrophysics - Volume 340 - p.117 (1998)

- [23] Zickgraf, F. J.; Wolf, B.; et al. // *Astronomy and Astrophysics* - Volume 163 - p. 119 (1986)
- [24] Bonanos, A. Z.; Massa, D. L.; et al. // *The Astronomical Journal* - Volume 138 - Issue 4 - p. 1003 (2009)
- [25] Aret, A.; Kraus, M.; et al. // *MNRAS* - Volume 423 - Issue 1 - p. 284 (2012)
- [26] Humphreys, R. M.; Davidson, K.; et al. // *The Astrophysical Journal* - Volume 773 - Issue 1 - p. 11 (2013)
- [27] Massey, P.; Neugent, K. F.; Smart, B.M. // *The Astronomical Journal* - Volume 152 - Number 3 - p. 62 (2016)
- [28] Ballesteros, F. // *Europhysics Letters* - Volume 97 - (2012)
- [29] Fitzgerald, M. P. // *Astronomy and Astrophysics* - Volume 4 - p. 234 (1970)
- [30] Straizys, V.; Kuriliene, G. // *Astrophysics and Space Science* - Volume 80 - Issue 2 - pp.353-368 (1981)
- [31] Osterbrock, D.; Ferland, G. // *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*, 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Ferland. Sausalito, CA: University Science Books (2006)
- [32] Сахибуллин Н.А., 2003. Сахибуллин Н.А. Методы моделирования в астрофизике. II. Определение фундаментальных параметров звезд // «ФЭН». - 2003. -Казань

- [33] Hillier, D. J., Miller, D. L. // The Astrophysical Journal - Volume 496 - p. 407 (1998)
- [34] Allende Prieto, C.; Lambert, D. L. // Astronomy and Astrophysics - Volume 352 - p. 555 (1999)
- [35] Sholukhova, O.; et al // MNRAS - Volume 447 - p. 2459 (2015)
- [36] Massey, P.; et al // The Astronomical Journal - Volume 134 - p. 2474 (2007)
- [37] Humphreys, R. M.; et al // The Astrophysical Journal - Volume 836 - p. 64 (2017)
- [38] Gordon, M. S.; et al. // The Astrophysical Journal - Volume 825 - p. 50 (2016)
- [39] Solovyeva, Y.; et al. // MNRAS: Letters - Volume 484 - Issue 1 - p.L24 (2019)
- [40] Костенков А. Е.; et al // АСТРОФИЗИЧЕСКИЙ БЮЛЛЕТЕНЬ - том 75 - с. 207–217 (2020)
- [41] Pilyugin, L. S.; Grebel, E. K., ; Kniazev, A. Y. // The Astronomical Journal - Volume 147 - p. 131 (2014)