

УДК 524.312.3-337

СТРУКТУРА МАГНИТНОГО ПОЛЯ МАССИВНЫХ О-ЗВЕЗД HD 37022, HD 191612, HD 149438

© 2024 Ю. В. Глаголевский^{1*}¹ Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 Россия

Поступила в редакцию 15 января 2023 года; после доработки 5 марта 2024 года; принята к публикации 5 марта 2024 года

Сравнение свойств магнитных О-звезд с He-strong объектами показало их родственную связь; механизм их формирования и дальнейшей эволюции, очевидно, одинаковый. Семейство магнитных О-звезд продолжает последовательность известных магнитных Ар-объектов в сторону больших масс. Наблюдаемые различия свойств связаны с большой массой О-объектов.

Ключевые слова: *методы: численные — звезды: химически пекулярные — звезды: магнитные поля — отдельные: HD 37022, HD 149438, HD 191612*

1. ВВЕДЕНИЕ

Происхождение магнитного поля в массивных О-звездах обсуждалось не раз. Предлагались модели динамо-активности в конвективных ядрах, но они сталкиваются с фундаментальными трудностями при интерпретации наблюдаемых характеристик (Charbonneau and MacGregor, 2001). Тем более что характеристики магнитных полей в звездах «до Ae/Be Хербига» (Catala et al., 2007; Folsom et al., 2007; Wade et al., 2005, 2007; Alecian et al., 2009) качественно идентичны свойствам магнитных звезд главной последовательности (ГП), что указывает на их реликтовое происхождение (Wickramasinghe and Ferrario, 2005). В самых массивных О-В-звездах магнитное поле обнаружено при исследовании рентгеновского излучения. Традиционно рентгеновское излучение от О- и В-звезд объясняется радиационными неустойчивостями ветра или с точки зрения «магнитно-ограниченного ветрового удара». Такая модель предсказывает поле 1.1 кГс у звезды HD 37022 (Donati et al., 2002) и 1.5 кГс у HD 191612 (Donati et al., 2006). В то же время уже высказывалось предположение о том, что массивным О-звездам магнетизм свойственен так же, как и магнитным Ар-звездам. Некоторые признаки наличия магнитных полей у О-звезд были получены по данным рентгеновской фотометрии и спектроскопии (Stelzer et al., 2005; Waldron and Cassinelli, 2007), а также при изучении нетеплового радиоизлучения и синхротронного излучения (Schnegg et al., 2007) и циклических вариаций ультрафиолетовых спектральных линий ветра (Kaper et al., 1996; Fullerton, 2003). Однако

непосредственное измерение магнитного поля этих объектов оказалось очень трудным из-за малого числа фотосферных линий, присутствующих в оптическом спектре, и большой ширины спектральных линий. На сегодняшний день магнитные поля измерены только у трех О-звезд: HD 37022, HD 191612 и HD 149438 (Donati et al., 2002; 2006). В литературе обсуждались некоторые наблюдательные свидетельства того, что нейтронные звезды могут эволюционировать из звезд с массой примерно $45 M_{\odot}$ и что многие магнетары тесно связаны с такими массивными звездами (Gaensler et al., 2005; Muno et al., 2006). Поэтому изучение магнитных свойств прародительских ОВ-звезд могло бы помочь пониманию звездной эволюции, ведущей к рождению нейтронных звезд.

В связи с указанными задачами рассмотрим три упомянутые выше О-звезды, продольное магнитное поле B_e которых исследовано достаточно хорошо в течение всего периода вращения.

2. СВОЙСТВА HD 37022 (Θ^1 ORIC)

2.1. Магнитная структура

Модель 1. Величина продольного магнитного поля B_e звезды меняется с фазой периода вращения звезды. На рис. 1а показана зависимость $B_e(\Phi)$ по измерениям, выполненным в работах Donati et al. (2002), Wade et al. (2006) и Petit et al. (2008) (см. рис. 1). На основе этих данных мы провели моделирование магнитной структуры с помощью программы, которая описана в работах Gerth and Glagolevskij (2003), Glagolevskij (2022). В модели необходимо использовать несколько параметров. Оценка угла наклона звезды к лучу

*E-mail: glago1@sao.ru

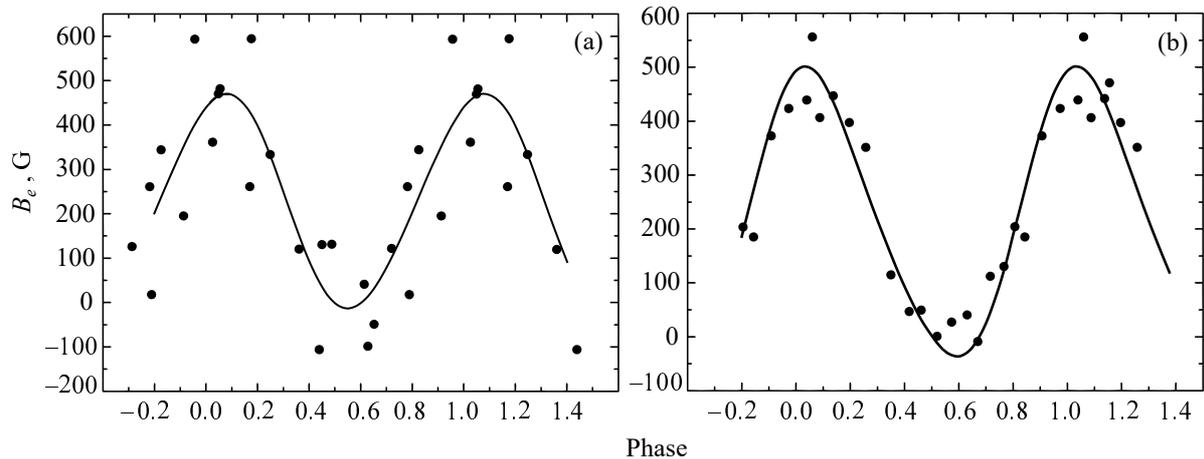


Рис. 1. Изменение продольного магнитного поля B_e с фазой периода вращения звезды HD 37022. Панель (a): точки — измеренные величины B_e , сплошная кривая — модельная зависимость $B_e(\Phi)$. Панель (b): точки — величины B_e , полученные методом скользящего среднего, сплошная — модельная зависимость.

зрения i выполнена с использованием величины $v \sin i = 24 \text{ км с}^{-1}$ из работы Petit et al. (2013). Период вращения звезды, $P = 15^{\text{d}}.422 \pm 0^{\text{d}}.002$, определен в работе Stahl et al. (1996), за начальную фазу принят момент, когда величина B_e максимальна. Одновременно при этом эквивалентные ширины W_λ линии $\text{H}\alpha$ и линии $\text{He II } \lambda 4686$ минимальны, а интенсивность эмиссии $\text{H}\alpha$ максимальна. Радиус звезды $R = 8 R_\odot$ определен Howarth and Prinja (1989). На основании этих параметров получаем скорость вращения звезды на экваторе $v = 50.6R/P = 26.3 \text{ км с}^{-1}$, откуда $i = 66^\circ$. В результате моделирования оказалось, что структура магнитного поля представляет собой смещенный поперек оси диполь, монополи которого отстоят от центра звезды на расстоянии $\Delta a \approx 0.3 R_*$. Координаты монополей — долгота $\lambda = 0^\circ \pm 2^\circ(+)$ и $230^\circ \pm 2^\circ(-)$, широта $\delta = \pm 60^\circ \pm 2^\circ$, то есть ось диполя наклонена к плоскости экватора вращения на угол $\alpha = 60^\circ$ (в работе Donati et al. (2002) $\alpha = 48^\circ$). Долгота отсчитывается от нулевой фазы, широта — от плоскости экватора вращения. Для наглядности на рис. 1b приведена такая же зависимость, что и на рис. 1a, только для уменьшения разброса данных измерений наблюдаемые величины B_e усреднены методом скользящего среднего по трем точкам. Величина магнитного поля B_e практически не меняет знака. Это происходит потому, что ось вращения звезды направлена на наблюдателя, в результате чего звезда видна преимущественно со стороны одного полушария, с магнитным полюсом положительной полярности.

На рис. 2 показаны отклонения наблюдаемых величин магнитного поля от модельной зависимости. Все точки находятся в пределах одной σ , поэтому результат моделирования представляется

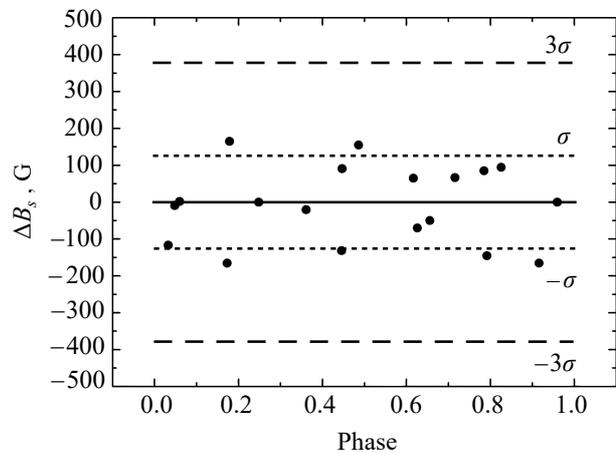


Рис. 2. Отличие измеренных величин магнитного поля B_e от модельной зависимости.

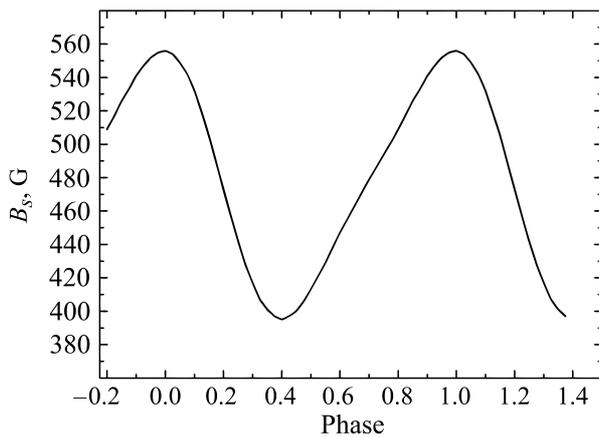
достаточно надежным (в пределах точности измерений).

Максимальной величина положительного магнитного поля B_e оказывается в фазе $\Phi = 0.00 \pm 0.05$, максимальное отрицательное поле получается в фазе $\Phi = 0.60 \pm 0.05$ (ошибка равна шагу вычислений). Напряженность поля на расстоянии $0.3 R_*$ от центра звезды $B = 7860 \text{ Гс}$. Величина магнитного поля на магнитных полюсах $B_p = \pm 895 \text{ Гс}$, среднее поверхностное поле $B_s = 475 \text{ Гс}$. В таблице 1 приведены оценки величины магнитного поля, сделанные разными авторами. Можно заключить, что величина поля невелика по сравнению с типичными величинами магнитных Ap-звезд.

Среднее поверхностное магнитное поле B_s изменяется на 40% (рис. 3). Форма зависимости $B_s(\Phi)$ определяется интегрированием поля по видимой полусфере в каждой фазе периода вращения,

Таблица 1. Магнитное поле HD 37022 по оценкам разных авторов

B_s , Гс	B_p , Гс	Ссылка
475	± 895	Эта работа
< 500	—	Kudryavtsev et al. (2000)
< 1100	—	Donati et al. (2002)
< 1500	—	Donati et al. (2006)
270–370	—	Babel and Montmerle (1997a)

**Рис. 3.** Модельная зависимость $B_s(\Phi)$ для звезды HD 37022.

в небольших пределах она зависит также от угла наклона звезды к лучу зрения. Из-за асимметричной структуры поля при максимальной напряженности поля B_s в фазе $\Phi = 0$ минимальная приходится на $\Phi = 0.4$ (рис. 3), а не $\Phi = 0.5$, как это было бы в случае центрального диполя. На меркаторской карте, приведенной на рис. 4, видно неравномерное распределение магнитного поля по поверхности.

На рис. 5 показаны две схемы распределения магнитных силовых линий в плоскости диполя, ориентировочно в фазах $\Phi = 0$ и $\Phi = 0.5$ (здесь и в дальнейших рассуждениях наблюдатель смотрит справа). Распределение магнитного поля иллюстрирует рис. 6. При рассмотрении рис. 1, 2, 3, 6а можно сделать вывод о том, что положительный магнитный полюс проходит через центральный меридиан в $\Phi = 0$. При прохождении он оказывается максимально близко к центру видимого диска, поэтому вклад около полярной области с положительным магнитным полем в наблюдаемые свойства максимален. Это первый главный вывод, который мы будем использовать далее. В момент $\Phi \approx 0.5$ положительный и отрицательный полюсы оказываются вблизи края диска, как это видно на рис. 6б. Из-за большого наклона оси вращения влияние отрицательного магнитного полюса невелико, поэтому максимальная величина поля всего

$B_e \approx -37$ Гс. Таким образом, в момент $\Phi = 0.5$ мы рассматриваем звезду преимущественно с магнитного экватора (рис. 6а,б), и это второй важный вывод. Третий результат нашего моделирования состоит в том, что структура магнитного поля совершенно не похожа на те варианты, которые предложены Stahl et al. (1996) и Shore and Brown (1990).

Модель 2. В работе Kudryavtsev et al. (2000) приведены данные измерений магнитного поля B_e у звезды HD 37022 в разных фазах периода вращения. Чтобы уменьшить сильный разброс точек на фазовой зависимости, результаты измерений B_e мы усреднили методом скользящего среднего по трем точкам, как и в предыдущем случае. Полученная зависимость $B_e(\Phi)$ показана на рис. 7. К сожалению, разброс точек остался слишком большим, и поведение магнитного поля оказывается непонятным, а результат моделирования — неопределенным. Поэтому на рисунке приведена модельная зависимость $B_e(\Phi)$, полученная в предыдущем случае. Похоже, что точки следуют нашей зависимости, но они расположены систематически ниже примерно на 200 Гс и симметрично относительно линии $B_e = 0$ Гс. Если это так, то ось диполя оказывается в плоскости экватора вращения, как у большинства магнитных Ap-звезд. Поэтому не отвергаем этот результат до получения более определенных измерений. В работе Kudryavtsev et al. (2000) делается приблизительная оценка среднего поверхностного магнитного поля $B_s < 500$ Гс, что соответствует нашим оценкам.

Модель 3. Сравним модель магнитного поля, предложенную Stahl et al. (1996), с нашей моделью. Ось вращения звезды наклонена к лучу зрения под углом $i = 45^\circ$, угол между осью вращения и магнитной осью составляет 45° , то есть примерно так, как в нашей модели. В модели Stahl et al. (1996) диполь сильно смещен вдоль его оси, в нашей модели — поперек оси. В фазе $\Phi = 0.5$ магнитный полюс оказывается на луче зрения, а в фазе $\Phi = 0$ наблюдатель видит экватор. В нашей модели — наоборот. Таким образом, обсуждение связи магнитного поля и спектральных характеристик в указанной работе оказывается неверным.

Мы рассмотрели в рамках нашей модели еще один вариант, с тем же условием $i = 45^\circ$, что и в модели Stahl et al. (1996). Фактически структура нашей модели принципиально не изменилась, но немного отличаются величины $B_s = 445$ Гс и $B_p = \pm 647$ Гс, а также угол между осью диполя и плоскостью экватора вращения — $\alpha = 45^\circ$ вместо 60° .

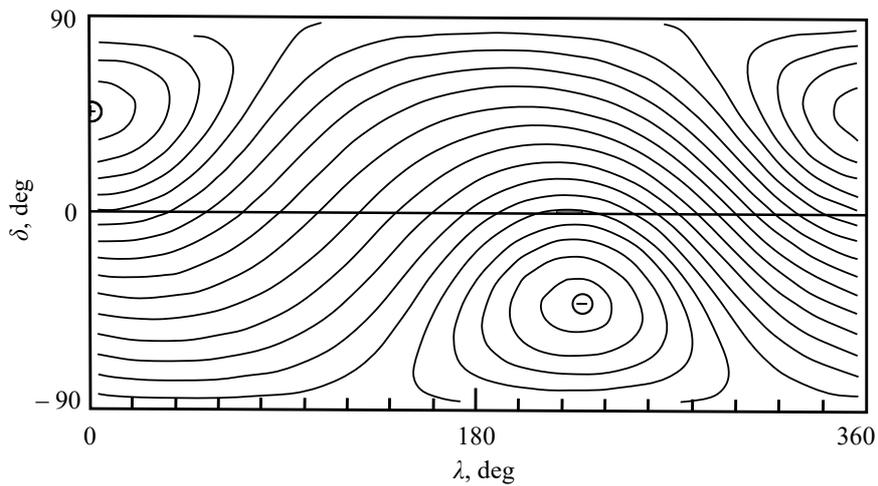


Рис. 4. Меркаторская карта распределения магнитного поля по поверхности HD 37022.

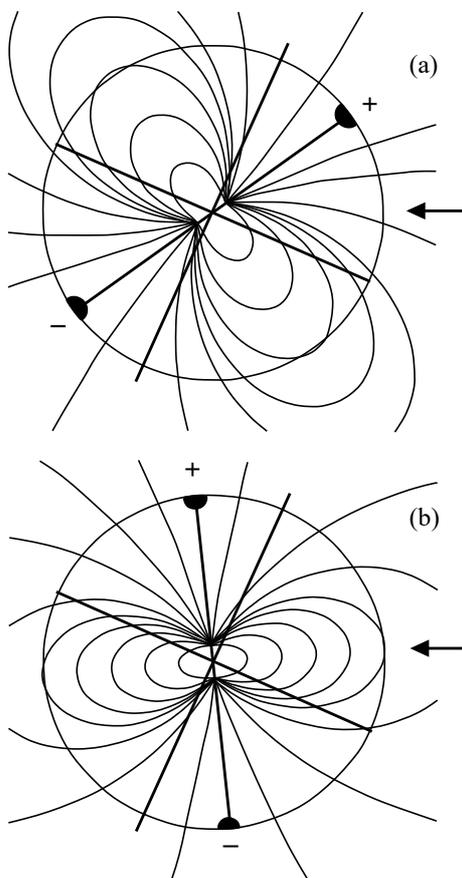


Рис. 5. Распределение силовых линий в плоскости оси диполя в фазах $\Phi = 0$ и $\Phi = 0.5$, (a) и (b) соответственно. Направление, в котором смотрит наблюдатель, показано стрелкой.

2.2. Спектральные особенности HD 37022

Рассмотрим переменность спектральных линий, исходя из нашей модели магнитного поля. По данным работы Stahl et al. (1996) мы видим, что эмис-

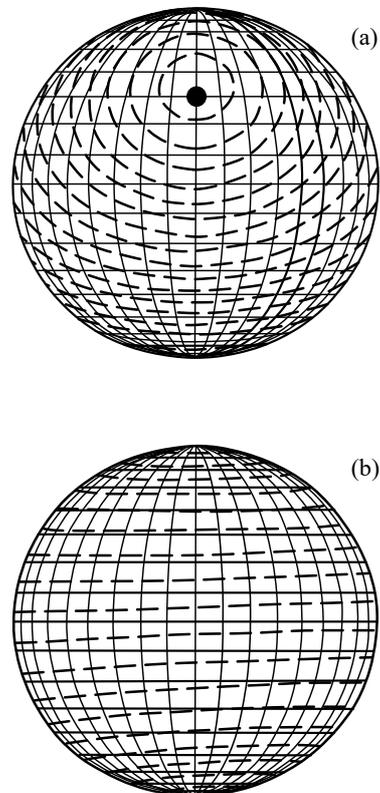


Рис. 6. Карта распределения магнитного поля в фазах $\Phi = 0$ и $\Phi = 0.5$, (a) и (b) соответственно.

сия в $\text{H}\alpha$ и $\text{He II } \lambda 4686$ сильнее в $\Phi = 0$, то есть в области положительного магнитного полюса, и слабее в экваториальной области магнитного поля, при $\Phi \approx 0.5$. В полярных областях формируется ветер, управляемый магнитным полем. Эквива-

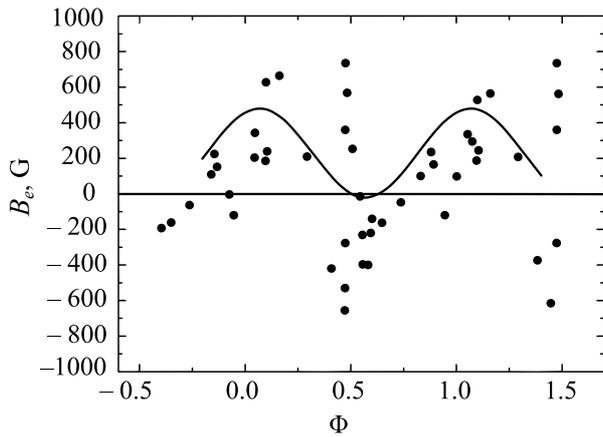


Рис. 7. Величины магнитного поля B_e в разных фазах периода вращения (Kudryavtsev et al., 2000). Точки — величины B_e , полученные методом скользящего среднего. Сплошная кривая — модельная зависимость из рис. 1.

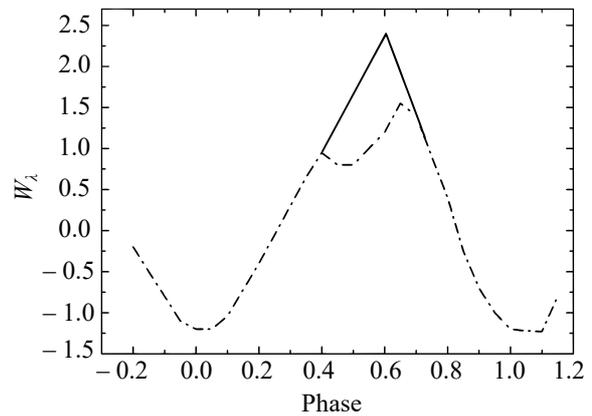


Рис. 8. Изменение эквивалентной ширины линии $\text{H}\alpha$ с фазой периода вращения и предполагаемая зависимость без влияния области отрицательного магнитного поля (штрихпунктирная и сплошная линии соответственно).

лентная ширина W_λ линии поглощения $\text{H}\alpha$ тоже изменяется с фазой периода вращения, причем она минимальна в $\Phi = 0.0$ и максимальна в $\Phi = 0.6$ (см. таблицу 2). Зависимость « $W_\lambda - \Phi$ » имеет депрессию вблизи максимума на $\Phi \approx 0.5 - 0.55$. Ее можно видеть на рис. 8, где показаны оценки эквивалентной ширины $\text{H}\alpha$, согласно рис. 4 из работы Stahl et al. (1996). Точно так же ведет себя линия $\text{He II } \lambda 4686$. Очевидно, что наблюдаемая депрессия — это слабое проявление отрицательного магнитного полюса, потому что в магнитных полюсах W_λ меньше. Если бы звезда была видна с экватора вращения, то в $\Phi = 0.5$ был бы второй минимум W_λ . Таким образом, эта депрессия является как бы несостоявшимся минимумом. Подобные по форме зависимости имеют линии $\text{He II } \lambda 4686$, $\text{C IV } \lambda 1548$, $\lambda 1550$ и $\text{Si V } \lambda 1393$, $\lambda 1402$ (см. таблицу 2). Интересно, что экстремум W_λ возникает в $\Phi = 0.6$, а не в $\Phi = 0.5$, как и продольное поле, которое минимально в $\Phi = 0.6$. Очевидно, что это связано с асимметрией магнитного поля вследствие смещения диполя из центра звезды. В этой фазе отрицательный магнитный полюс не находится точно в меридиане.

В момент $\Phi \approx 0.5$ экваториальная плотная магнитная область видна наилучшим образом, ветер минимален, максимальная интенсивность рассматриваемых спектральных линий $\text{H}\alpha$ и $\text{He II } \lambda 4686$ отмечается на магнитном экваторе. Линии поглощения $\text{H}\alpha$, $\text{He II } \lambda 4686$, $\text{C IV } \lambda\lambda 1548$, 1550 , $\text{Si V } \lambda\lambda 1393$, 1402 слабее в магнитных полюсах, где плотность атмосферы меньше, и сильнее на магнитном экваторе, где плотность выше. Интенсивности эмиссионных линий максимальны на магнитных полюсах. Рентгеновское излучение тоже сильнее в $\Phi \approx 0$, чем в $\Phi \approx 0.5$ (Caillaud et al., 1994). Это понятно, так как положительный полюс

виден лучше, чем отрицательный. Все эти свойства мы просуммировали в таблице 2. Собственно, это главный результат моделирования структуры магнитного поля HD 37022.

Эмиссия наблюдается в течение всего периода вращения. Таким образом, вокруг звезды есть оболочка, но эмиссия в $\text{H}\alpha$ сильнее в магнитных полюсах, потому что истечение вещества вдоль силовых линий магнитного поля сильнее именно в области магнитных полюсов. Здесь оболочка обширнее, чем на экваторе вращения. Линии поглощения H и He вблизи полюсов формируются в самом верхнем слое фотосферы. Они слабые и залиты эмиссией. Оболочка на магнитном экваторе слабее, благодаря чему линии поглощения формируются в плотной фотосфере, поэтому они практически не искажены и слабо залиты эмиссией. Спектральные линии $\text{He I } \lambda 4471$, $\text{He II } \lambda 4541$, $\text{C IV } \lambda 5801$, $\text{O III } \lambda 5592$ сильнее в разреженной области атмосферы — вокруг магнитных полюсов — и слабее в плотных участках поверхности звезды, поэтому вряд ли следует ожидать аномального поведения этих линий. Скорее, аномальны линии $\text{He II } \lambda 4686$, $\text{C IV } \lambda\lambda 1548$, 1550 и $\text{Si IV } \lambda\lambda 1393$, 1402 , формирующиеся в поле сильного ветра, где давление ветра и разного рода нестабильности сильнее, как упоминалось в разделе 1. Рассматривая зависимости изменения интенсивностей спектральных линий с фазой периода вращения и изменение $B_s(\Phi)$ на рис. 3, приходим к заключению, что их поведение не зависит от величины B_s . Очевидно, основную роль играют плотность атмосферы и различия в условиях возбуждения в поле сильной радиации, ветра и разного рода нестабильностей. Так, в работе Donati et al. (2002) исследуется магнитное поведение радиативного ветра в HD 37022 в соответствии с моделью магнитно-ограниченного ветрового удара, предложенной Babel and Montmerle (1997a; b). В

Таблица 2. Поведение спектральных линий и магнитного поля HD 37022 в области магнитных полюсов и на магнитном экваторе

Линии	$\Phi = 0$, полюс	$\Phi = 0.5$, экватор
Эмиссия He I λ 4471, He II λ 4541, C IV λ 5801, O III λ 5592	min	max
Эмиссия H α , He II λ 4686	max	min
W_λ : He I λ 4471, He II λ 4541, C IV λ 5801, O III λ 5592	min	max
W_λ : H α , He II λ 4686, C IV λ 1548, 1550, Si IV λ 1393	min	max
B_s	max +	min
B_e	max +	min

случае HD 37022 эта модель предсказывает формирование мощной магнитосферы, состоящей из очень горячей пост-шоковой (post-shock) области (с температурой свыше 10 МК и плотностью около 10^{10} – 10^{11} г см $^{-3}$), а также плотного диска, формирующегося на магнитосферном экваторе. Поведение фотосферных спектральных линий в $\Phi = 0$ аномально, в $\Phi = 0.5$ нормально. Следовательно, надо искать особенности условий в области полюсов, которые приводят к аномальному поведению спектральных линий.

2.2.1. Поведение эмиссионных линий

В связи с полученной новой моделью магнитной структуры значительный интерес представляет рассмотрение изменений эмиссионных спектральных линий, представленных в работе Stahl et al. (1996). Максимальное доплеровское смещение эмиссионных линии H α и He II λ 4686 «к наблюдателю» и максимальная интенсивность этих линий имеют место при $\Phi = 0$, когда ветер дует в сторону наблюдателя. В процессе вращения звезды магнитный полюс начинает уходить за горизонт, интенсивность эмиссии уменьшается, скорость ветра приближается к нулю. Несмещенные эмиссионные линии H α и He II λ 4686 оказываются в $\Phi = 0.5$. В этот момент они слабые и формируются в широкой экваториальной магнитной области, где плотность атмосферы выше, лучевая скорость равна нулю, положительный полюс находится на невидимой стороне звезды. Ветер от отрицательного полюса направлен преимущественно в картинной плоскости, перпендикулярно лучу зрения, поэтому лучевая скорость ветра близка к нулю. Слабые эмиссионные спектральные линии формируются в околозвездной оболочке, которая в молодой звезде все еще сохраняется (см. раздел 2.5, Ae/Be-звезды). Очевидно, что для полного понимания ситуации требуется моделирование.

2.2.2. Поведение лучевой скорости линии поглощения O III λ 5592

Изученное в работе Stahl et al. (1996) поведение лучевой скорости линий поглощения O III λ 5592

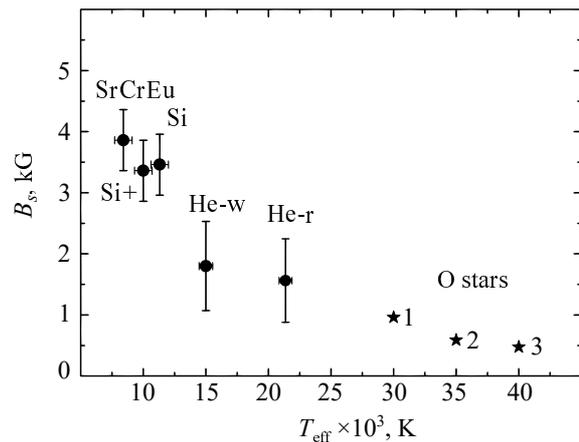


Рис. 9. Зависимость средних поверхностных величин магнитного поля B_s от температуры для звезд разных типов пекулярности (кружки), а также O-звезд (1 — HD 149438, 2 — HD 191612, 3 — HD 37022).

привело авторов к выводу о том, что наблюдаемое изменение профиля линии с фазой можно объяснить особенностью, проходящей при вращении перед звездой в фазе около $\Phi = 0$, то есть в области положительного магнитного полюса. В промежутке $\Phi = 0.25$ – 0.75 эта область оказывается на обратной стороне звезды. В $\Phi = 0$, когда магнитный полюс походит через центральный меридиан, лучевая скорость равна $V_r = 0$. После этого, по мере поворота звезды область формирования линии начинает приближаться к горизонту и через четверть оборота лучевая скорость становится максимальной, после чего область исчезает за горизонтом. Измерения также отлично демонстрируют, как эта область выходит из-за горизонта и приближается к видимому центральному меридиану.

2.3. Замечания по некоторым результатам работы Stahl et al. (1996) в рамках полученной новой структуры магнитного поля

1. Согласно Stahl et al. (1996), «период вращения звезды $P = 15^d.4$ слишком велик для O-звезд

главной последовательности». Однако медленное вращение — это характерное свойство для магнитных Ар–Вр-звезд (см. далее). Таким образом, большой период является одним из признаков принадлежности HD 37022 к семейству магнитных Ар-звезд.

2. «Звезда очень молодая, у нее диск должен быть в высшей степени асимметричным и, кроме того, он должен менять свою ориентацию строго периодически» (Stahl et al., 1996). По нашему мнению, угол наклона звезды довольно велик ($i = 66^\circ$), в результате чего наблюдатель видит диск практически «плашмя», а не со стороны экватора. В таком случае влияние диска на результаты спектроскопии минимально. Нельзя также исключить, что звезда находится в такой стадии эволюции, когда диск ослаблен или его уже нет (см. раздел 2.5).

3. В работе Stahl et al. (1996) утверждается, что «в HD 37022 эмиссионные линии происходят от плазмы в ловушке в области магнитного экватора». Это не так. Выше мы показали, что у HD 37022 эмиссионные линии сильнее в области магнитных полюсов, где формируется ветер.

4. «Переменность звезды HD 37022 во многих отношениях напоминает звезду σ Ori E, которая относится к типу He-strong (He-rich)» (Stahl et al., 1996). Это так, и как будет видно из дальнейшего рассмотрения, многие свойства доказывают принадлежность HD 37022 к классу магнитных звезд He-strong (He-rich или He-r) типа.

5. В работе Stahl et al. (1996) «асимметрия спектральных линий объясняется влиянием красного смещения эмиссии». Мы придерживаемся другого мнения, а именно: асимметрия фазовых зависимостей $W_\lambda(\Phi)$ в случаях $H\alpha$ и He II λ 4686 является результатом влияния асимметрии магнитной структуры.

2.4. HD 37022 — магнитная He-strong звезда?

Наш интерес в данном исследовании заключается в первую очередь в том, что наличие дипольного магнитного поля у HD 37022 может говорить о ее родстве с магнитными Ар-звездами, в том смысле, что они одинакового происхождения и одинакового пути эволюции. Пример этой звезды может указывать, что семейство магнитных химически пекулярных звезд продолжается в сторону высоких температур и больших масс. В работе Stahl et al. (1996) тоже высказывается мнение, что HD 37022 относится к магнитным переменным типа He-r и ее можно интерпретировать как магнитный наклонный ротор с ветром, исходящим из магнитных полюсов. Попытаемся сравнить основные свойства HD 37022 со звездами He-strong типа.

I. В самом деле, массивные O-звезды продолжают последовательность He-strong звезд вдоль

температурной шкалы, как это видно из рис. 9 (см. также рис. 7 в работе Glagolevskij (2022)). Очевиден продолжающийся тренд в сторону уменьшения поля при увеличении температуры (массы) у O-звезд. Чем больше масса звезд, тем меньше средняя величина их магнитного поля. Попытка объяснить эту зависимость была сделана в работе Glagolevskij (2022, см. раздел 8).

II. Период вращения HD 37022 довольно велик для магнитных звезд, тем не менее многие магнитные Ар-объекты имеют такой же период и даже значительно больше. Это свойство видно на рис. 10а, где HD 37022 отмечена звездочкой (Glagolevskij, 2022). С другой стороны, она вращается существенно медленнее, чем предельная скорость вращения $P_{\min} = 1^d$ (рис. 10b), после которой магнитных звезд нет. Таким образом, звезда HD 37022 относится к медленным роторам, как и все магнитные звезды, благодаря чему возникает внутренняя динамическая стабильность, обеспечивающая сохранение и релаксацию структуры магнитного поля (Glagolevskij, 2020).

III. На рис. 11 показано распределение наиболее массивных магнитных звезд He-weak и He-strong типов по шкале масс. O-звезды размещаются в самой правой части зависимости и обозначены звездочками. Этот пример не противоречит предположению о принадлежности звезды к типу магнитных Ар-звезд, тем более что в работе Stahl et al. (1996) найдено, что He у этой звезды в избытке.

IV. На рис. 12 показано, где расположена звезда HD 37022 среди массивных магнитных звезд He-strong и He-weak типов на зависимости периода вращения от величины магнитного поля. Здесь тоже нет никаких особенностей. На основании исследования магнитных звезд всех типов пекулярности получается, что правая часть зависимости соответствует предположению, что степень потери момента вращения магнитной протозвезды зависит от величины магнитного поля. Средняя величина B_s для звезд с аномальными линиями гелия около 2 кГс. Положение звезды HD 37022 среди других He-strong объектов не противоречит показанному распределению. Следует специально отметить, что в этой зависимости проявляется сложная и пока не понятная до конца ситуация. Оказывается, что отмеченная пропорциональность для He-strong звезд существует только до величины $B_s = 2$ кГс, после чего она нарушается. Подробный анализ такого же распределения у звезд других типов пекулярности приведен в работе Glagolevskij (2024b). Следует заметить, что магнитных Ар-звезд с $\lg P > 2$ слишком мало, поэтому, как это видно из рис. 12, среди массивных звезд их вообще пока не найдено.

V. Теория формирования He-r звезд разработана Vauclair (1975). Оказывается, что звездный

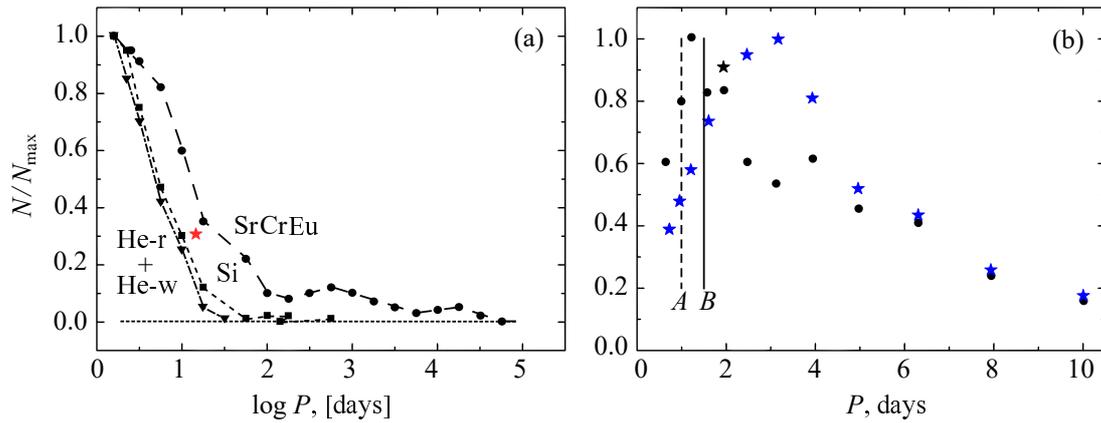


Рис. 10. Распределение звезд разных типов peculiarity по периодам вращения. Панель (a): зависимость от $\lg P$; красная звездочка — O-звезда HD 37022, кружки соответствуют SrCrEu-звездам, квадраты — Si, треугольники — He-r + He-w. Панель (b): зависимость от P в районе предела $P \approx 1^d$. Кружки — He-strong звезды, синие звездочки — Si + SrCrEu-звезды. Детальнее см. в более ранних работах.

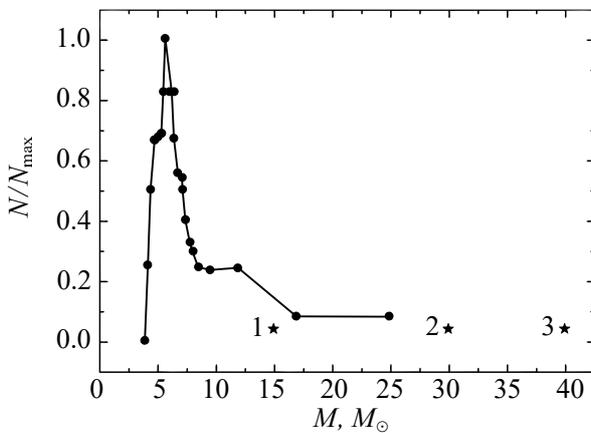


Рис. 11. Распределение звезд по массам. Кружки — He-strong звезды, звездочки — O-звезды (1 — HD 149438, 2 — HD 191612, 3 — HD 37022).

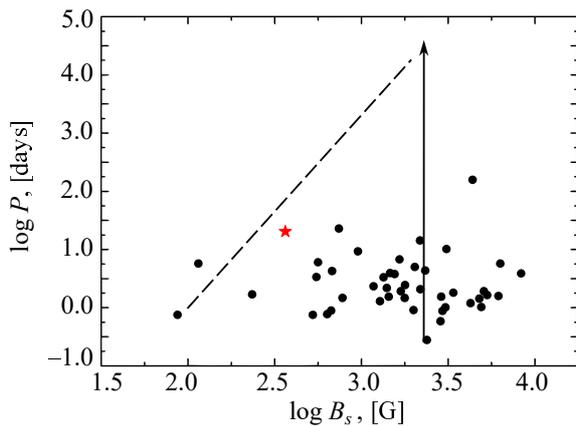


Рис. 12. Распределение He-strong звезд по величинам поверхностного магнитного поля B_s . Красная звездочка — HD 37022 (оценка величины периода из работы Stahl et al. (1996)).

ветер «выдувает» из внутренних областей звезды к поверхности атмосферный гелий, скапливающийся на малой оптической глубине звезды. Из рис. 1, 2, 6 видно, что гелий сильнее скапливается на магнитных полюсах, где ветер сильнее. Поэтому мнение о возможности принадлежности звезды к типу He-strong, высказанное в работе Stahl et al. (1996), вполне правдоподобно. Например, звезда HD 37022 во многом напоминает σ Ori E и другие He-strong объекты, близкие по массе. У них тоже присутствуют переменные фотосферные линии, переменная эмиссия в $H\alpha$ и абсорбция в C IV $\lambda\lambda$ 1548, 1550 (Shore and Brown, 1990). Вариации ультрафиолетовых резонансных линий у σ Ori E могут быть поняты на основе геометрической модели (Shore and Brown, 1990). Эта модель предполагает существование плотной околозвездной коротящей плазмы, ось симметрии которой совпадает с осью симметрии магнитного поля, наклоненного, в свою очередь, к оси вращения. Наша модель (Glagolevskij, 2012) подтверждает такое предположение. Вариации UV-излучения звезд полностью соответствуют модели магнитного наклонного ротатора. Изменения интенсивности линий He I происходят в противофазе с линиями C IV, Si IV, Al III, но в фазе с максимумом магнитного поля положительной полярности, как в HD 37022 (таблицы 2 и 3). Следует заметить, что в результате наклона оси вращения звезды к лучу зрения, как и в случае звезды HD 37022, отрицательный магнитный полюс виден хуже, поэтому в фазе $\Phi = 0.5$ звезда обращена к наблюдателю преимущественно экватором. Отсюда делаем вывод, что линии C IV, Si IV и Al III формируются в экваториальной области.

Таблица 3. Поведение спектральных линий и магнитного поля в области магнитных полюсов и на магнитном экваторе у σ Ori E

Линии	Полюс +	Экватор
Эмиссия $H\alpha$	max	min
W_λ : He I λ 4026	max	min
W_λ : C IV, Si IV, Al III	min	max
B_s	max+	min

2.5. Положение HD 37022 на диаграмме Г–Р

Рассмотрим положение магнитных O-звезд на диаграмме Герцшпрунга–Рессела. Эта проблема подробно обсуждалась Glagolevskij (2021b). У звезд с большой массой горение водорода начинается до исчезновения аккреции и окружающих поглощающих облаков. Поэтому такие объекты становятся «видимыми» спустя некоторое время после того, как они пришли на ZAMS (Palla and Stahler, 1990). На диаграммах рис. 13 показана точками граница, после которой на звезду прекращается аккреция и она становится видимой. Это так называемая линия рождения. Точка ее пересечения с ZAMS приходится на $T_{\text{eff}} \approx 25\,000$ K. Пока не совсем понятно, продолжается ли аккреция на звезду HD 37022 или она уже прекратилась, но факт наличия эмиссионной оболочки налицо. Возможно, оболочка целиком формируется ветром.

В статьях Glagolevskij (1996), Glagolevskij and Chountonov (1997) приводится диаграмма Г–Р, на которой показаны так называемые post Ae/Be stars (Shevchenko, 1989), приведенные в таблице 4. Это экстремально молодые звезды, погруженные в поглощающие облака, они имеют ИК-эксцесс в области $1.2\text{--}10\ \mu\text{m}$, а часто и эмиссию в $H\alpha$. Все данные указывают на их близкое положение к ZAMS, эти звезды обозначены точками на рис. 13а. Некоторые из них (HD 37020 и HD 37023) оказываются выше полосы ГП из-за неправильной оценки абсолютных звездных величин M_{bol} вследствие влияния эмиссии в линиях водорода. Таким образом, post Ae/Be-звезды занимают диапазон температур, в котором находятся объекты типа He-w–He-r–O. Поскольку у звезд с $T_e > 25\,000$ K предполагается наличие окружающего облака в период пребывания на ZAMS, то у звезды HD 37022 эмиссионное облако может возникать по двум причинам: в результате ветра и вследствие остатка газово-пылевого облака. Оказалось, что несколько эмиссионных post Ae/Be-звезд являются He-w-объектами (таблица 4), у которых, как известно, ветра практически нет. В результате у таких звезд гелий то-

нет под действием гравитации. Следовательно, они погружены в остатки эмиссионных облаков. У двух post Ae/Be-звезд (HD 37022 и HD 36629) в настоящее время определено магнитное поле, они на рис. 13а обозначены звездочками. Звезда HD 37022 на диаграмме Герцшпрунга–Рессела находится слева. Этот случай показывает, что магнитные звезды появляются уже на ZAMS и что некоторые из них погружены в облако, возможно, в остатки диска. Что касается HD 37022, то она уже, по-видимому, проэволюционировала от ZAMS и влияние аккреции ослаблено. Определение абсолютных болометрических звездных величин у эмиссионных звезд представляет собой проблему, поэтому распределение звезд на рис. 13а предварительное. Далее, на рис. 13б, приведена диаграмма Г–Р, на которой отложены звезды He-strong (из работы Glagolevskij, 2019) и изучаемые нами O-звезды HD 37022, HD 37479 и HD 191612, обозначенные звездочками. На этом примере наблюдается очевидный постепенный переход от звезд He-r к O-звездам. Практически все звезды He-strong находятся в зоне экранирования остаточного облака. Но характерно их расположение в верхней части полосы ГП и даже немного выше ее. Скорее всего, это является результатом неправильного определения M_{bol} , которое может произойти из-за усиления ветра и влияния эмиссии внутри спектральных линий, а не быть следствием позднего освобождения окружающих облаков. Среди более холодных звезд в диапазоне $\lg T_{\text{eff}} = 4.20\text{--}4.35$ эмиссия слабее или отсутствует вовсе, поэтому оценки M_{bol} у них не подвержены влиянию эмиссии, и они занимают всю ширину полосы ГП. Постепенный рост интенсивности ветра с ростом температуры, радиуса и массы определяет физические свойства звезд. Изучаемая нами звезда HD 37022 — самая массивная из известных магнитных O-звезд.

На рис. 13с приведена диаграмма Г–Р, где показаны только звезды He-weak. Сравнивая рисунок с предыдущим, делаем вывод, что O-звезды не являются продолжением группы звезд He-weak. Среди звезд этого типа мало объектов с эмиссией, поэтому величины M_{bol} не искажены. В отличие от горячих звезд He-rich они занимают равномерно полосу ГП.

3. СВОЙСТВА МАГНИТНОЙ O-ЗВЕЗДЫ HD 149438

Рассмотрим свойства звезды HD 149438 в сравнении со свойствами других магнитных O-звезд. Структура магнитного поля HD 149438 исследована Glagolevskij and Nazarenko (2017), физические параметры взяты из работы Donati

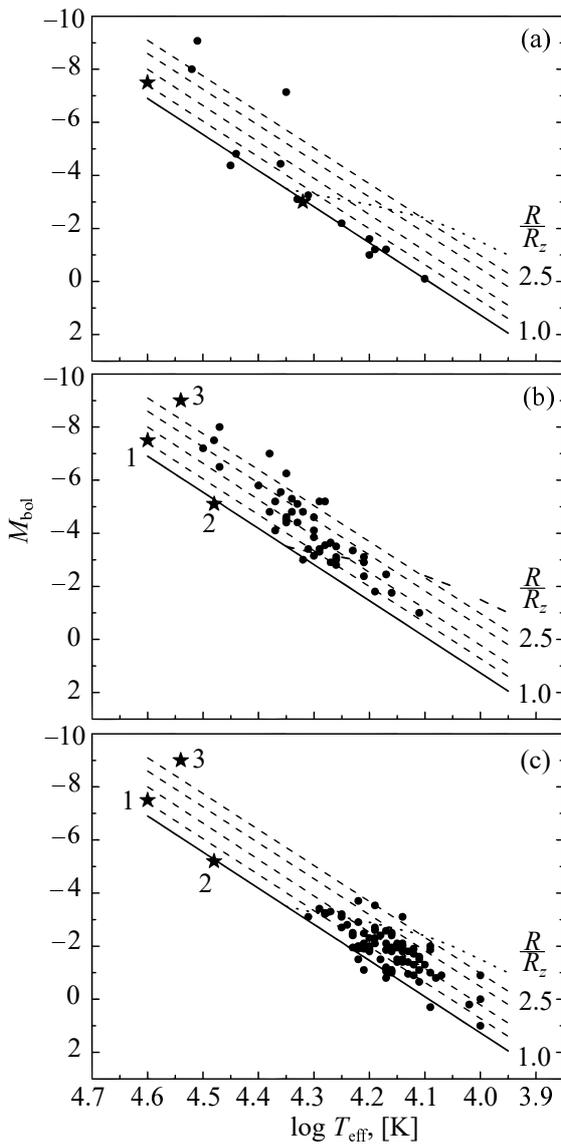


Рис. 13. Диаграмма Герцшпрунга–Рессела. Панель (а): для объектов post Ae/Be Хербига, звездочками показаны магнитные звезды HD 37022 и HD 36629, сплошная жирная линия — ZAMS, штриховые линии проведены для случаев $R/R_z = 1.15, 1.20, 1.50, 2.50$; панель (б): для звезд He-strong, показанных точками, звездочки — O-объекты (1 — HD 37022, 2 — HD 149438, 3 — HD 191612); панель (с): точки — He-weak, звездочки — O-объекты (те же, что и на панели (б)).

et al. (2006) и приведены в таблице 5. Оказывается, звезда находится на ZAMS (звездочка 2 на рис. 13). Возраст звезды составляет 10^6 лет. Величина полученного из модели среднего поверхностного магнитного поля $B_s \approx 900$ Гс. Величина приблизительная, потому что структура магнитного поля сложная, она описывается тремя диполями, в отличие от однодипольных звезд HD 37022 и HD 191612. На рис. 14а показана зависимость $B_e(\Phi)$, а на рис. 14б — меркаторская карта

Таблица 4. Параметры звезд Post Ae/Be Хербига (из работ Glagolevskij, 1996; 2019)

Звезда	Тип	$\lg T_{\text{eff}}, \text{K}$	$M_{\text{bol}}, \text{mag}$	Поле, Гс
HD 594	Ae/Be	4.20	-1.60	—
HD 236327	Ae/Be	4.17	-1.21	—
HD 627	Ae/Be	4.10	-0.1	—
HD 36540	Ae/Be He-w	4.20	-1.0	—
HD 36629	Ae/Be He-w	4.31	-3.25	457
HD 37020	Ae/Be	4.51	-9.07	—
HD 37021	Ae/Be	4.33	-3.10	—
HD 37022	Ae/Be He-r	4.60	-8.0	361
HD 37023	Ae/Be	4.35	-7.14	—
HD 37061	Ae/Be	4.44	-4.81	—
HD 37129	Ae/Be He-w	4.25	-2.19	—
HD 53623	Ae/Be	4.45	-4.87	—
V 361 Cyg	Ae/Be	4.19	-1.21	—
HD 52942	Ae/Be	4.36	-4.43	—

распределения магнитного поля по поверхности звезды. Из этих данных видно, что магнитное поле описывается одним сильным диполем и двумя слабыми. Физические свойства звезды связаны в основном с сильным диполем. Все три диполя смещены из центра звезды поперек их оси. Положение основного диполя внутри звезды очень похоже на HD 37022 (рис. 4). Наклон оси диполя к плоскости экватора вращения маленький, $\alpha = 5^\circ$, что типично для магнитных звезд.

В работе Donati et al. (2006) тоже обращается внимание на не дипольную, сложную топологию магнитного поля звезды HD 149438. Эта топология согласуется с рентгеновскими свойствами звезды, а также объясняет переменность сформированных ветром ультрафиолетовых линий. Наличие магнитных полей в звездах большой массы регулярно обсуждается в литературе; также они постулируются при объяснении многих загадочных явлений, включая особенные профили рентгеновских линий и высокие рентгеновские температуры (например, Cohen et al., 1997, 2003; Robinson et al., 2002; Smith et al., 2004). Модель Донати предполагает, что максимальное поглощение в ультрафиолетовых линиях должно происходить тогда, когда экваториальная область магнитосферы пересекает центр видимого диска, как у всех подобных горячих магнитных звезд (Donati et al., 2001, 2002, 2006; Neiner et al., 2003). Однако Донати не обнаружил в

Таблица 5. Параметры исследуемых звезд

Звезда	T_{eff} , К	$\lg g$	R, R_{\odot}	P , days	M, M_{\odot}	M_{bol} , mag	$\lg t$	R/R_z	B_s , G	Ссылки
HD 37022	40 000	4.2	8.2	15.4	40	-7.6	7.4	1.3	475	[1–4], tw
HD 149438	30 000	4.5	5.0	41.0	15	-5.7	6.0	0.9	900	[2], tw
HD 191612	35 000	4.5	5.5	537.6	30?	-6.6	6.5	1.0	599	[3], tw

[1] — Howarth and Prinja (1989), [2] — Donati et al. (2006), [3] — Wade et al. (2011), [4] — Glagolevskij (2019), tw — данная работа.

HD 149438 вращательную модуляцию потока $H\alpha$, что наблюдается также в β Сер, в отличие от HD 37022, σ Ori E и HD 191612, которые демонстрируют сильную модуляцию $H\alpha$ (Stahl et al., 1996; Walborn et al., 2003; Townsend and Owocki, 2005; Townsend et al., 2005). Мы полагаем, что у последних звезд простая дипольная структура, а в случае HD 149438 сложные поверхностные свойства выравнивают переменность, которая дополнительно скрадывается в ошибках измерений.

Donati et al. (2006) не исключают возможности формирования сложной структуры магнитного поля неизвестными динамо-процессами, но все же склоняются к мнению, что магнитное поле является реликтовым остатком от стадии звездообразования. Вследствие молодости звезды релаксация не успела закончиться. Эта звезда демонстрирует также сложную начальную структуру в молодых протозвездах, которая с возрастом упрощается — в частности, путем омической диссипации. Следует обратить внимание на то, что звезда находится в такой фазе эволюции, когда она еще не освободилась от окружающего ее газо-пылевого облака. Непонятно его влияние на спектроскопию, как и в случае HD 37022. Таким образом, O-звезды демонстрируют одинаковые поверхностные явления (сильный ветер), одинаковые спектроскопические свойства, но принадлежность к типу He-strong определена только у HD 37022.

4. СВОЙСТВА МАГНИТНОЙ O-ЗВЕЗДЫ HD 191612

Параметры звезды приведены в таблице 5. Отмечается большой период вращения звезды $P = 537^{\text{d}}$ (Wade et al., 2011). Анализ полученных в этой работе данных показал, что эмиссия $H\alpha$ и фотометрическая переменность, возникающая в результате магнитного ветра, имеют место для наклонного магнитного ротатора. Действительно, структура магнитного поля соответствует центральному диполю (Glagolevskij, 2016), ось которого наклонена к плоскости экватора вращения на угол $\alpha = 22^{\circ}$. Предполагается повышенная плотность плазмы в магнитной экваториальной

области над звездой, что совпадает с аналогичными выводами в случае звезд HD 37022 и HD 149438. Звезда демонстрирует присутствие линии C III λ 4650, которая имеет интенсивность, сравнимую с соседними линиями N III. Наблюдаются периодические спектральные изменения интенсивности линий Бальмера, He I, C III и Si III, узкие профили P Cygni или эмиссионные компоненты в линиях Бальмера, He I, C III, C III и Si III.

В работе Howarth et al. (2007) тоже отмечается, что линии Бальмера и He I демонстрируют сильную переменность с 538-дневным периодом. Но интенсивность линий He II и металлических линий, включая многие эмиссионные линии (кроме эмиссии He II λ 4686), по существу, постоянна. В то же время переменность лучевой скорости позволила установить двухлинейную бинарную орбиту с $P_{\text{orb}} = 1542^{\text{d}}$, $e = 0.45$. Оказалось, что система состоит из гиганта O 8 и вторичной звезды главной последовательности B1. Поскольку периодические изменения 538^{d} не связаны с орбитальным движением, было решено, что вращательная модуляция связана с магнитной структурой. Представленные здесь результаты показывают, что магнитные и магнитосферные характеристики HD 191612 (топология дипольного поля, напряженность поля порядка 1 кГс, величина угла α и др.) довольно похожи на характеристики HD 37022.

В рассматриваемой работе Wade et al. (2011) сделана оценка $B_p = 2450$ Гс, что неверно. Наше моделирование в предположении предложенных в статье параметров дает центральный диполь с $B_p = 980$ Гс и $B_s = 599$ Гс. При этом в цитируемой работе угол $\beta = 67^{\circ}$, у нас угол $\alpha = 22^{\circ}$, тогда $\beta = 90 - \alpha = 68^{\circ}$ — такая же величина. В $\Phi = 0$ наблюдается максимум магнитного поля, когда магнитный полюс пересекает видимый меридиан. В этот момент W_{λ} линии $H\alpha$ испытывает минимум, а максимум — в $\Phi \approx 0.5$, как в случае звезды HD 37022. В отличие от HD 37022, звезда HD 191612 является сильно проэволюционировавшим объектом, если учесть оценку $\lg g = 3.5$,

приведенную в работе Wade et al. (2011). Оболочка должна уже исчезнуть, а та, что присутствует, формируется только ветром. Однако в разделе 5.3 приведены доводы против такой величины $\lg g$, скорее, $\lg g = 4.5$. Рентгеновский спектр HD 191612 такой же, как у HD 149438 и HD 37022. Предполагаемый период вращения HD 191612 — приблизительно 1.5 года — является чрезвычайно медленным. В работе Wade et al. (2011), в соответствии с уравнением (25) из работы Ud-Doula et al. (2009), вычислено время магнитного торможения, которое оказалось равным 0.3315 млн лет. Возраст HD 191612 составляет 3–4 млн лет (Donati et al., 2006), поэтому в упомянутой работе был сделан вывод, что только магнитное торможение может быть причиной увеличения периода вращения HD 191612 за все предыдущее время. С нашей точки зрения, такое предположение неверно. Звезда HD 191612 являлась медленным ротатором изначально, с тех пор, когда она была в стадии магнитной протозвезды (см. раздел 5.2).

5. ОБСУЖДЕНИЕ

На основании данных таблицы 5 можно сделать вывод о том, что все три O-звезды являются медленными ротаторами. Отметим и другие особенности этих объектов.

5.1. Величина магнитного поля O-звезд

Как можно судить по оценкам для рассмотренных звезд, она относительно небольшая. Такое заключение подтверждается рис. 9. Причин может быть несколько. Во-первых, неполная релаксация (Glagolevskij and Nazarenko, 2016) частично запутанного начального магнитного поля из-за слишком быстрого темпа эволюции у столь массивных объектов. Во-вторых, массивные звезды формируются из очень большого начального объема облаков, по сравнению с менее массивными магнитными звездами. Вследствие этого в родительских облаках усредняется большое количество относительно мелких фрагментов с разной величиной и, главное, направлением силовых линий. Суммирование свойств отдельных начальных фракций приводит к меньшей величине поля, чем у звезд, формирующихся из меньшего числа отдельных мелких магнитных структур.

5.2. Происхождение и эволюция

Возможный сценарий для «классических» магнитных Ar-звезд рассматривается в работах Stahl

et al. (1996), Glagolevskij (2021a; 2022). Сравнивая свойства O-звезд с He-g-объектами, можно предположить, что их сценарий происхождения и эволюции вряд ли сильно отличается. Намагниченное протозвездное облако коллапсирует, сжимаясь вместе с магнитным полем. В молодой звезде возможны неоднородности магнитного поля, оставшиеся от первоначальной структуры, но вследствие омической диссипации мелкомасштабные однородности «выгорают» и остается долгоживущая крупномасштабная составляющая, близкая по структуре к дипольной. Магнитные звезды — медленные ротаторы, передача момента вращения протозвездного магнитного облака через силовые линии к окружающим облакам приводит к потере его момента вращения. В редких случаях магнитная протозвезда формируется из облака, имеющего изначально малый момент вращения. Медленное вращение протозвездных облаков необходимо для сохранения магнитного поля и его структуры, иначе возникающие внутри него нестабильности разрушают полоидальную структуру магнитного поля и звезда становится «нормальной». Потеря момента вращения протозвезды наиболее эффективна в случае ориентации магнитного поля под малым углом α по отношению к плоскости экватора вращения (Mouschovias and Paleologou, 1979), поэтому значительная доля магнитных звезд имеет преимущественный угол $\alpha < 20^\circ$. На рис. 15 показано распределение He-g + He-w (кружки) и O-звезд (звездочки) по температурной шкале. И те, и другие в основном находятся ниже «штриховой» границы, и только в редких случаях звезды имеют угол $\alpha < 20^\circ$. Мы предполагаем, что эти объекты не испытывали процесс потери момента вращения и произошли из протозвездного облака, имеющего малый момент вращения. Последующие периоды эволюции — нестабильная фаза, фаза NAr/Be, ZAMS, главная последовательность, в которых формируются наблюдаемые дипольные конфигурации. Что касается звезды HD 37022, то вряд ли родительская протозвезда потеряла момент вращения посредством магнитного поля, как в случае большинства магнитных звезд, потому что угол наклона оси диполя к плоскости экватора вращения для этого слишком велик — $\alpha < 60^\circ$ (рис. 16). Кроме того, и величина магнитного поля для этого невелика. Вероятнее всего, медленное вращение досталось ей от протозвездного облака изначально, как и в случае 1% других магнитных звезд. Звезды HD 149438 и HD 191612 больше соответствуют объектам, потерявшим момент вращения с участием магнитного поля. Действительно, HD 37022 уже проэволюционировала до $R/R_z = 1.3$, тогда как остальные звезды находятся еще на ZAMS ($R/R_z = 1$). В соответствии с зави-

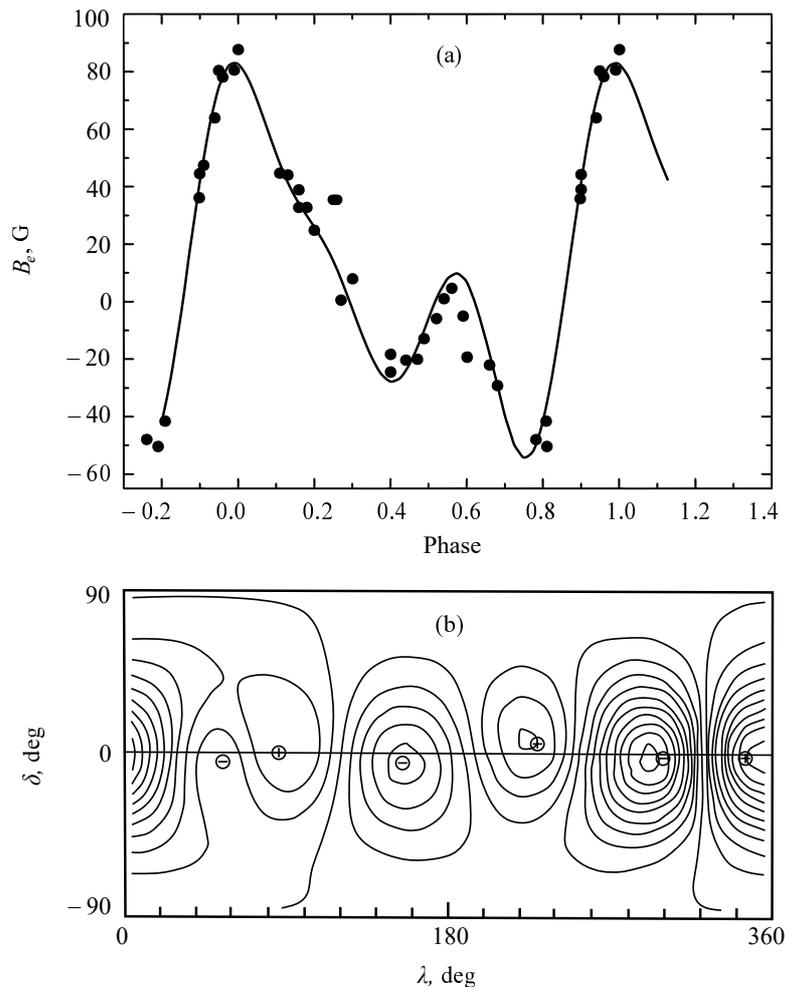


Рис. 14. Изменение продольного магнитного поля B_e с фазой периода вращения звезды HD 149438. Панель (a): точки — измеренные величины B_e , сплошная кривая — модельная зависимость $B_e(\Phi)$; панель (b): меркаторская карта распределения магнитного поля по поверхности.

симостью $\text{He}/\text{H}(R/R_z)$, в этот момент содержание гелия у магнитных звезд нормальное (Glagolevskij, 2021a).

5.3. Возрасты исследуемых O-звезд

Возрасты исследуемых O-звезд представлены в таблице 5. На рис. 17 показано, как располагаются эти объекты на зависимости $R/R_z(\lg t)$, построенной для звезд с массой $M > 5$ (Glagolevskij, 2024a). Проблема оказывается только в случае HD 191612, которая не следует приведенной зависимости. Для нее либо неправильно определен $\lg g = 3.5$, либо возраст $\lg t = 6.5$. Согласно зависимости на рис. 17, у нее должен быть $\lg t = 7.8$ или $\lg g = 4.5$. В работе Townsend et al. (2005) оценки температуры и $\lg g$ получены по распределению энергии в непрерывном спектре с учетом покраснения, которое может быть ошибочным, потому что звезда двойная. Предполагая, что было неверно

учтено влияние вторичной звезды на полученные параметры, мы принимаем для звезды $\lg g = 4.5$ и $\lg t = 6.5$, при которых звезда отложена на зависимости рис. 17. Соответственно, в таблицу 5 внесены наши данные.

6. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

На основании данных в цитированной литературе и наших результатов мы выделили основные свойства магнитных O-звезд.

1. Магнитные O-звезды продолжают последовательность He-strong звезд в сторону больших масс.
2. Магнитные структуры O-звезд не отличаются от структур семейства магнитных Ap-звезд.
3. По всем основным свойствам магнитные O-звезды такие же, как остальные магнитные Ap-звезды.

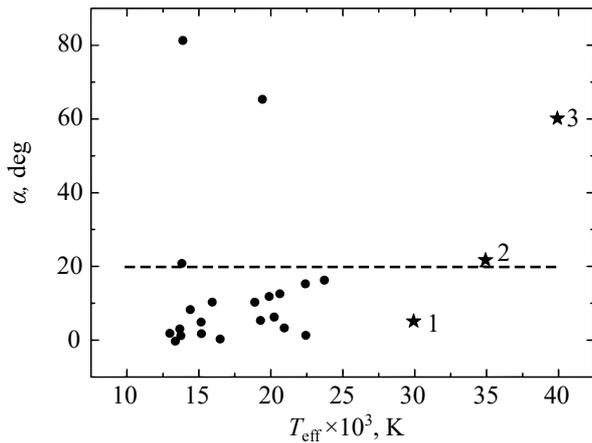


Рис. 15. Распределение углов α по температурной шкале. Точки — звезды He-strong, звездочки — O-звезды (1 — HD 149438, 2 — HD 191612, 3 — HD 37022).

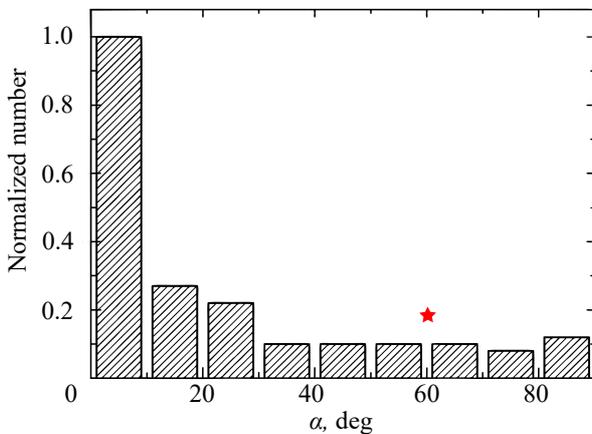


Рис. 16. Распределение магнитных звезд всех типов пекулярности по углам α . Звездочка — положение звезды HD 37022.

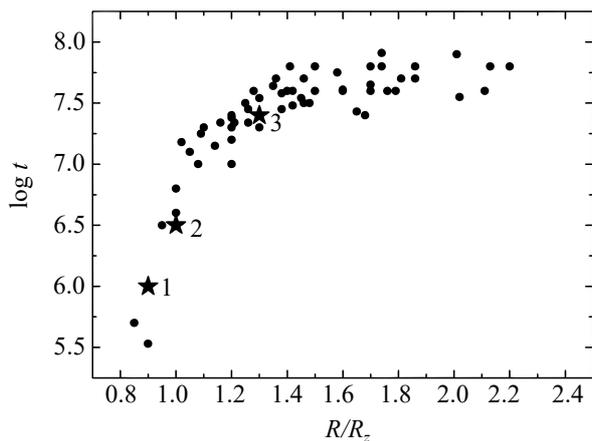


Рис. 17. Положение изучаемых O-звезд (1 — HD 149438, 2 — HD 191612, 3 — HD 37022) на зависимости « $\lg t - R/R_\odot$ », соответствующей магнитным звездам с массой $M > 5M_\odot$.

4. Особенности химсостава у магнитных O-звезд пока не изучены, только HD 37022 показывает признаки He-strong аномалий.

5. По физическим особенностям магнитные O-звезды являются объектами, схожими между собой: они окружены эмиссионной оболочкой, причем в области магнитных полюсов оболочка сильнее, чем вдоль магнитного экватора. В области магнитных полюсов происходит ветер и высокоэнергетические нестационарные процессы.

6. Поведение спектральных линий, в том числе эмиссионных, различно в области магнитных полюсов и в области магнитного экватора. Интенсивности линий одного и того же элемента в полюсах и на экваторе меняются с фазой периода вращения по-разному. Этот факт свидетельствует о слишком большом различии физических условий в этих областях.

7. Сравнение основных свойств магнитных O-звезд и «классических» Ap-звезд позволяет предположить их одинаковый сценарий формирования и эволюции.

8. Магнитные O-звезды являются медленными ротаторами, как все Ap-объекты.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Работа финансировалась за счет средств бюджета учреждения.

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Автор данной работы заявляет об отсутствии конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. E. Alecian, G. A. Wade, C. Catala, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **400** (1), 354 (2009). DOI:10.1111/j.1365-2966.2009.15460.x
2. J. Babel and T. Montmerle, *Astrophys. J.* **485** (1), L29 (1997a). DOI:10.1086/310806
3. J. Babel and T. Montmerle, *Astron. and Astrophys.* **323**, 121 (1997b).
4. J.-P. Caillault, M. Gagné, and J. R. Stauffer, *Astrophys. J.* **432**, 386 (1994). DOI:10.1086/174576
5. C. Catala, E. Alecian, J. F. Donati, et al., *Astron. and Astrophys.* **462** (1), 293 (2007). DOI:10.1051/0004-6361:20066264
6. P. Charbonneau and K. B. MacGregor, *Astrophys. J.* **559** (2), 1094 (2001). DOI:10.1086/322417
7. D. H. Cohen, J. P. Cassinelli, and W. L. Waldron, *Astrophys. J.* **488** (1), 397 (1997). DOI:10.1086/304678
8. D. H. Cohen, G. E. de Messières, J. J. MacFarlane, et al., *Astrophys. J.* **586** (1), 495 (2003). DOI:10.1086/367553

9. J. F. Donati, J. Babel, T. J. Harries, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **333** (1), 55 (2002). DOI:10.1046/j.1365-8711.2002.05379.x
10. J. F. Donati, I. D. Howarth, J. C. Bouret, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **365** (1), L6 (2006). DOI:10.1111/j.1745-3933.2005.00115.x
11. J. F. Donati, G. A. Wade, J. Babel, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **326** (4), 1265 (2001). DOI:10.1111/j.1365-2966.2001.04713.x
12. C. P. Folsom, G. A. Wade, S. Bagnulo, and J. D. Landstreet, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **376** (1), 361 (2007). DOI:10.1111/j.1365-2966.2007.11466.x
13. A. W. Fullerton, *ASP Conf. Ser.*, **305**, 333 (2003).
14. B. M. Gaensler, N. M. McClure-Griffiths, M. S. Oey, et al., *Astrophys. J.* **620** (2), L95 (2005). DOI:10.1086/428725
15. E. Gerth and Y. V. Glagolevskij, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **56**, 25 (2003).
16. Y. V. Glagolevskij, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **41**, 80 (1996).
17. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **55** (2), 169 (2012). DOI:10.1007/s10511-012-9225-x
18. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **59** (3), 321 (2016). DOI:10.1007/s10511-016-9438-5
19. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **74** (1), 66 (2019). DOI:10.1134/S1990341319010073
20. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **63** (3), 376 (2020). DOI:10.1007/s10511-020-09641-4
21. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **76** (3), 303 (2021a). DOI:10.1134/S1990341321030068
22. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **76** (4), 435 (2021b). DOI:10.1134/S1990341321040052
23. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **77** (2), 167 (2022). DOI: 10.1134/S1990341322020031
24. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **79** (1), 137 (2024a). DOI: 10.1134/S1990341324600091
25. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **67** (1), 35 (2024b). DOI:10.1007/s10511-024-09814-5
26. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, in *Proc. Intern. Conf. on Stellar Magnetic Fields, Nizhnij Arkhyz, Spec. Astrophys. Obs. RAS, Russia, 1996*, Ed. by Yu. Glagolevskij and I. Romanyuk (SAO RAS, Nizhnij Arkhyz, 1997), pp. 116–121.
27. Y. V. Glagolevskij and A. F. Nazarenko, *Astrophysical Bulletin* **71** (4), 453 (2016). DOI:10.1134/S1990341316040088
28. Y. V. Glagolevskij and A. F. Nazarenko, *Astrophysical Bulletin* **72** (4), 411 (2017). DOI:10.1134/S1990341317040058
29. I. D. Howarth and R. K. Prinja, *Astrophys. J. Suppl.* **69**, 527 (1989). DOI:10.1086/191321
30. I. D. Howarth, N. R. Walborn, D. J. Lennon, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **381** (2), 433 (2007). DOI:10.1111/j.1365-2966.2007.12178.x
31. L. Kaper, H. F. Henrichs, J. S. Nichols, et al., *Astron. and Astrophys. Suppl.* **116**, 257 (1996).
32. D. O. Kudryavtsev, N. E. Piskunov, I. I. Romanyuk, et al., in *Proc. Intern. Meeting on Magnetic Fields of Chemically Peculiar and Related Stars, Nizhnij Arkhyz, Russia, 2000*, Ed. by Y. V. Glagolevskij and I. I. Romanyuk (Spec. Astrophys. Obs., Nizhnij Arkhyz, 2000), p. 64.
33. T. C. Mouschovias and E. V. Paleologou, *Astrophys. J.* **230**, 204 (1979). DOI:10.1086/157077
34. M. P. Muno, J. S. Clark, P. A. Crowther, et al., *Astrophys. J.* **636** (1), L41 (2006). DOI:10.1086/499776
35. C. Neiner, H. F. Henrichs, M. Floquet, et al., *Astron. and Astrophys.* **411**, 565 (2003). DOI:10.1051/0004-6361:20031342
36. F. Palla and S. W. Stahler, *Astrophys. J.* **360**, L47 (1990). DOI:10.1086/185809
37. V. Petit, S. P. Owocki, G. A. Wade, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **429** (1), 398 (2013). DOI:10.1093/mnras/sts344
38. V. Petit, G. A. Wade, L. Drissen, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **387** (1), L23 (2008). DOI:10.1111/j.1745-3933.2008.00474.x
39. R. D. Robinson, M. A. Smith, and G. W. Henry, *Astrophys. J.* **575** (1), 435 (2002). DOI:10.1086/341141
40. R. S. Schnerr, K. L. J. Rygl, A. J. van der Horst, et al., *Astron. and Astrophys.* **470** (3), 1105 (2007). DOI:10.1051/0004-6361:20066299
41. V. S. Shevchenko, *Herbig Ae/Be stars* (FAN, Tashkent, 1989) [in Russian].
42. S. N. Shore and D. N. Brown, *Astrophys. J.* **365**, 665 (1990). DOI:10.1086/169520
43. M. A. Smith, D. H. Cohen, M. F. Gu, et al., *Astrophys. J.* **600** (2), 972 (2004). DOI:10.1086/379873
44. O. Stahl, A. Kaufer, T. Rivinius, et al., *Astron. and Astrophys.* **312**, 539 (1996).
45. B. Stelzer, E. Flaccomio, T. Montmerle, et al., *Astrophys. J. Suppl.* **160** (2), 557 (2005). DOI:10.1086/432375
46. R. H. D. Townsend and S. P. Owocki, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **357** (1), 251 (2005). DOI:10.1111/j.1365-2966.2005.08642.x
47. R. H. D. Townsend, S. P. Owocki, and D. Groote, *Astrophys. J.* **630** (1), L81 (2005).
48. A. Ud-Doula, S. P. Owocki, and R. H. D. Townsend, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **392** (3), 1022 (2009). DOI:10.1111/j.1365-2966.2008.14134.x
49. S. Vauclair, *Astron. and Astrophys.* **45**, 233 (1975).
50. G. A. Wade, S. Bagnulo, D. Drouin, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **376** (3), 1145 (2007). DOI:10.1111/j.1365-2966.2007.11495.x
51. G. A. Wade, D. Drouin, S. Bagnulo, et al., *Astron. and Astrophys.* **442** (3), L31 (2005). DOI:10.1051/0004-6361:200500184
52. G. A. Wade, A. W. Fullerton, J. F. Donati, et al., *Astron. and Astrophys.* **451** (1), 195 (2006). DOI:10.1051/0004-6361:20054380

53. G. A. Wade, I. D. Howarth, R. H. D. Townsend, et al., Monthly Notices Royal Astron. Soc. **416** (4), 3160 (2011). DOI:10.1111/j.1365-2966.2011.19265.x
54. N. R. Walborn, I. D. Howarth, A. Herrero, and D. J. Lennon, Astrophys. J. **588** (2), 1025 (2003). DOI:10.1086/374268
55. W. L. Waldron and J. P. Cassinelli, Astrophys. J. **668** (1), 456 (2007). DOI:10.1086/520919
56. D. T. Wickramasinghe and L. Ferrario, Monthly Notices Royal Astron. Soc. **356** (4), 1576 (2005). DOI:10.1111/j.1365-2966.2004.08603.x

Structure of the Magnetic Field of Massive O Stars HD 37022, HD 191612, HD 149438

Yu. V. Glagolevskij¹

¹Special Astrophysical Observatory, Russian Academy of Sciences, Nizhnii Arkhyz, 369167 Russia

Comparison of the properties of magnetic O stars with He-strong objects showed their family connection; the mechanism of their formation and further evolution is obviously the same. The family of magnetic O stars continues the sequence of known magnetic Ap objects towards higher masses. The observed differences in properties are associated with the large mass of O objects.

Keywords: *methods: numerical—stars: chemically peculiar—stars: magnetic fields—individual: HD 37022, HD 191612, HD 149438*