

УДК 524.35-337

## ОСОБЕННОСТИ ПОВЕДЕНИЯ МАГНИТНЫХ ЗВЕЗД НА ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

© 2019 Ю. В. Глаголевский\*

*Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 Россия*

Поступила в редакцию 11 апреля 2018 года; после доработки 13 августа 2018 года; принята к публикации 13 августа 2018 года

На основе последних данных о величинах среднего поверхностного магнитного поля 177 звезд проанализированы результаты прежних исследований свойств магнитных звезд. Получены новые, скорректированные результаты, которые позволяют лучше понять явление магнитных химически пекулярных звезд.

Ключевые слова: *звезды: магнитные поля — звезды: химически пекулярные*

### 1. ВВЕДЕНИЕ

По мере накопления наблюдательных данных изменяются и уточняются наши представления о свойствах магнитных звезд. Исследователи уделяли внимание главным образом поведению магнитных звезд на Главной последовательности (ГП). В настоящее время назрела необходимость уточнения особенностей этого периода эволюции, что мы и пытаемся сделать.

### 2. КРАТКИЙ ОБЗОР РАНИХ ИССЛЕДОВАНИЙ

2.1. Хартуг [1] в 1977 г. использовал данные для 25 магнитных звезд в скоплениях разного возраста с целью поиска признаков потери момента их вращения на ГП. К сожалению, статистика была слишком мала. Вследствие большого разброса точек на исследуемой зависимости можно было сделать только предварительный вывод: потеря момента вращения произошла до ГП. Этот важнейший для физики магнитных звезд вывод впоследствии был неоднократно подтвержден, в частности, в работах [2, 3].

2.2. В работе Вольф [4] в 1981 г. тоже исследовались возможности потери момента вращения магнитных звезд на ГП с участием магнитного поля. Торможение рассматривалось либо через аккреционный механизм, либо посредством потери массы в присутствии магнитного поля. При изучении 24 Si-звезд были замечены признаки того, что скорость их вращения действительно уменьшается со временем, но корреляция в случае 14 звезд SrCrEu-типа слаба. Количество использованных

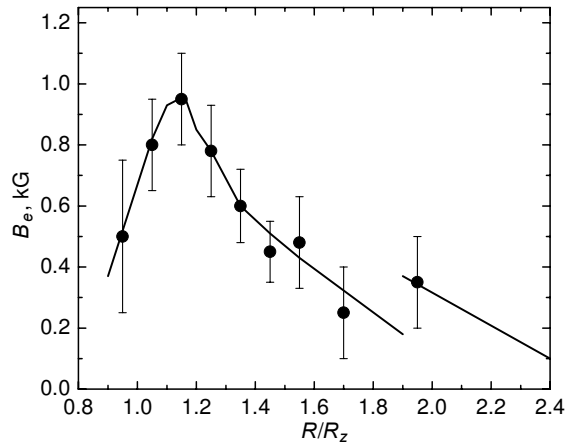
звезд слишком мало. Далее в разделе 3.7 показано, что этот вывод неправильный. На самом деле скорость вращения  $v \sin i$  на ГП увеличивается вследствие увеличения радиуса ( $R/R_z$  — радиус звезды в настоящее время относительно ее радиуса на ZAMS (Zero Age Main Sequence)).

2.3. Норт [2] в 1984 г. находит, что магнитные звезды теряют момент вращения до ГП. Отмечается, что старые Si-звезды имеют совершенно такие же периоды вращения, как и молодые, поэтому сделан вывод, что на ГП скорость вращения не изменяется. Таким образом, подтвержден вывод, сделанный в работе [1] (см. раздел 2.1). Но проблема на самом деле сложнее, и это будет показано в разделе 3.8.

2.4. Норт и Крамер [5] в 1984 г. пытались найти признаки изменения магнитного поля с возрастом на ГП с использованием величин магнитного поля, определенных фотометрическим методом. Сделано предварительное заключение, что магнитное поле Si- и SrCrEu-звезд уменьшается при уменьшении  $\lg g$ , причем поле изменяется пропорционально  $R^{-2}$  — вывод, совпадающий с результатом в работах [6, 7]. В обсуждаемой работе, однако, не замечен тот важнейший момент, что перед уменьшением магнитное поле растет. Надо иметь в виду, что у объектов HAeBe поле составляет только десятки гаусс. Не замечено также, что поле претерпевает скачок на  $R/R_z \approx 2$  (см. рис. 1 и раздел 3.6).

2.5. В 1984 г. Романюк сделал попытку [8] исследовать наличие радиального градиента магнитного поля у звезды  $\alpha^2$  CVn, который предсказывала Пайпер в 1969 г [9]. Результат оказался положительным. Однако наш большой опыт моделирования 120 магнитных звезд показал, что структуры

\*E-mail: glagol@sao.ru



**Рис. 1.** Изменение магнитного поля у магнитных звезд по мере их эволюционного движения поперек полосы ГП. Подробности в разделе 2.7. Зависимость получена в 1988 г.

магнитного поля у них описываются теоретическим магнитным диполем. Градиент магнитного поля в таком случае на порядки меньше полученного этими авторами. Значительный предсказанный градиент должен был бы вызывать нестабильность в атмосфере, быструю джоулеву диссипацию, и, как следствие, аномальное распределение температуры с глубиной. Это у магнитных звезд не замечено. Поэтому следует искать другую причину найденного эффекта. Проблема остается не выясненной.

2.6. Поиски диссипации магнитного поля звезд с возрастом велись в работах [10, 11] в 1986 и 1987 гг. с использованием данных о средних квадратических величинах магнитного поля  $\langle B_e \rangle$  и возрастов звезд в разных скоплениях. Было отмечено большое рассеяние точек на искомым зависимостях, затрудняющее выявление эффекта. Обнаружены признаки падения поля при эволюционном движении поперек полосы ГП. Таким образом, подтвержден вывод, сделанный в работе [5].

2.7. В 1988 году в работе [12] осуществлено статистическое исследование магнитных звезд с использованием достаточно большого количества (238) величин  $\langle B_e \rangle$ . Получен важнейший результат — поле меняется на ГП сложным образом: на ZAMS величина магнитного поля оказывается всего несколько десятков, иногда сотен, гаусс, затем поле растет и достигает максимума после примерно 20% времени жизни магнитных звезд на ГП (рис. 1 и раздел 3.6). После преодоления максимума магнитное поле уменьшается пропорционально  $R^{-2}$  вследствие эволюционного увеличения радиуса звезды. С таким темпом уменьшение может происходить только при условии, что структура магнитного поля дипольная и имеет место сохранение полного магнитного потока с возрастом. На рис. 1

по оси абсцисс выбрана относительная величина радиуса звезды  $R/R_z$  (по отношению к ее радиусу на ZAMS), потому что поле изменяется вследствие увеличения радиуса (подробнее см. раздел 3.6). Результат многократно подтвержден, в частности, в [13]. На рис. 1 заметно увеличение магнитного поля после  $R/R_z > 2$ , однако значение этого эффекта было изучено позднее (см. раздел 3.6).

2.8. В 1988 г. Фабрика и Бычков [14] проанализировали роль аккреции межзвездного газа на магнитную звезду и ветра в потере момента вращения магнитных звезд в фазе НАеВе. Оказалось, что аккреция не может вызывать торможение, ветер более перспективен в этом процессе. Но сильная аккреция может покрыть поверхность равномерным слоем, изменив химический состав. Потеря момента вращения происходит в период «до ГП».

2.9. В работе Норта [15], выполненной в 1998 г., утверждается, что период вращения Si-звезд на ГП не изменяется со временем, и что потеря момента вращения произошла до ГП. Первое утверждение неправильное, как это видно из обсуждения раздела 3.8. Второй вывод совпадает с выводом в работах [1, 2, 14]. Однако на самом деле проблема сложнее, как это будет показано в разделе 3.6.

2.10. Глаголевский и Чунтонов исследовали [16] в 1998 г. изменение магнитного поля на ГП с использованием средних квадратических величин  $\langle B_e \rangle$  для достаточно большого числа звезд (240). Подтвердился результат [12], что магнитное поле после ZAMS растет, достигает максимума и затем начинает падать (рис. 1). Окончательное подтверждение существования этой зависимости получено в работе [13] с использованием надежных величин среднего поверхностного магнитного поля  $B_s$  для 177 звезд (см. также раздел 3.6).

2.11. Хубриг и др. [17] в 2000 г. исследовали распределение магнитных звезд поперек полосы ГП. Они пришли к заключению, что

а) *Магнитные звезды с  $M < 3M_\odot$  концентрируются в середине полосы ГП.* В работе [18] показано, что это не совсем так. Зависимость числа звезд  $N(R/R_z)$ , приведенная для 470 звезд всех типов пекулярности на рис. 2, построенном по данным нашего «Каталога фундаментальных параметров магнитных звезд»<sup>1</sup> (далее «Каталог параметров», фрагмент которого дан в таблице 1, раздел 3), показывает, что вблизи ZAMS мало звезд, но они есть, и число их растет по мере увеличения  $R/R_z$ . На  $R/R_z \approx 1.2$  наблюдается максимум распределения, потом их количество уменьшается. Такой

<sup>1</sup><http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?source=J/other/AstBu/74.66>

характер распределения создает ошибочное впечатление о расположении магнитных звезд только в середине полосы ГП (см. Раздел 3.11).

b) *Магнитное поле появляется только после того, как звезда на ГП «прожила» 30% своей жизни.* Как говорилось в предыдущем пункте, это совершенно не так.

2.12. Глаголевский и Чунтонов в 2001 г. рассмотрели комплекс проблем, связанных с эволюцией магнитных звезд [19]. Основным результатом следующий: сильные магнитные поля появляются только на ZAMS. Измерения магнитных полей звезд HgMg показало отсутствие среди них звезд с типичными сильными полями [16, 19]. Это значит, что в фазах HgMg нет условий для торможения магнитных звезд, и не могут происходить активные процессы, связанные с магнитными полями [18]. Торможение могло произойти только в фазе гравитационного коллапса магнитных протозвезд.

2.13. На основе оценок средних поверхностных магнитных полей  $B_s$  для 45 звезд Глаголевский и Герт в 2003 г. [20] изучили зависимость изменения поля при эволюционном движении поперек полосы ГП. Подтвердились предыдущие результаты [12, 16], что поле увеличивается после ZAMS (рис. 1) практически от нуля вплоть до достижения максимума на  $R/R_z \approx 1.1-1.2$ . После преодоления максимума поле уменьшается вследствие эволюционного роста радиуса. Скачок магнитного поля на  $R/R_z \approx 2$  в этой работе не обсуждался (см. раздел 3.6).

2.14. В результате исследования разных зависимостей [21] Кочуховым и Баныюло был сделан ряд выводов, которые приведены ниже с нашими комментариями:

a) Вывод первый: звезды с  $M > 3M_\odot$  (Si, He-w и He-r) равномерно распределены вдоль полосы ГП. По нашему мнению, He-r- и He-w-звезд существенно меньше, чем Si- и SrCrEu-объектов (см. гистограммы на рис. 2), так что о равномерном распределении не может быть речи.

b) Второй вывод состоит в том, что маломассивные звезды концентрируются в центре полосы ГП. Однако следует заметить, что не только маломассивные, но и звезды всех типов концентрируются в середине полосы ГП. Это видно на рис. 2, построенном по данным Каталога параметров.

c) Третий вывод: поверхностное поле у звезд с малой массой увеличивается со временем. По нашим данным, поверхностное поле с возрастом изменяется сложным образом у звезд всех типов пекулярности одинаково (более подробно далее в разделе 3.6).

d) Четвертый вывод: период вращения со временем увеличивается из-за увеличения радиуса у звезд всех масс в согласии с законом сохранения углового момента. Это правильно и хорошо видно на рис. 3, построенном для звезд SrCrEu-, Si- и He-r+He-w-типов. Шкала  $R/R_z(B)$  относится к звездам, для которых  $R/R_z(A) > 2$  (см. раздел 3.6).

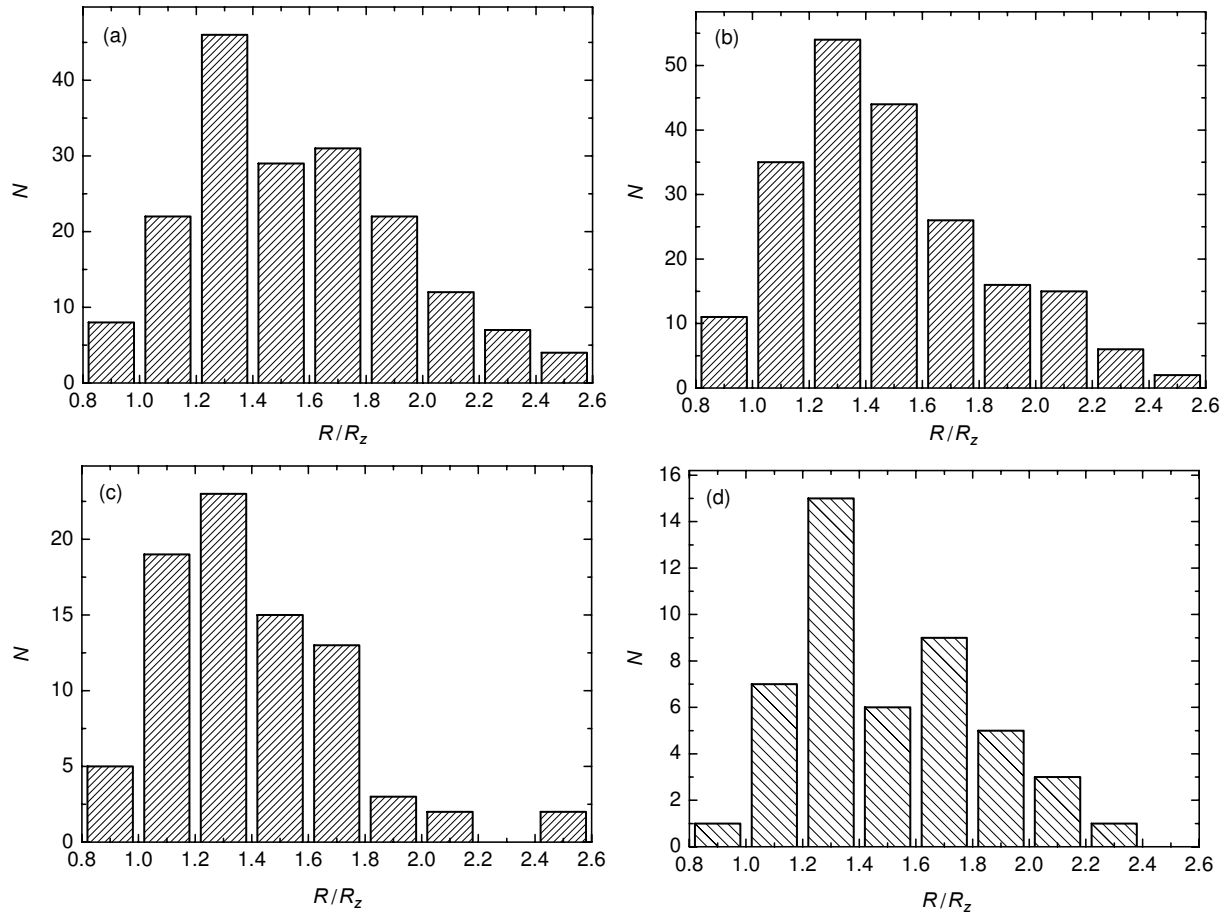
2.15. В исследовании, проведенном Хубриг и др. [22], пересмотрены результаты предыдущего изучения звезд с  $M < 3M_\odot$  и  $M > 3M_\odot$  и подтверждены выводы из более ранних работ о том, что звезды с  $M < 3M_\odot$  концентрируются в центре полосы ГП, а с  $M > 3M_\odot$  находятся ближе к ZAMS. Выше говорилось о том, что магнитные звезды заметны уже на ZAMS, и они занимают всю ширину полосы ГП (см. рис. 2). Это обсуждалось также в работах [13, 23]. После ZAMS, по мере продвижения звезд поперек полосы ГП, их количество  $N$  растет и достигает максимума на  $R/R_z \sim 1.2$ , что соответствует примерно 20% времени жизни на ГП для звезд разных типов. Что касается близости звезд  $M > 3M_\odot$  к ZAMS, то на рис. 2 это не заметно [13] (см. раздел 3.11).

2.16. Ландстрит и др. [24, 25], используя среднеквадратические величины  $\langle B_e \rangle$ , исследовали звезды в скоплениях разного возраста. Прокомментируем сделанные ими выводы:

a) *Магнитные поля уже присутствуют в звездах, когда они выходят на ГП.* Этот результат не вызывает сомнения. Предыдущее обсуждение, а также рис. 2 и работы [15, 19, 20] это хорошо демонстрируют.

b) *Магнитное поле уменьшается на ГП вследствие эволюционного увеличения радиуса при предположении постоянного магнитного потока.* Этот результат в работах [13, 16] уже рассматривался, и было найдено, что, действительно, у магнитных звезд всех масс происходит это уменьшение, но только после преодоления максимума, как это видно на рис. 1 и 4. Рисунок 4 построен по данным Каталога параметров.

c) *Магнитное поле уменьшается со временем быстрее, чем можно было ожидать из соображений сохранения магнитного потока при расширении звезды.* Данная проблема рассматривалась в статьях [12, 15, 18, 20]. Если бы структура магнитного поля соответствовала структуре теоретического центрального диполя, то поле уменьшалось бы пропорционально  $R^{-3}$ . Но уменьшение поля происходит гораздо медленнее, пропорционально  $R^{-2}$  (рис. 1 и 4).



**Рис. 2.** Распределение магнитных звезд разных типов пекулярности поперек полосы ГП: (а) звезды SrCrEu; (б) Si; (с) He-w; (д) He-g. Описание в разделе 2.11.

Из приведенного краткого обзора видно, что разными авторами сделаны разные выводы. Поэтому было решено на основании более полного материала пересмотреть поведение магнитных звезд на ГП. В отличие от многих предыдущих исследований, в которых используются средние квадратические величины магнитного поля  $\langle B_e \rangle$ , мы применяем средние поверхностные величины магнитного поля  $B_s$ , которые более правильно соответствуют физическим условиям магнитных звезд и не зависят от угла наклона оси вращения к лучу зрения.

### 3. ПАРАМЕТРЫ ЗВЕЗД

Для нашего дальнейшего исследования необходимо знание параметров магнитных звезд. Они собраны в Каталоге параметров (фрагмент Каталога приведен в таблице 1). В статистических исследованиях мы обычно использовали эффективные температуры из списка [26] (674 звезды), а также эффективные температуры и абсолютные болометрические звездные величины из списка [27]

(419 звезд). Со временем в литературе появились новые сведения о температуре и других параметрах, поэтому возникла возможность уточнить наши данные путем усреднения с данными других авторов. Составлен новый каталог, содержащий 575 звезд (таблица 1). В ее в колонках последовательно приведены (1) номер звезды HD, (2) тип пекулярности, (3) эффективная температура  $T_{\text{eff}}$ , (4) абсолютная болометрическая звездная величина  $M_{\text{bol}}$ , (5) ускорение силы тяжести  $\lg g$ , (6) радиус звезды в солнечных единицах  $R/R_{\odot}$ , (7) возраст звезды  $\lg t$ , (8) масса в единицах солнечных масс  $M/M_{\odot}$  и (9) среднее поверхностное магнитное поле  $B_s$ .

#### 3.1. Эффективные температуры

Температуры определялись нами по параметрам  $Q$  в  $UBV$ -системе и  $X$  в многоцветной женеvской системе в диапазоне температур  $T_{\text{eff}} > 9500$  К с использованием калибровок, описанных в работах [27, 28]. Калибровки основаны на данных о полном потоке, излучаемом звездой (метод Шаллиса–Блэквелла [29]). Полный поток не зависит от спек-

Таблица 1. Фрагмент «Каталога фундаментальных параметров магнитных звезд»

HD	Type	$T_{\text{eff}}$ , K	$M_{\text{bol}}$	$\lg g$	$R/R_{\odot}$	$\lg t$	$M/M_{\odot}$	$B_s$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
315	Si	12800	-0.5+	4.20	2.19	7.90	2.87	
965	SrCrEu	7480	+1.4+	3.84	2.75	8.95	2.18	4386*
1048	Si	9600	+0.7+	4.07	2.20	8.30	2.59	
2453	SrCrEu	8230	+0.9+	3.83	2.88	8.88	2.25	3737*
3360	He-r	21050	-4.8	3.66	6.25	7.36	4.64	294
3580	Si	14200	-1.0+	4.26	2.29	7.30	3.78	
3980	SrCrEu	10200	+1.2+	4.28	1.58	7.95	2.09	1863
3992	Si	8924	+1.25V	4.09V	2.00V	8.00	2.96V	
4778	SrCrEu	8970	+1.1+	4.05	2.19	8.60	2.29	2600:
5601	Si	10400	-0.1+	3.94	2.75	8.40	2.82	
5737	He-w	13730	-3.1+	3.76*	4.96*	8.10	4.68	3190:
5797	SrCrEu	7920	0.0+	3.74*	3.43*	8.90	2.38	1800*
6164	Si	10050	-0.4+	3.75	3.47	8.48	2.77	
6397	SrCrEu	6775	+3.0V	4.25V	1.5V	8.70	1.81V	
6783	Si	11900	-0.5+	4.04	2.63	8.20	2.99	
8441	SrCrEu	8700	0.0+	3.84*	2.85*	8.63	2.22	

тральных аномалий и определяется только эффективной температурой. Для звезд с более низкой температурой оценки делались в основном по параметру ( $B2-G$ ) [30], слабо зависящему от межзвездного покраснения на расстояниях, на которых находятся магнитные звезды. При  $T_{\text{eff}} < 9500$  K температура оценивалась также по параметру  $\beta$  многоцветной фотометрии с использованием зависимостей из работ [28, 31, 32]. Следует отметить, что оценки температур в диапазоне  $T_{\text{eff}} > 9500$  K у всех авторов хорошо согласуются между собой, тогда как в диапазоне меньших температур согласие хуже. Метод фотометрических оценок температур не претендует на точность, но при статистических исследованиях важно, чтобы выборка не обладала значительными систематическими ошибками. Эта проблема изучалась ранее [27, 28]. При составлении списка температур и других параметров, приведенных в Каталоге параметров, использовались также данные из работ [33–41].

### 3.2. Абсолютные болометрические звездные величины

Для горячих звезд ( $T_{\text{eff}} > 8250$  K) оценки абсолютных величин  $M_V$  делались по параметрам

$\beta$ , кроме того использовались  $M_V$ , приведенные в работе [23]. Определения абсолютных болометрических величин  $M_{\text{bol}}$  выполнялись с учетом болометрических поправок из [41, 42]. Данные для  $M_{\text{bol}}$ , отмеченные в таблице 1 значком «+», оценены по величинам  $M_V$ , приведенным в работе [23], а в тех случаях, когда величины  $M_V$  неизвестны, все параметры вычислялись в предположении, что звезда принадлежит к V классу светимости. Такие данные отмечены значком «V». Данные, взятые из цитированных литературных источников, не отмечены.

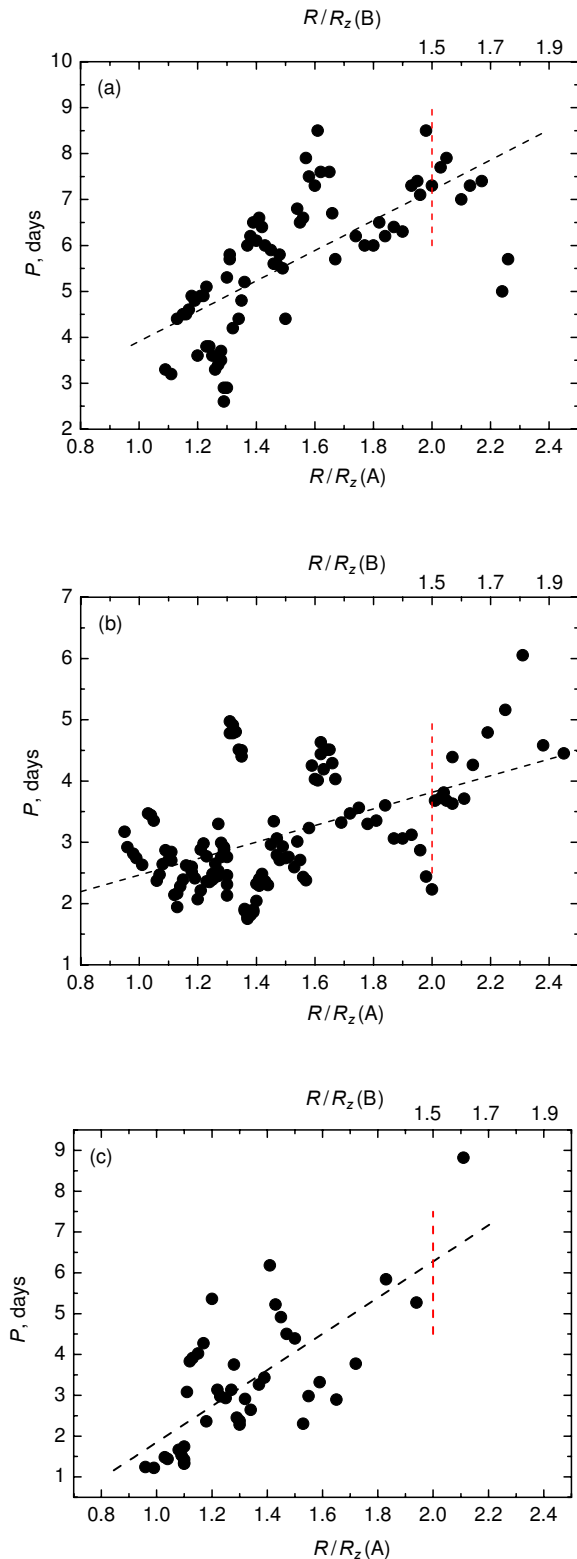
### 3.3. Параметры $R$ , $\lg g$ и $M$

Радиусы звезд  $R$  в единицах радиуса Солнца оценивались по стандартной формуле

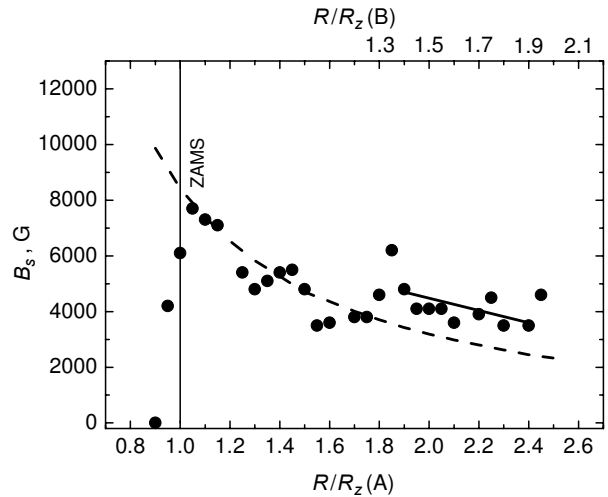
$$\lg R = 8.46 - 2 \lg T_{\text{eff}} - 0.2 M_{\text{bol}}.$$

После этого определялся  $\lg g$  с использованием следующей формулы:

$$\lg (R/R_z) = 1/2 (\lg g_z - \lg g).$$



**Рис. 3.** Изменение периода вращения звезд разных типов пекулярности при их эволюционном движении поперек полосы ГП: (а) SrCrEu, (б) Si, (с) He-g+He-w. Наклонная штриховая — линия регрессии, вертикальная линия отделяет звезды, испытавшие перестройку на  $R/R_z > 2$  (см. раздел 2.14d).



**Рис. 4.** Современная зависимость изменения магнитного поля  $B_s(R/R_z)$ . Шкала  $R/R_z(A)$  соответствует зависимости  $B_s$  от относительного радиуса до  $R/R_z = 2$ . Одновременно она показывает положение звезд на эволюционном треке. Шкала  $R/R_z(B)$  относится к звездам, испытавшим эволюционную перестройку при  $R/R_z = 1.8 - 2$ . Зависимость уточнена в 2017 г. (см. раздел 2.7).

Графически, с помощью диаграммы  $M_{\text{bol}}-T_{\text{eff}}$ , на которой нанесены эволюционные треки [43], определялись величины  $M_{\text{bol}}$  на ZAMS и затем  $R/R_z$ , где  $R_z$  — радиус изучаемой звезды на ZAMS и  $g_z$  — ускорение силы тяжести звезды на ZAMS. Ее величины  $\lg g_z$  взяты из работы [43]. Особенность нашего подхода заключается в том, что мы решили на первом этапе не учитывать влияние перестройки звезды в момент прихода ее к «петле» на эволюционном треке. В результате этого на разных зависимостях от величины относительного радиуса  $R/R_z$  всегда появлялся скачок. Величина  $R/R_z < 2$  правильно описывает поведение большинства звезд (шкала  $R/R_z(A)$ ), а для звезд  $R/R_z > 2$  дана вторая шкала —  $R/R_z(B)$  (см. рис. 3). Но шкала  $R/R_z(A)$  одновременно показывает место звезды на эволюционном треке.

Для определения массы звезд использовалась формула

$$\lg g = \lg M/M_{\odot} + 4 \lg T_{\text{eff}} - 0.2 M_{\text{bol}}.$$

### 3.4. Возраст $\lg t$

Возрасты звезд определены по эволюционным трекам из работы [43]. Полученные оценки (примерно для 570 звезд) приведены в Каталоге параметров.

### 3.5. Средние поверхностные величины магнитного поля $B_s$

Величины среднего поверхностного магнитного поля  $B_s$  84 звезд взяты из работы [26] (отмечены в таблице 1 звездочкой). Для остальных 93 недавно исследованных звезд они определены нами методом моделей [44, 45]. Модельные величины  $B_s$  и полученные спектроскопически по расщеплению линий хорошо согласуются между собой [26].

### 3.6. Зависимость $B_s$ ( $R/R_z$ )

По последним данным [13] (177 звезд) построена зависимость среднего поверхностного магнитного поля  $B_s$  от величины относительного радиуса  $R/R_z$ , представленная на рис. 4 (зависимость получена методом скользящего среднего). Она отражает в основном поведение звезд Si- и SrCrEu-типов, потому что звезд с гелиевыми аномалиями мало. К сожалению, не удастся построить такие зависимости отдельно для звезд каждого типа пекулярности вследствие недостаточного количества данных. Зависимость  $B_s(R/R_z)$  является одной из важнейших в проблеме изучения магнитных звезд, и мы в течение ряда лет по мере пополнения данных возвращались к ее исследованию. Скорость движения звезды поперек полосы ГП изменяется — после ZAMS она мала, к концу жизни на ГП она увеличивается. Форма зависимости определяется действием двух противоположно направленных факторов: ростом магнитного поля после ZAMS в основном вследствие омической диссипации мелкомасштабной фракции и затем уменьшением его из-за эволюционного роста радиуса. В период эволюции «до ZAMS» магнитное поле ослаблено и запутано, но после этого оно начинает расти (см. раздел 3.11). По мере исчезновения мелкомасштабной фракции скорость роста поля постепенно замедляется и существенным фактором становится уменьшение поля за счет увеличения радиуса звезды. Если бы радиус оставался постоянным, то было бы заметно, что магнитное поле продолжает увеличиваться вплоть до ухода звезды с ГП. Уменьшение магнитного поля происходит медленнее, чем если бы его структура соответствовала теоретическому диполю. Это объясняется некоторым отличием реальной структуры от теоретического диполя, а также является результатом существования значительного числа звезд со сложными структурами [13]. В тот момент, когда относительный радиус достигает величины  $R/R_z \approx 2$ , наступает эволюционная перестройка звезд, которая продолжается в течение порядка  $10^6$  лет (магнитные звезды средней массы). В это время радиус уменьшается примерно в 0.75 раза, поле увеличивается почти в 1.5 раза, как это видно

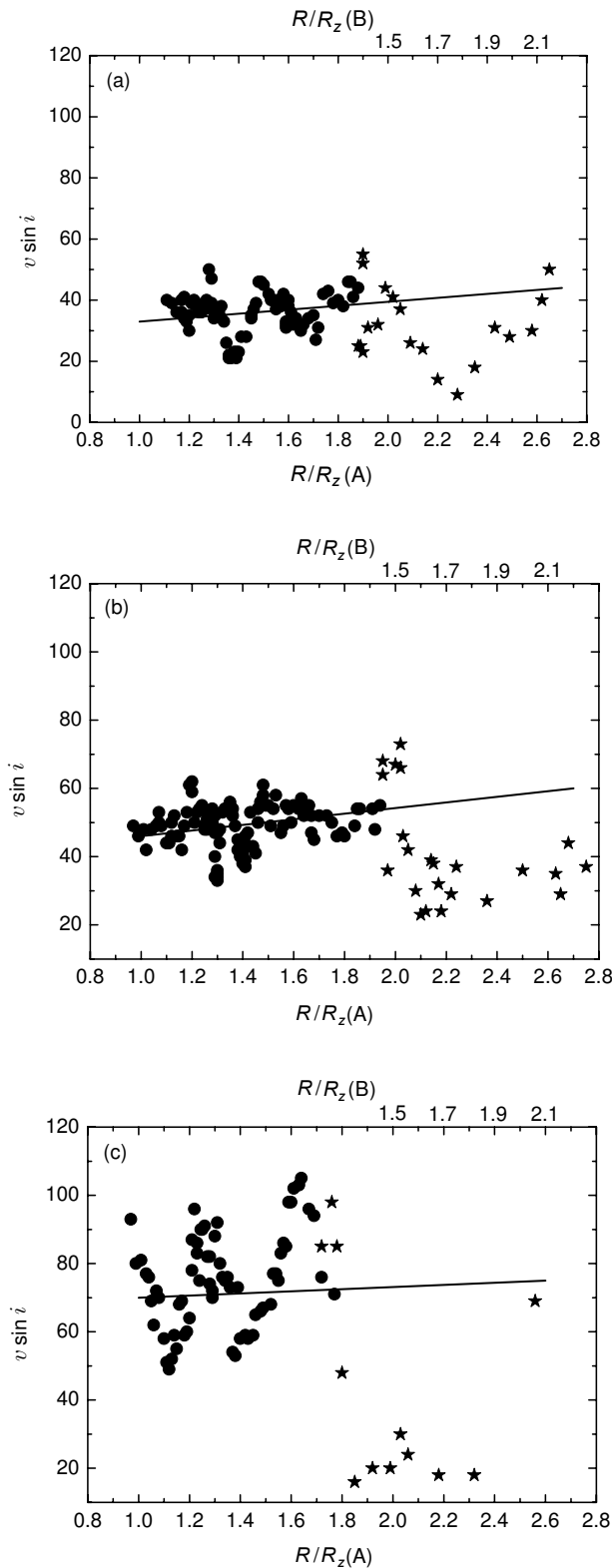
на рис. 4. В таблице 2 приведен список звезд, которые предположительно переживают период перестройки на  $R/R_z \approx 2$ . Практически, когда мы работаем с эволюционными треками для оценок  $R/R_z$ , мы не учитываем уменьшение радиуса в момент  $R/R_z \approx 2$  и получаем шкалу  $R/R_z(A)$ . Поэтому на рис. 4 для диапазона  $R/R_z < 2$  действует шкала  $R/R_z(A)$ , а для диапазона  $R/R_z > 2$  — вторая шкала  $R/R_z(B)$ . Но одновременно шкала  $R/R_z(A)$  показывает нам место звезды на эволюционном треке, она продолжается в среднем до  $R/R_z = 2.5$ . Зависимость на рис. 4 подтверждает правильность аналогичной зависимости, полученной нами в 1988 г. (рис. 1). После исправления величин  $R/R_z$  у звезд с  $R/R_z > 2$  на 0.75 они попадают на зависимость  $B_s(R/R_z(A))$  — туда же, где находятся неизменные звезды, подтверждая квадратическую зависимость от радиуса. После достижения двойного радиуса и прохождения «зигзага» на эволюционном треке поле увеличивается вследствие сжатия звезды и омической диссипации мелкомасштабных структур. Еще раз обращаем внимание на то, что в течение значительной части жизни звезд на ГП магнитное поле растет. Омическая диссипация мелкомасштабной фракции общего магнитного поля продолжается и после максимума, но это не заметно вследствие преобладающего влияния роста радиуса.

В отсутствие процессов, разрушающих магнитное поле, омическое затухание поля в звездах теоретически должно происходить за время  $t = 10^{10} - 10^{11}$  лет, тогда как максимальный возраст у звезд SrCrEu-группы  $t = 10^9$  лет. Отсюда следует, что полный магнитный поток в течение жизни на ГП практически не изменяется.

Сказанное в этом разделе поддерживает или уточняет пункты 2.4, 2.6, 2.7, 2.10, 2.13–2.16.

### 3.7. Зависимость $v \sin i$ ( $R/R_z$ )

Скорость вращения  $v \sin i$  изменяется по мере движения звезд поперек полосы ГП из-за постепенного увеличения радиуса. В тот момент, когда  $R/R_z > 2$ , происходит перестройка магнитных звезд, и рассматриваемый ход  $v \sin i(R/R_z)$  нарушается. Зависимости  $v \sin i(R/R_z(A))$  приведены на рис. 5 отдельно для звезд SrCrEu-, Si- и He-r+He-w-типов, они построены по данным из [46]. После постепенного роста  $v \sin i$  в момент  $R/R_z \approx 2$  его величина начинает уменьшаться (все зависимости получены путем скользящего среднего). Магнитное поле при этом увеличивается в 1.5 раза, как это видно на рис. 4. Величины  $v \sin i$  уменьшаются после  $R/R_z(A) \approx 2$  в 2–4 раза. Изменение значительное. Для звезд, которые



**Рис. 5.** Изменение скорости вращения  $v \sin i$  звезд разных типов пекулярности по мере их эволюционного движения поперек полосы ГП: (а) SrCrEu, (б) Si, (в) He-r+He-w. Распределение  $v \sin i$  вдоль эволюционного трека соответствует шкале  $R/R_z(A)$  (кружки и звездочки). Пояснение к шкалам  $R/R_z(A)$  и  $R/R_z(B)$  в тексте, раздел 3.6.

**Таблица 2.** Примеры звезд, которые, вероятно, находятся в фазе перестройки на  $R/R_z > 2$

Звезда	Тип	Звезда	Тип
23408	He-w	103498	SrCrEu
30849	SrCrEu	116458	He-w
42616	SrCrEu	122532	Si
43819	Si	134759	Si
44226	SrCrEu	135297	SrCrEu
47103	SrCrEu	139525	Si
49040	SrCrEu	144231	Si
51418	SrCrEu	147010	SrCrEu
55755	Si	148112	SrCrEu
60435	SrCrEu	148199	Si
72316	SrCrEu	150549	Si
74521	SrCrEu	157063	Si
77350	Si	157644	Si
93507	Si+	169842	SrCrEu
103498	SrCrEu	170397	Si
116458	He-w	185330	He-w
122532	Si	190068	Si+

находятся после  $R/R_z(A) \approx 2$ , на рис. 4 и рис. 5 приводится отдельная шкала  $R/R_z(B)$ .

От ZAMS до  $R/R_z \approx 2$  для звезд указанных типов величина  $v \sin i$  растет вследствие эволюционного роста радиуса соответственно в 1.14, 1.15 и более чем в 1.03 раза (последняя величина неточная), что не вполне согласуется с двойным увеличением радиуса. Очевидно, происходит некоторая компенсация вследствие роста периода вращения (рис. 3).

Учитывая квадратическую зависимость  $B_s(R/R_z)$ , получаем уменьшение радиуса звезды в 0.75 раза для всех звезд, у которых  $R/R_z > 2$ . В соответствии с этим все величины  $R(R_\odot)$  и  $\lg g$  в Каталоге параметров исправлены для звезд с  $R/R_z > 2$ , после чего они соответствуют шкале  $R/R_z(B)$ . Исправленные величины в Каталоге параметров обозначены звездочкой. Доля известных звезд, предположительно претерпевших перестройку, составляет 11% (таблица 2).

Результаты этого раздела уточняют пункты 2.1–2.4, 2.8, 2.14.

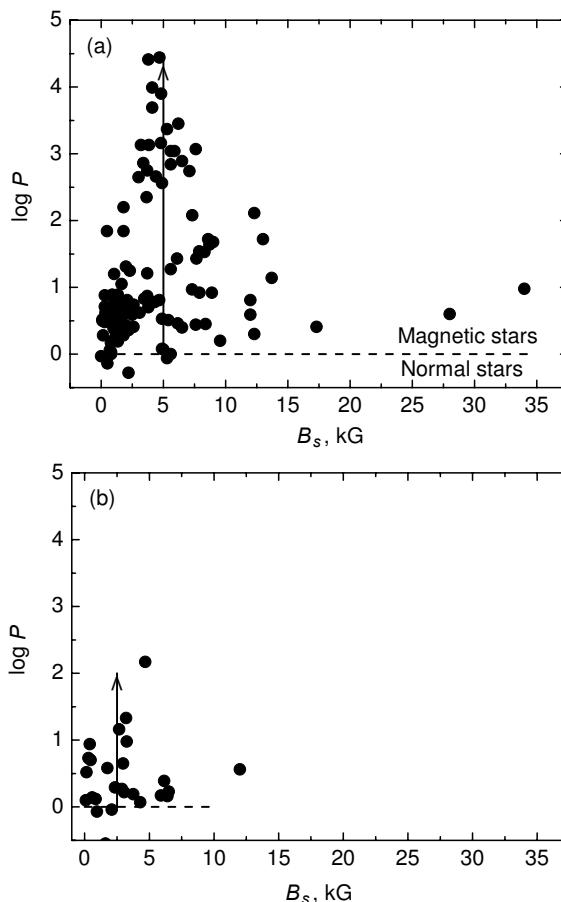


### 3.8. Зависимости $P(R/R_z)$ и $\lg P(\lg t)$

Ситуация с этими зависимостями сложная. Изменение периода вращения по мере продвижения звезд поперек полосы ГП происходит вследствие эволюционного увеличения радиуса. Но если строить зависимости  $P(R/R_z)$  или  $P(\lg t)$  по звездам всех типов пекулярности вместе, то это приводит к большому разбросу величин  $P$  на графике, и угол наклона искомой зависимости оказывается незначимым (величины  $P$  мы берем из работы [47]). Дело в том, что зависимости  $P$  от времени жизни на ГП существенно разные для звезд разных масс. Надо учитывать также, что на эту зависимость накладывается эффект потери момента вращения за счет магнитного торможения в протозвездной стадии, вследствие чего диапазон периодов оказывается слишком большим: 1–25 000 дней. Степень увеличения периодов (степень торможения) зависит от величины магнитного поля, массы протозвездного облака и длительности эволюции. Все эффекты накладываются, приводя к большому разбросу величин  $P$ . Но увеличение периода вращения вследствие эволюционного движения звезд поперек полосы ГП становится хорошо заметным, если строить зависимость для несильно заторможенных магнитным полем звезд, в пределах  $P = 1–50$  дней. Рисунок 3 построен для 80 звезд SrCrEu-, Si- и (He-r+He-w)-типов пекулярности. В результате увеличение  $P$  со временем становится заметным, причем это увеличение носит эволюционный характер из-за с увеличения радиуса и слабо связано с магнитным полем. По сравнению с магнитным торможением протозвездных облаков увеличение  $P$  незначительно. Как и следует ожидать, в отличие от рассмотренных выше зависимостей  $v \sin i(R/R_z)$ , здесь нет внезапного изменения периода после  $R/R_z \approx 2$ . Период продолжает увеличиваться в том же темпе. Степень увеличения периода  $R/R_z$  от 1 до 2 для звезд этих типов соответственно равна ориентировочно 2.1, 1.5 и 3.3 (последнее значение кажется слишком большим).

Посмотрим, от чего зависит потеря момента вращения протозвездного облака. На рис. 6 приведены зависимости  $\lg P(B_s)$  отдельно для Si+SrCrEu- и He-r+He-w-звезд. Для первой группы среднее поле равно 5 кГс, а для второй — 2.5 кГс. Эти зависимости показывают, что степень торможения обратно пропорциональна массе и пропорциональна величине поля. На рис. 7 можно видеть, что степень торможения пропорциональна среднему возрасту звезд  $\lg t$  (в предположении, что длительность эволюции, т.е. длительность торможения протозвездного облака, пропорциональна возрасту звезд).

Рассмотрим зависимость  $\lg P(\lg t)$  на рис. 8, в которую включены звезды всех типов пекулярности. Вертикальными линиями звезды разделены по



**Рис. 6.** Эффективность потери момента вращения звезд (протозвезд) в зависимости от величины магнитного поля: (а) маломассивные звезды SrCrEu+Si-типов, (б) He-r+He-w-звезды. Стрелки показывают направление максимальной эффективности потери момента вращения магнитных протозвезд. Штриховая линия отделяет магнитные звезды от тех, которые вследствие возникновения дифференциального вращения потеряли полоидальное магнитное поле.

типу пекулярности на три группы: He-r+He-w, Si и SrCrEu. Внутри каждой группы нет изменения  $\lg P$  поперек полосы ГП (точнее, угол наклона незначим). Рассмотрение рисунка приводит к предыдущему выводу о том, что величина  $P$  тем больше, чем больше величина магнитного поля, чем меньше масса звезды (родительского протозвездного облака) и чем больше время ее жизни (родительского протозвездного облака). Интересным является тот факт, что претерпевшие перестройку при  $R/R_z \approx 2$  объекты (звездочки) не отличаются от остальных звезд в распределении. Действительно, у них изменяется только  $v \sin i$ .

Результаты этого раздела уточняют пункты 2.1–2.3, 2.8, 2.9, 2.12, 2.14.

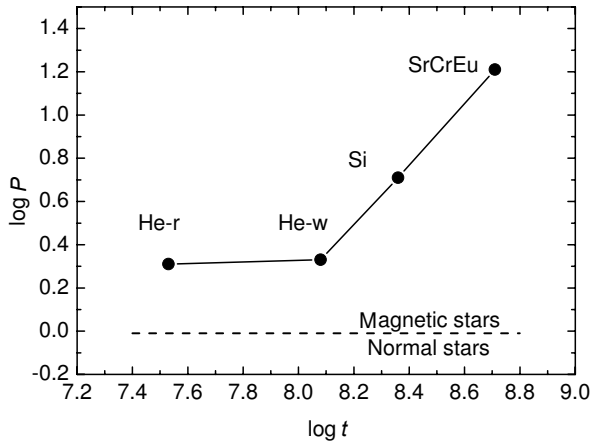


Рис. 7. Средние величины периодов вращения звезд разных типов пекулярности в зависимости от длительности их эволюции, массы и величины магнитного поля.

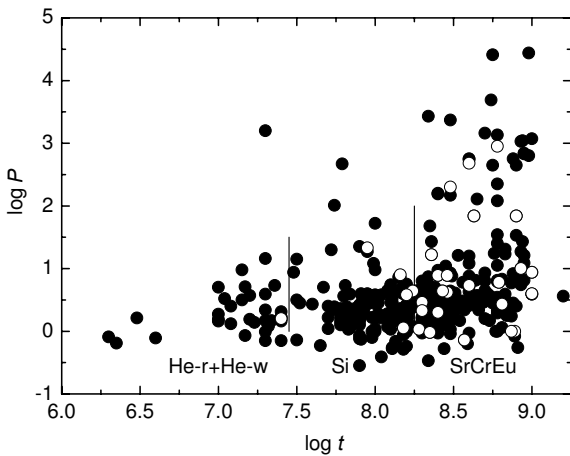


Рис. 8. Демонстрация того же свойства, что на рис. 7. Черные кружки — звезды, не испытавшие перестройки с  $R/R_z < 2$ , белые кружки — звезды, испытавшие перестройку.

### 3.9. Зависимость $M$ ( $\lg P$ )

Об этой зависимости мы уже говорили при рассмотрении рис. 6, однако это свойство лучше заметно на примере рис. 9, где представлены зависимости  $M$  ( $\lg P$ ) [47] для звезд разных типов пекулярности, имеющих разную среднюю массу: SrCrEu, Si и He-r+He-w. Их максимальные периоды составляют 30 000, 3000 и 25 дней, средние массы равны 2.1, 3 и 4.5 масс Солнца. Таким образом, степень потери момента вращения обратно пропорциональна массе звезды (соответственно массе протозвездного магнитного облака). Штриховой линией магнитные звезды отделены от тех, которые вследствие возникновения дифференциального вращения потеряли полоидальное магнитное поле и стали «нормальными» немагнитными

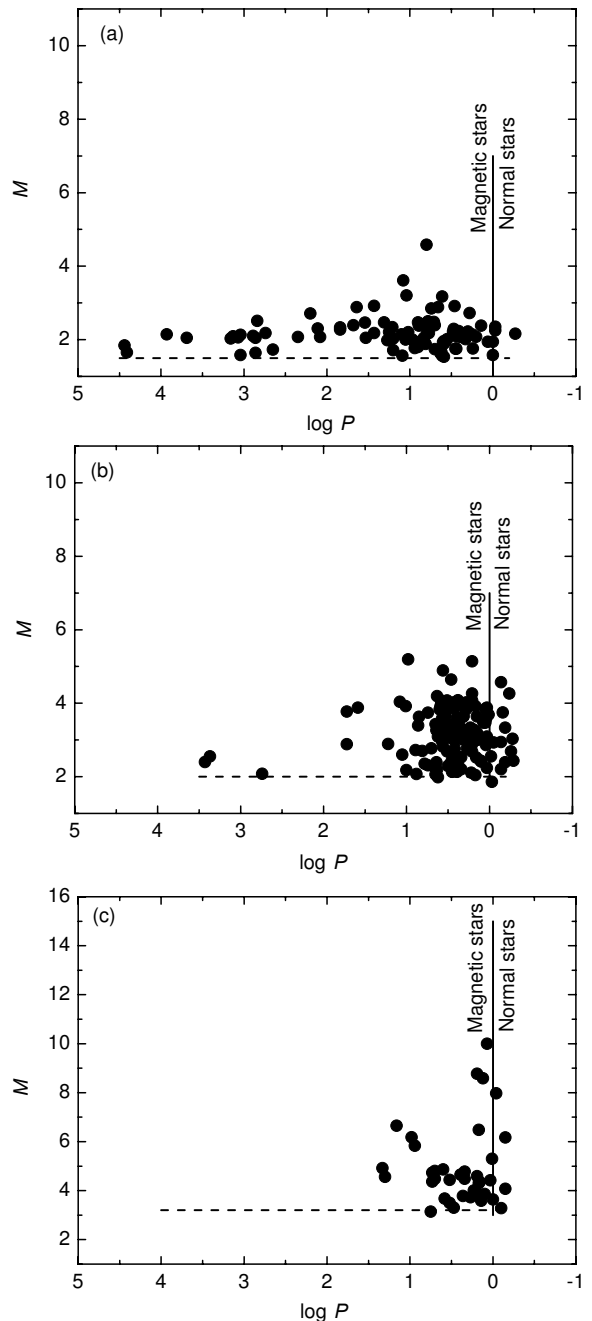
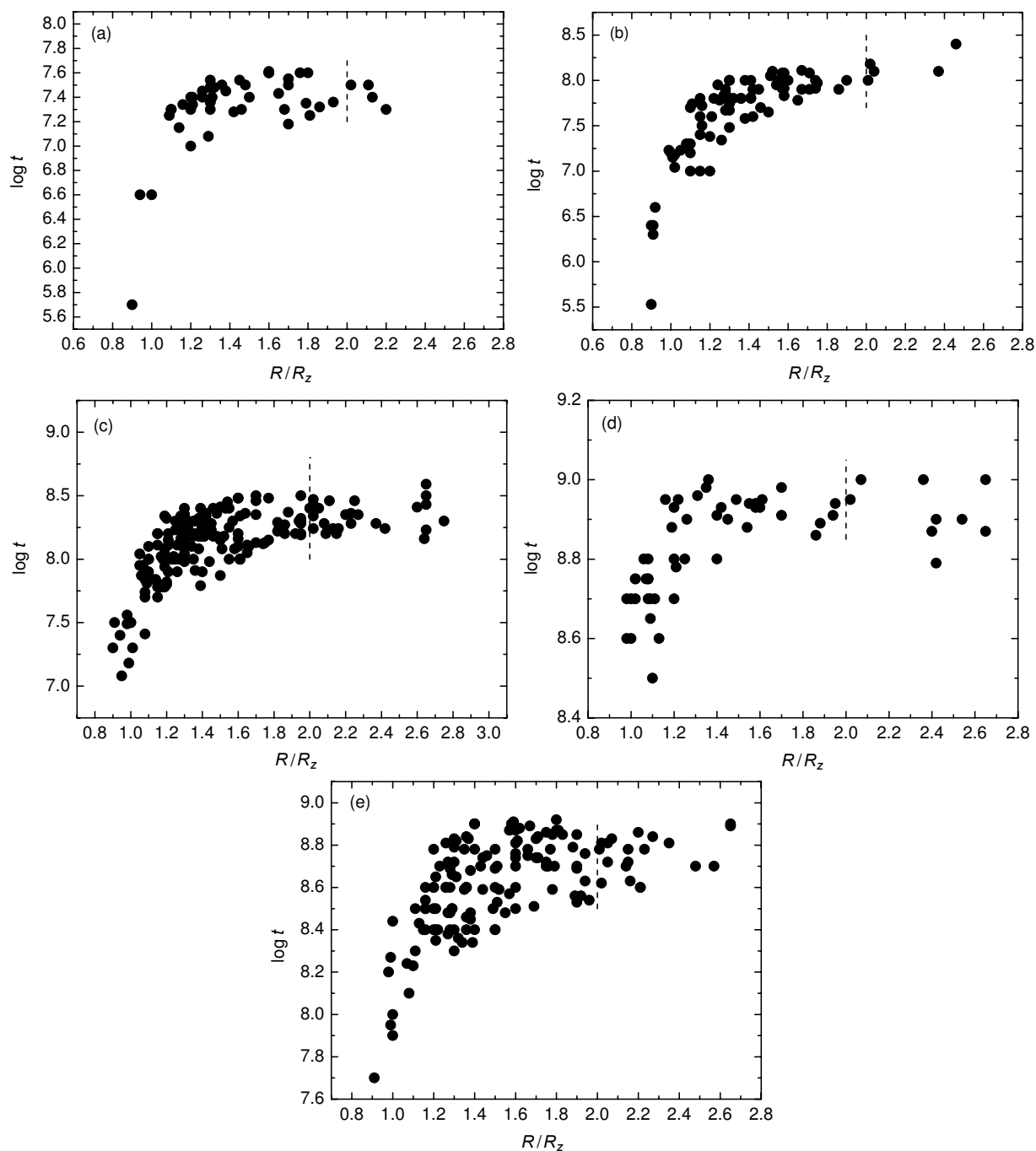


Рис. 9. Зависимости степени потери момента вращения от массы звезды (протозвезды): (a) SrCrEu-звезды, (b) Si-звезды, (c) He-r+He-w-звезды. Штриховая линия отделяет магнитные звезды от тех, которые вследствие возникновения дифференциального вращения потеряли полоидальное магнитное поле.

звездами. Дифференциальное вращение превращает магнитное поле в «невидимую» тороидальную структуру.

### 3.10. Зависимости $\lg t$ ( $R/R_z$ )

Обычно мы исследуем изменения  $B_s$  или число звезд  $N$  со временем или в зависимости от



**Рис. 10.** Возрасты звезд при разных величинах  $R/R_z$ : (a) He-g-, (b) He-w-, (c) Si-, (d) SrCrEu-звезды с  $T_{\text{eff}} < 8000$  K, (e) SrCrEu-звезды с  $T_{\text{eff}} > 8000$  K.

$R/R_z$ . Интересно выяснить возраст звезд разных типов пекулярности в разных точках диаграммы Герцшпрунга–Рессела. Достоинство оценок  $\lg t$  по эволюционным трекам состоит в том, что их много, в отличие от тех, которые соответствуют возрасту скопления или ассоциации. Полученные зависимости  $\lg t(R/R_z)$ , представленные на рис. 10, демонстрируют достаточную надежность использования рассматриваемых параметров в поиске закономер-

ностей. На рис. 10 они показаны для звезд основных типов пекулярности отдельно, причем звезды SrCrEu-группы разделены на две подгруппы: первая в диапазоне температур 6000–8000 K и вторая в диапазоне 8000–12 000 K. Следует отметить, что разброс точек на графиках происходит не только из-за ошибок определения, но также вследствие того, что зависимости на самом деле разные для разных масс звезд. Чем больше масса, тем ниже

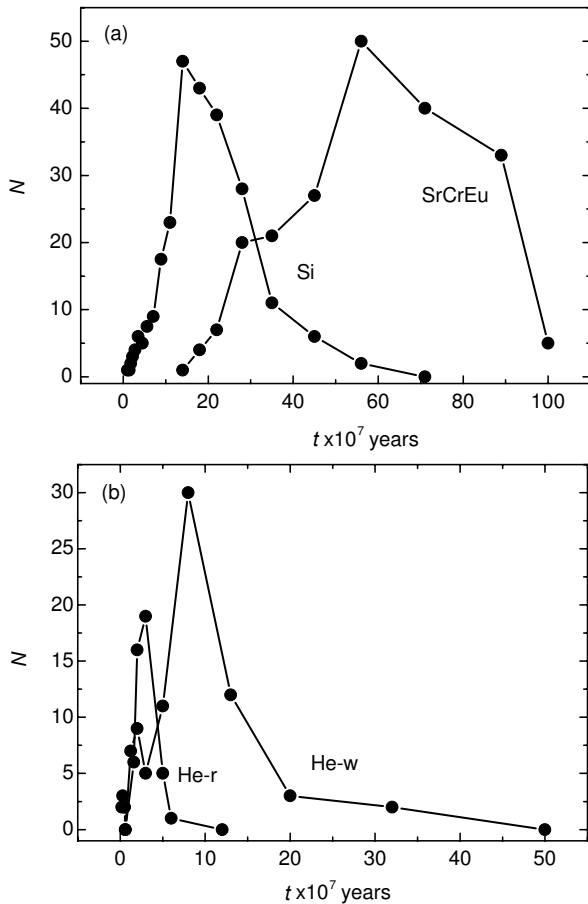


Рис. 11. Изменение параметров магнитного поля с возрастом: (а) угол  $\alpha$ , (б) расстояние диполя от центра звезды  $\Delta a$ . Черные кружки — Si- и SrCrEu-звезды, треугольники — He-r- и He-w-звезды.

зависимость по оси ординат  $\lg t$ . Поэтому самая многочисленная группа SrCrEu-объектов разделена на две. Вертикальной линией отделены звезды, которые претерпели перестройку.

### 3.11. Зависимость $N$ ( $\lg t$ )

Эта зависимость на рис. 11 интересна тем, что показывает, каков темп формирования магнитных химически пекулярных звезд разных масс на ГП, с какой скоростью и по какой зависимости изменяются критерии отбора пекулярных звезд со временем (в отличие от этого рис. 2 показывает, как звезды разных типов пекулярности распределены поперек полосы ГП). Чем сильнее критерий, тем вероятнее отнести звезду к CP-типу и тем больше оказывается количество отобранных звезд. При сравнении рис. 1, 2, 4 и 11 видно, что рост числа звезд всех типов после ZAMS происходит в результате роста магнитного поля. Изменение магнитного поля вызывает увеличение соответствующей ему степени аномальности химсостава.

В результате растут спектроскопические критерии пекулярности и увеличивается число отобранных звезд. После преодоления максимума число звезд падает вследствие уменьшения магнитного поля из-за эволюционного роста радиуса. На указанных рисунках это хорошо заметно. Интересно, что продолжительность увеличения числа  $N$ , как и его уменьшения, у звезд разных типов пекулярности разная. Максимальное количество звезд SrCrEu возникает примерно через 0.55 времени жизни на ГП, соответственно для Si-звезд — через 0.17, для He-w — через 0.18 и для He-r — через 0.25. Звезды с гелиевыми аномалиями достигают максимума на порядок быстрее, чем объекты SrCrEu-типа. Это приводит к тому, что релаксация магнитного поля массивных звезд не успевает произойти за столь короткое время, и среднее поверхностное магнитное поле у массивных гелиевых звезд вдвое меньше, чем у маломассивных магнитных звезд. Частично, вероятно, этим же объясняется относительно малое количество звезд с гелиевыми аномалиями. Рост магнитного поля, очевидно, происходит вследствие релаксации мелкомасштабной фракции. Он постепенно замедляется по мере исчезновения мелких структур. Время затухания магнитного поля вследствие омических потерь —  $t \sim l^2$  ( $l$  — характерные размеры неоднородности), поэтому мелкие неоднородности магнитного поля исчезают очень быстро. Кроме того, запутанная система силовых линий упрощается вследствие возникновения силы их натяжения, равной  $T = AB/4\pi$  ( $A$  — поперечное сечение магнитной трубки,  $B$  — напряженность магнитного поля). Уменьшение магнитного поля происходит после того как роль роста радиуса начинает преобладать. Когда радиус звезды увеличится вдвое, происходит ее эволюционная перестройка, радиус уменьшается, магнитное поле увеличивается в полтора раза. На зависимостях рис. 11 влияние скачка магнитного поля незаметно, потому что они получены методом скользящего среднего. К сожалению, вследствие малого количества данных (160 звезд) невозможно получить более точные, более детальные зависимости.

### 3.12. Зависимости $\alpha$ ( $\lg t$ ) и $\Delta a$ ( $\lg t$ )

Рассматриваемые зависимости интересны тем, что угол наклона оси магнитного диполя к плоскости экватора  $\alpha$  и величина отклонения диполя от центра звезды  $\Delta a$  являются параметрами, характеризующими магнитную структуру. При любых крупномасштабных движениях вещества внутри звезды вследствие вмороженности магнитного поля параметры  $\alpha$  и  $\Delta a$  будут изменяться, поэтому они являются чувствительным критерием этих движений. На рис. 12а и 12б показаны

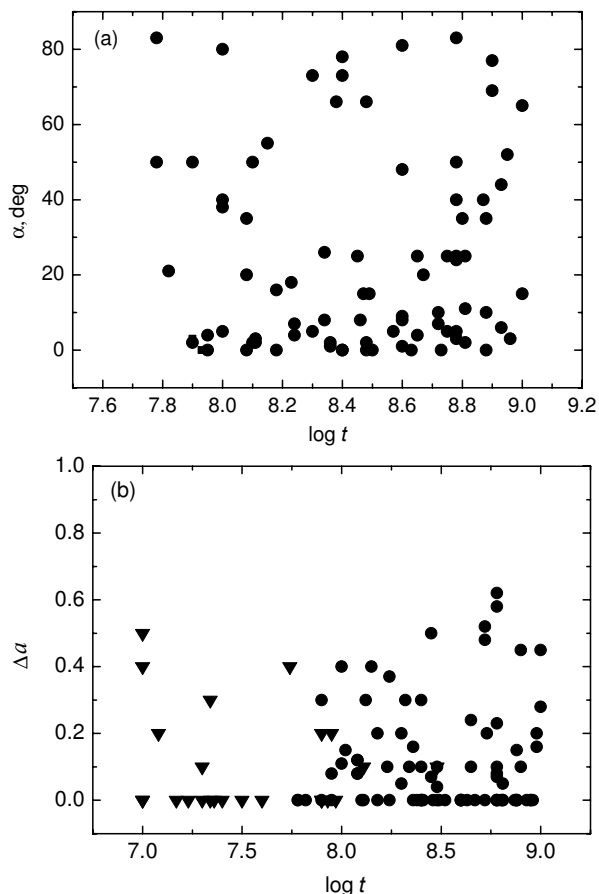


Рис. 12. Изменение количества магнитных звезд разного типа пекулярности с возрастом: (a) зависимость  $\alpha$  ( $\lg t$ ), (b) зависимость  $\Delta\alpha$  ( $\lg t$ ).

зависимости этих параметров от возраста звезд. Очевидно, что оба параметра с возрастом не меняются. Среди Si- и SrCrEu-звезд в диапазоне  $\lg t = 7.7-9.0$  лет относительное количество звезд с малыми углами  $\alpha$  нормальное. Число звезд на  $1^\circ$  в области  $\alpha = 0^\circ-20^\circ$  в пять раз больше, чем в области  $\alpha = 20^\circ-90^\circ$ . Все звезды от  $\lg t = 7$  до  $\lg t = 9$  имеют преимущественно малые углы  $\alpha$ . Таким образом, изменения угла  $\alpha$  и параметра  $\Delta\alpha$  с возрастом не происходят. Это свойство является признаком отсутствия перемещения масс внутри звезд. Отсюда вытекает вывод о твердотельности вращения магнитных звезд.

Заметно, что среди звезд гелиевой группы практически отсутствуют объекты с большими углами  $\alpha$ . Вероятно, мала статистика.

#### 4. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В данной работе мы попытались упорядочить наши сведения о поведении магнитных звезд на ГП в соответствии с требованиями реликтовой гипотезы и с результатами наших последних исследований [13, 48, 49].

4.1. Одним из важнейших результатов современной физики магнитных звезд является получение достаточно надежной зависимости  $B_s(R/R_z)$  (рис. 4), средней для всех типов магнитных звезд. К сожалению, пока нет возможности получить такую зависимость отдельно для звезд разных типов пекулярности вследствие недостатка данных, особенно для звезд с аномальными линиями гелия. Изменение магнитного поля и числа магнитных звезд с возрастом показывает, что эти два свойства связаны между собой. Магнитное поле после ZAMS растет, вероятно, вследствие релаксации сложных, запутанных структур, которые возникли в период нестационарной фазы Хаяши.

4.2. Важнейшее свойство магнитных звезд заключается в том, что магнитное поле, очень слабое на ZAMS, с возрастом растет, достигает максимума на  $R/R_z \approx 1.1-1.2$ , после чего уменьшается пропорционально  $R^{-2}$  вследствие эволюционного роста радиуса вплоть до  $R/R_z \approx 2$ . После этого поле увеличивается примерно в 1.5 раза из-за эволюционного уменьшения радиуса. Уменьшение поля звезд после максимума происходит медленнее, чем если бы его структура соответствовала модели центрального теоретического диполя. Это свойство объясняется отличием структуры реального поля от теоретического диполя.

4.3. Распределение числа магнитных звезд поперек полосы ГП примерно соответствует ходу магнитного поля. На ZAMS звезд мало, но они есть; на  $R/R_z \approx 1.1-1.2$  наблюдается максимальное количество звезд, после чего их число уменьшается. На  $R/R_z \approx 2$  наблюдается скачок в распределении [18]. Максимум распределения SrCrEu-звезд возникает после примерно 0.5 времени жизни на ГП, у звезд других типов пекулярности — раньше. Это событие определяется соотношением между скоростью роста магнитного поля и скоростью уменьшения его вследствие эволюционного роста радиуса.

4.4. Описанное изменение магнитного поля, числа магнитных звезд, а также такого же изменения химических аномалий [13] поперек полосы ГП показывает, что химически пекулярные звезды как тип формируются на ZAMS.

4.5. Скорости вращения  $v \sin i$  постепенно увеличиваются вследствие эволюционного увеличения радиуса. На  $R/R_z \approx 2$   $v \sin i$  уменьшаются примерно вдвое при неизменном периоде вращения вследствие эволюционной перестройки звезд.

4.6. Период вращения со временем увеличивается вследствие не только магнитного торможения в период гравитационного коллапса, но и из-за эволюционного увеличения радиуса. Вторая причина незначительна.

4.7. Существенны признаки того, что степень потери момента вращения магнитных протозвездных облаков пропорциональна величине магнитного поля, пропорционально длительности эволюции и обратно пропорционально массе.

4.8. Одним из важнейших результатов исследований магнитных звезд является получение достаточно надежных признаков векового постоянства структур магнитного поля. Их неизменность свидетельствует о том, что внутри магнитных звезд нет крупномасштабных движений вещества, таких как дифференциальное вращение, меридиональная циркуляция и др. Вероятно, этому способствует вмороженное магнитное поле и медленное вращение звезд.

## СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. M. R. Hartoog, *Astrophys. J.* **212**, 723 (1977).
2. P. North, *Astron. and Astrophys.* **141**, 328 (1984).
3. J. V. Glagolevsky, *Astrophysics* **48**, 194 (2005).
4. S. C. Wolff, *Astrophys. J.* **244**, 221 (1981).
5. P. North and N. Cramer, *Astron. and Astrophys. Suppl.* **58**, 387 (1984).
6. E. F. Borra, *Astrophys. J. Lett.* **249**, L39 (1981).
7. D. N. Brown, J. D. Landstreet, and I. Thompson, *Liege Intern. Astrophys. Colloquia* **23**, 195 (1981).
8. I. I. Romanyuk, *Pis'ma Astron. Zh.* **10**, 443 (1984).
9. D. M. Pyper, *Astrophys. J. Suppl.* **18**, 347 (1969).
10. Iu. V. Glagolevskii, V. G. Klochkova, and I. M. Kopylov, *Astrophys. Space Sci. Library* **125**, 29 (1986).
11. Y. V. Glagolevskij, V. G. Klochkova, and I. M. Kopylov, *Astron. Zh.* **64**, 360 (1987).
12. Y. V. Glagolevskij, in *Magnetic Stars: Proc. Intern. Meet. on the Problem: Physics and Evolution of Stars, Nizny Arkhyz, Russia, 1987*, Ed. by Y. V. Glagolevsky (Nauka, Leningrad, 1988), p. 206.
13. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **61**, 546 (2018).
14. S. N. Fabrika and V. D. Bychkov, in *Magnetic Stars: Proc. Intern. Meet. on the Problem: Physics and Evolution of Stars, Nizny Arkhyz, Russia, 1987*, Ed. by Y. V. Glagolevsky (Nauka, Leningrad, 1988) p. 241.
15. P. North, *Astron. and Astrophys.* **334**, 181 (1998).
16. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chuntunov, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **45**, 105 (1998).
17. S. Hubrig, P. North, and G. Mathys, *Astrophys. J.* **539**, 352 (2000).
18. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **58**, 29 (2015).
19. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **51**, 88 (2001).
20. Y. V. Glagolevskij and E. Gerth, *ASP Conf. Ser.* **305**, 225 (2003).
21. O. Kochukhov and S. Bagnulo, *Astron. and Astrophys.* **450**, 763 (2006).
22. S. Hubrig, P. North, and M. Schöller, *Astronomische Nachrichten* **328**, 475 (2007).
23. A. E. Gomez, X. Luri, S. Grenier, et al., *Astron. and Astrophys.* **336**, 953 (1998).
24. J. D. Landstreet, S. Bagnulo, V. Andretta, et al., *Astron. and Astrophys.* **470**, 685 (2007).
25. J. D. Landstreet, S. Bagnulo, V. Andretta, et al., *ASP Conf. Ser.*, **405**, 505 (2009).
26. Y. V. Glagolevskij, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **38**, 152 (1994).
27. Y. V. Glagolevskij, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **53**, 33 (2002).
28. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **56**, 173 (2013).
29. D. E. Blackwell and M. J. Shallis, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **180**, 177 (1977).
30. B. Hauck and P. North, *Astron. and Astrophys.* **269**, 403 (1993).
31. T. T. Moon and M. M. Dworetzky, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **217**, 305 (1985).
32. M. Kunzli, P. North, R. L. Kurucz, and B. Nicolet, *Astron. and Astrophys. Suppl.* **122**, 51 (1997).
33. T. A. Ryabchikova, *Astronomy Letters* **31**, 388 (2005).
34. O. Kochukhov, *Astron. and Astrophys.* **404**, 669 (2003).
35. O. Kochukhov and S. Bagnulo, *Astron. and Astrophys.* **450**, 763 (2006).
36. V. Petit, S. P. Owocki, G. A. Wade, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **429**, 398 (2013).
37. K. T. Wraight, L. Fossati, M. Netopil, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **420**, 757 (2012).
38. S. Hubrig, P. North, and M. Schöller, *Astronomische Nachrichten* **328**, 475 (2007).
39. J. D. Landstreet, S. Bagnulo, V. Andretta, et al., *Astron. and Astrophys.* **470**, 685 (2007).
40. S. J. Adelman, *Baltic Astronomy* **11**, 475 (2002).
41. M.-F. Nieva, *Astron. and Astrophys.* **550**, A26 (2013).
42. V. Straizys and G. Kuriliene, *Astrophys. and Space Sci.* **80**, 353 (1981).
43. S. Ekström, C. Georgy, P. Eggenberger, et al., *Astron. and Astrophys.* **537**, A146 (2012).
44. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **56**, 173 (2013).
45. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **59**, 321 (2016).
46. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **72**, 418 (2017).
47. Y. V. Glagolevskij *Astrophysics* **61**, 459? (2018).
48. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **57**, 315 (2014).
49. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **72**, 305 (2017).

**On Properties of Main Sequence Magnetic Stars****Yu. V. Glagolevskij**

We reconsidered the previous studies of properties of magnetic stars based on the latest data on average surface magnetic fields of 177 stars. New, corrected results have been obtained that allow a better understanding of the phenomenon of magnetic chemically peculiar stars.

Keywords: *stars: magnetic fields—stars: chemically peculiar*