

УДК 524.3-337:52-338

ИЗМЕНЕНИЕ СВОЙСТВ МАГНИТНЫХ ЗВЕЗД С ВОЗРАСТОМ

© 2024 Ю. В. Глаголевский^{1*}¹ Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 РоссияПоступила в редакцию 24 августа 2023 года; после доработки 28 сентября 2023 года;
принята к публикации 30 сентября 2023 года

Сравниваются результаты оценок возрастов магнитных звезд, полученных по возрасту скоплений и ассоциаций, с теми, которые определены по сеткам эволюционных треков и изохрон отдельно для каждой звезды. Обнаружены большие отклонения систем возрастов. Анализ результатов исследований, в которых использованы «кластерные» возрасты, показывает их значительные отличия от тех, что получены с использованием индивидуальных оценок.

Ключевые слова: *звезды: магнитное поле — звезды: химически пекулярные*

1. ВВЕДЕНИЕ

Данная работа является продолжением исследований, посвященных изучению изменений свойств магнитных звезд с возрастом, выполненных Bohlender and Landstreet (1990), Kochukhov and Bagnulo (2006), Landstreet et al. (2007), Glagolevskij (2019), Glagolevskij (2021a,b; 2022a,b) и др. В этих работах обсуждается большое количество проблем магнитных звезд. К настоящему времени накопился и уточнился достаточный наблюдательный материал, с помощью которого появилась возможность пересмотреть некоторые ранние результаты.

Стоит отметить, что магнитные звезды формируются из протозвездных облаков с большим диапазоном начальных условий, поэтому их свойства тоже чрезвычайно многообразны. Построенные зависимости иногда указывают скорее на тенденцию изменений, чем на закономерность. Это приводит к тому, что на графиках наблюдается большой разброс точек. Поэтому в данной работе при поиске корреляций параметры усреднялись в узких диапазонах возраста, радиуса, массы и др. или использовался метод скользящего среднего, обычно по трем точкам.

Одной из задач этой работы является выяснение, в каких рамках можно использовать оценки возрастов магнитных звезд из ассоциаций и те, которые определены непосредственно по сетке эволюционных треков и изохрон. Первые подробно рассмотрены в работе Landstreet et al. (2007). Для исследования была выбрана 81 магнитная звезда, среди которых возможные члены рассеянных скоплений или ассоциаций. Ожидалось, что изучение

магнитных звезд в скоплениях может быть мощным инструментом для исследования эволюции этих звезд на главной последовательности (ГП).

2. ВОЗРАСТ $\lg t$, ОЦЕНЕННЫЙ ПО ЭВОЛЮЦИОННЫМ ТРЕКАМ И ИЗОХРОНАМ

Параметры магнитных CP-звезд, при помощи которых мы изучали их свойства, сведены в таблице 1. Основой для нее послужил каталог Glagolevskij (2019). В таблице 1 приве-

дены данные о возрасте ($\lg t$) около 500 звезд, который был определен нами по эволюционным трекам и изохронам (Ekström et al., 2012). В работе Kochukhov and Bagnulo (2006) таким же способом получены оценки возраста 150 звезд (см. далее). При пересечении списков мы усредняли значения $\lg t$. Таких объектов оказалось 36%.

Нас интересовали в первую очередь возраст звезд на разных участках эволюционного трека и зависимость $\lg t(R/R_Z)$. Параметр R/R_Z — это радиус звезды R в настоящее время по отношению к ее радиусу в момент нахождения на ZAMS (Zero Age Main Sequence) (Glagolevskij, 2019). В момент нахождения звезды на ZAMS величина $R/R_Z = 1$, в верхней части полосы ГП эта величина доходит до $R/R_Z \approx 2.5$ и более. Звезды V класса светимости имеют $R/R_Z \approx 1.25$. Вместе с эволюционным изменением R/R_Z меняются параметры звезд, такие как величина среднего поверхностного магнитного поля B_s , $\lg g$, T_{eff} и другие. С возрастом величина R/R_Z меняется с разной скоростью: в начале радиус растет медленно, в конце эволюции быстро, поэтому ход $R/R_Z(t)$ неравномерный.

*E-mail: glagol1@sao.ru

Таблица 1. Каталог параметров магнитных звезд (показан фрагмент; полная версия доступна в Дополнительных материалах). В столбцах (1)–(8) даны: номер звезды в каталоге HD, тип пекулярности, эффективная температура, радиус в единицах R_{\odot} , возраст $\lg t$, определенный в данной работе, масса звезды в единицах M_{\odot} , величина среднего поверхностного магнитного поля B_s , относительный радиус R/R_Z . Величины магнитного поля, обозначенные звездочкой, определены по зеemanовскому расщеплению спектральных линий в неполяризованном свете, остальные величины — путем моделирования (ссылки на источники даны в работе Glagolevskij (2019))

HD	Pec	T_{eff} , K	R, R_{\odot}	$\lg t$	M, M_{\odot}	B_s , Гс	R/R_Z	HD	Pec	T_{eff} , K	R, R_{\odot}	$\lg t$	M, M_{\odot}	B_s , Гс	R/R_Z
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
315	Si	12800	2.19	7.90	2.87		1.09	19653	SrCrEu	9500:	2.31	8.59	2.33		1.40
965	SrCrEu	7480	2.75	8.95	2.18	4386*	1.61	19712	SrCrEu	10100	2.25	7.57:	2.67		1.22
1048	Si	9600	2.20	8.51	2.59		1.27	19805	SrCrEu	9397	1.75	8.36	2.10		1.13
2453	SrCrEu	8230	2.88	8.80	2.25	3737*	1.62	19832	Si	12420	2.58	8.06	2.61	495:	1.41
3360	He-г	21050	6.25	7.36	4.64	294	1.00	20629	Si+	12500	1.28	8.18	3.19		1.30

Такие зависимости приведены на рис. 1а–е для узких диапазонов масс: $M < 2 M_{\odot}$, $M = 2-3 M_{\odot}$, $M = 3-4 M_{\odot}$, $M = 4-5 M_{\odot}$, $M > 5 M_{\odot}$. Массы взяты из статьи Glagolevskij (2019).

Разброс точек на зависимостях обусловлен ошибками величин R/R_Z , которые по опыту равны $\sigma = 0.05-0.1$, и ошибками определения M , а также зависимостью $\lg t(M)$. Наблюдаемый разброс данных происходит не только вследствие ошибок измерений, но и вследствие различия (разброса) масс внутри каждой выборки. Средние зависимости получены методом скользящего среднего. Следует заметить, что разброс величин $\lg t$ для звезд, находящихся вблизи ZAMS ($R/R_Z \approx 1.0-1.4$), всегда больше из-за сгущения изохрон и большего влияния ошибок температур и светимостей.

3. ЗНАЧЕНИЯ $\lg t_*$, СООТВЕТСТВУЮЩИЕ ВОЗРАСТУ СКОПЛЕНИЙ И АССОЦИАЦИЙ

Возраст скоплений и ассоциаций в работе Kochukhov and Bagnulo (2006) взят в основном из базы данных WEBRA (Mermilliod and Paunzen, 2003), в которой этот параметр получен из обзора литературных данных, в том числе работы Loktin et al. (2001). Возраст магнитных и нормальных звезд в скоплениях и ассоциациях в работе Loktin et al. (2001) определялся по фотометрическим индексам, которые наносились на диаграмму Герцшпрунга–Рассела. Затем путем совмещения фотометрической диаграммы скопления с набором изохрон оценивался возраст.

Еще одно обширное исследование значений возрастов было проведено Kharchenko et al. (2005) на основе материалов для скоплений, созданных при анализе баз данных Hipparcos и Tycho-2. Возрасты, полученные Kharchenko et al. (2005), определены путем индивидуальной подгонки изохрон к наиболее массивным звездам ГП. Оценка возраста скоплений у Kharchenko et al. (2005)

в 55% случаев проводилась по одной или двум звездам. Тем не менее они вполне согласуются с данными Loktin et al. (2001). Kharchenko et al. (2005) нашли, что возрасты из этих двух источников показывают среднеквадратичное различие в $\lg t$ порядка $\sigma = 0.20$ dex (за исключением небольшого числа скоплений и ассоциаций, где значительные различия в выборе членов ассоциации приводят к существенно разным возрастам).

Возрасты звезд, которые являются членами скопления или ассоциации, мы обозначили как $\lg t_*$. Эти данные взяты из работ Loktin et al. (2001) и Landstreet et al. (2007) и отмечены на рис. 1а–е звездочками. Обращают на себя внимание плавный ход изучаемой зависимости $\lg t(R/R_Z)$ (точки) и сильный разброс данных $\lg t_*(R/R_Z)$. Особенно сильно отличаются от первой зависимости звезды с минимальным возрастом $\lg t = 6.7$ и $\lg t = 7.2$ лет. В то же время большое количество звезд с $R/R_Z > 1.5$ имеют величины $\lg t_*$, в первом приближении соответствующие нашим значениям. Таким образом, отмечаем большие отклонения систем возраста $\lg t$ и $\lg t_*$.

На рис. 1а–е, построенных для звезд разных масс, заметна странная особенность: значения возраста молодых звезд $\lg t_* \approx 6-7$ лет существенно не меняются с увеличением радиуса (R/R_Z). Это указывает на то, что методика определения возраста скоплений и ассоциаций имеет дефект. Особенно хорошо это видно на рис. 2а, где показано сравнение величин $\lg t$ с $\lg t_*$.

Между системами возрастов очевидно большое различие, которое заключается в следующем:

- 1) наблюдается большое различие хода зависимостей, из-за чего возраст молодых звезд в скоплениях в несколько раз меньше наших оценок;
- 2) возраст старых звезд в первом приближении в двух системах совпадает;

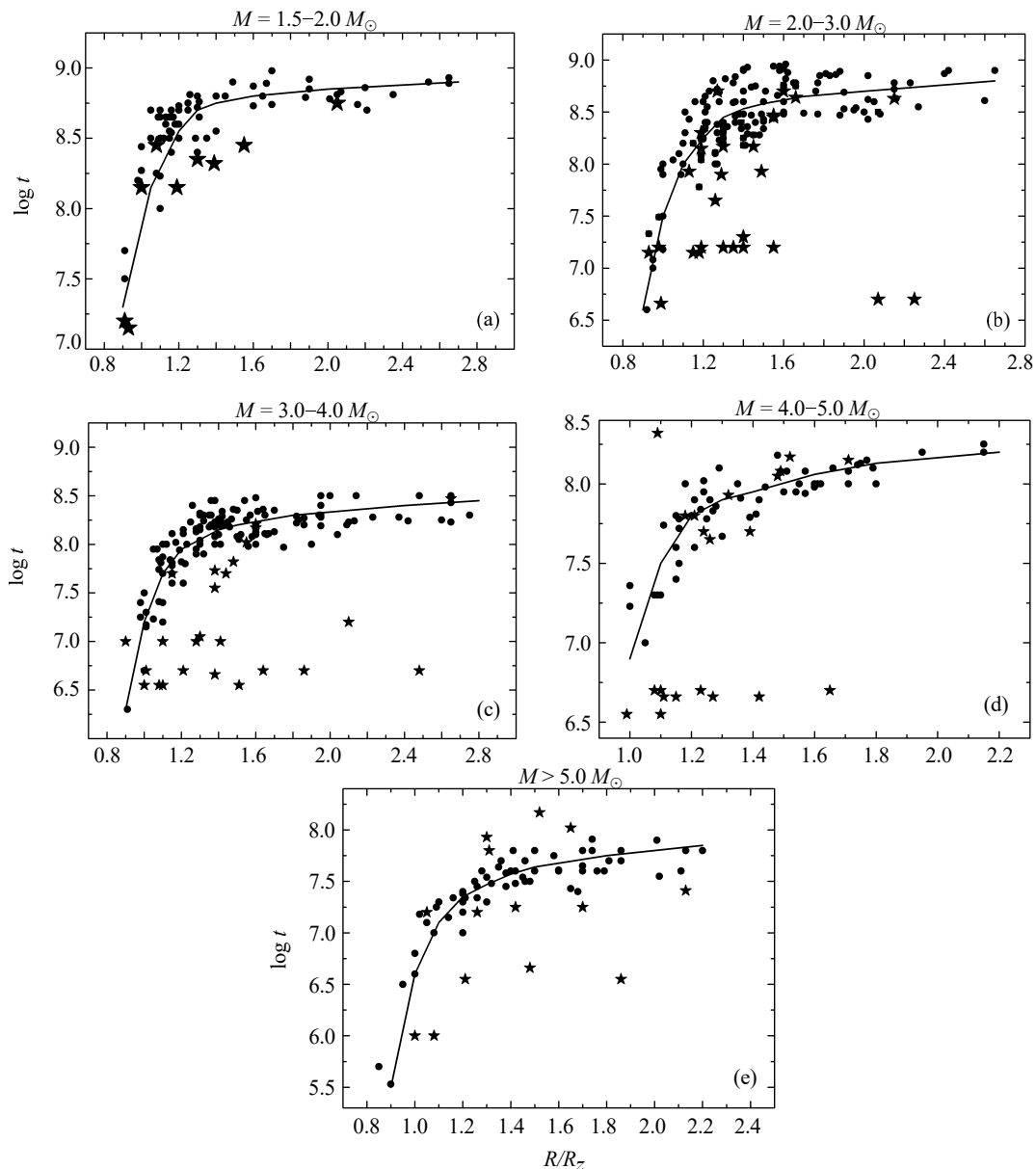


Рис. 1. Возрасты $\lg t$ магнитных звезд разных масс M в разных точках эволюционного трека, соответствующих разным относительным радиусам R/R_z . Точками обозначены наши данные (таблица 1), звездочками — литературные значения возраста звезд из скопления и ассоциации (Loktin et al., 2001; Landstreet et al., 2007), линии соответствуют результатам усреднения точек на зависимостях.

- 3) разброс точек $\lg t$ среди малых величин в несколько раз больше, чем в области больших — это происходит из-за сгущения изохрон вблизи ZAMS;
- 4) в скоплениях Upper Cen-Lup (Sco OB2) ($\lg t = 7.2$), Upper Sco (Sco OB2) ($\lg t = 6.7$), Ori OB1b ($\lg t = 6.55$), Ori OB1c ($\lg t = 6.66$) и др. наблюдается большое количество звезд с одинаковым возрастом $\lg t_*$, но с большим различием величин $\lg t$;
- 5) при рассмотрении рис. 1b–e создается впечатление, что в некоторых скоплениях звезды эво-

люционируют как обычно, но их возраст остается постоянным. Анализ данных таблицы 1 показывает, что на самом деле величины $\lg t$ меняются, причем в скоплениях в среднем находятся звезды с различием возрастов $t = 1.1 \times 10^8$ лет.

Исходя из представленных данных, можно сделать вывод, что использование возрастов звезд, соответствующих среднему возрасту скопления, взятых из цитированных источников, вряд ли имеет смысл.

Для перевода возрастов $\lg t_*$ в нашу систему

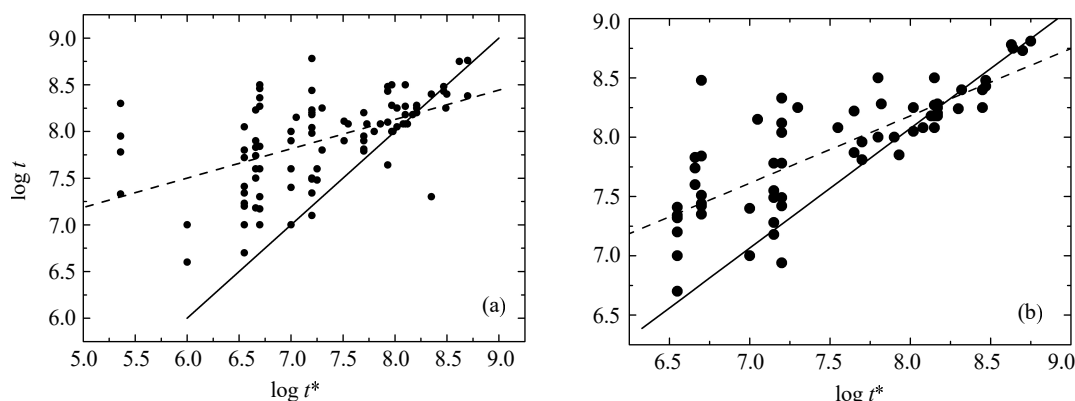


Рис. 2. Сравнение $\lg t$, полученных на основании сетки эволюционных треков и изохрон для отдельных звезд с величинами $\lg t_*$, соответствующими возрасту их скопления. Панель (a) — члены известных скоплений, панель (b) — возможные члены открытых скоплений. Штриховые линии иллюстрируют случай совпадения систем ($\lg t = \lg t_*$), сплошные — линии регрессии (см. выражения (1) и (2) в тексте).

используется соотношение

$$\lg t = (5.56 \pm 0.43) + (0.32 \pm 0.06) \lg t_*. \quad (1)$$

На рис. 2b показана такая же зависимость, как и на рис. 2a, только для тех звезд, у которых принадлежность к скоплениям и ассоциациям предполагается. Хорошо видно, что свойства этой зависимости аналогичные. В данном случае перевод величин $\log t_*$ к нашей системе возрастов получается по формуле

$$\lg t = (3.63 \pm 0.40) + (0.56 \pm 0.05) \lg t_*. \quad (2)$$

Очевидно, что и в этом случае проявляется дефект методики, при котором наблюдается большое количество звезд с одинаковым возрастом $\lg t_*$, но с существенным различием величин $\lg t$.

Рассмотрим возраст $\lg t(K)$ из работы Kochukhov and Vagnulo (2006), оцененный по теоретическим сеткам эволюционных треков и изохрон (Schaerer et al., 1993; Schaller et al., 1992). На рис. 3 приводится сравнение наших данных $\lg t$ с величинами $\lg t(K)$.

Система возрастов, полученных в указанной работе, несмотря на некоторый разброс точек, хорошо согласуется с нашими данными $\lg t$, систематического различия между ними нет. Поэтому в случаях одинаковых звезд мы усреднили наши данные $\lg t$ и $\lg t(K)$. В таблице 1 приведены уже усредненные данные (но на рис. 3 представлены первоначальные) — количество таких усредненных данных равно 36%.

В наших исследованиях мы часто получаем зависимости разных величин от параметра R/R_Z , который иногда имеет значение возраста. На рис. 4 показана зависимость « $R/R_Z - \lg t$ » для звезд типа пекулярности Si + SrCrEu (около 400), которые наиболее многочисленны среди магнитных звезд. Точность каждой точки 2%, кроме области

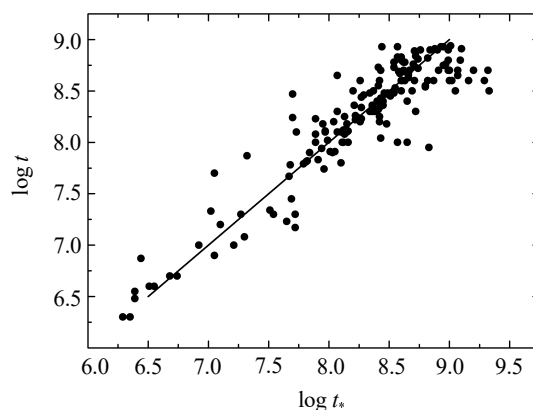


Рис. 3. Сравнение наших оценок $\lg t$ с величинами $\lg t_*$. Сплошная линия соответствует регрессии.

$R/R_Z > 1.5$, где точность превышает 3% вследствие малого количества данных. Значение $\lg t$ каждой точки вычислялось как среднее в разных диапазонах R/R_Z шириной $\Delta R/R_Z = 0.1$.

Пользуясь этой зависимостью, мы построили рис. 5, показывающий, как изменяется среднее поверхностное магнитное поле B_s с возрастом t для наиболее многочисленных звезд группы Si + SrCrEu.

Подобные зависимости мы получали и раньше, а именно: $\langle B_e \rangle (R/R_Z)$ на рис. 6a (см. рис. 3, Glagolevskij, 1988), затем $B_s (R/R_Z)$ на рис. 6b для маломассивных звезд (Si + SrCrEu)-типа и на рис. 6c $B_s (R/R_Z)$ для массивных звезд (He-r + He-w)-типа (Glagolevskij, 2020a, см. рис. 9a, 9b).

Зависимость $B_s (R/R_Z)$ впервые была изучена Glagolevskij and Gerth (2003; 2005). В данной ситуации нам важно обратить внимание на то, что изменение магнитного поля со временем хорошо заметно как на шкале t , так и на шкале R/R_Z .

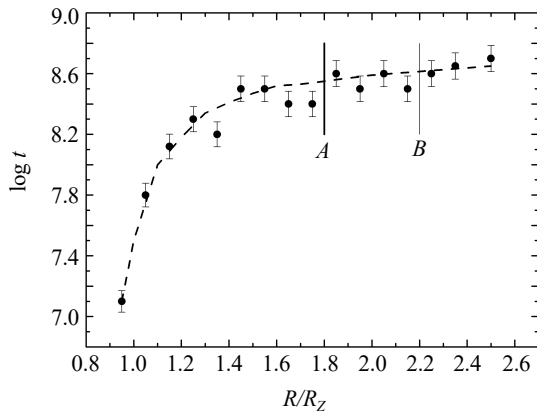


Рис. 4. Средний возраст $\lg t$ звезд малой массы (Si + SrCrEu)-типа при разных величинах R/R_Z . Линиями A и B здесь и далее показаны границы этапа эволюции звезд, на котором они претерпевают внутреннюю перестройку.

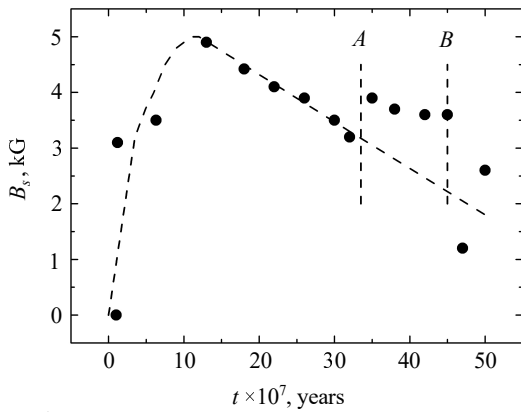


Рис. 5. Изменение среднего поверхностного магнитного поля B_s магнитных звезд малой массы (Si + SrCrEu)-типа с возрастом.

Следующее важное замечание состоит в том, что в промежуток времени, когда происходит внутренняя перестройка звезды (отрезок AB на рис. 6), данный процесс довольно отчетливо выделяется на показанных графиках. Это значит, что величины t и R/R_Z имеют достаточно высокую точность, иначе границы отрезка AB были бы размытыми. Мы принимаем среднюю точность величины $\Delta R/R_Z \approx \pm 0.05$ и $\Delta t = 10\text{--}15\%$, что важно для дальнейших рассуждений.

Из зависимости $B_s(t)$ видно, что в течение 20% времени жизни (см. далее) на ГП после ZAMS магнитное поле растет. Это свойство мы обсуждали в наших работах Glagolevskij (2014; 2015; 2021a). Рост магнитного поля происходит, вероятнее всего, по следующей причине (Glagolevskij, 2021a; b). До прихода звезды на ZAMS в поверхностном слое возникает турбулентция вследствие горения дейтерия (Palla and Stahler, 1993) и аккреции. Магнитное

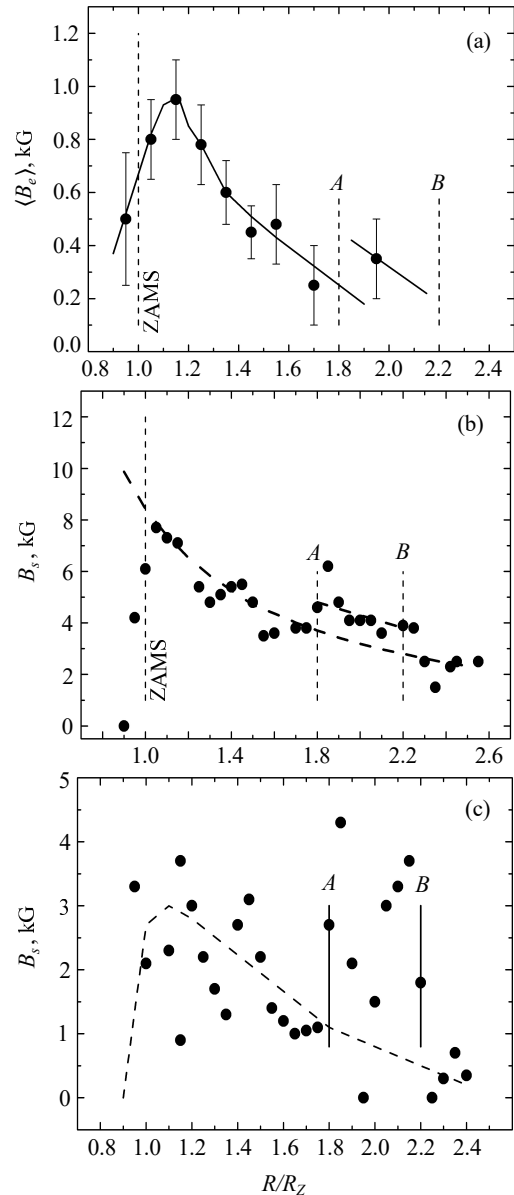


Рис. 6. Изменение поверхностного магнитного поля с возрастом (с R/R_Z). Панель (a) — изменение среднеквадратичной величины магнитного поля $\langle B_e \rangle$, панель (b) — изменение среднего поверхностного магнитного поля B_s маломассивных ($M = 2\text{--}4M_\odot$) звезд (Si + SrCrEu)-типа, панель (c) — изменение среднего поверхностного магнитного поля B_s массивных ($M = 4\text{--}10M_\odot$) звезд (He-g + He-w)-типа.

поле, дипольное внутри звезды, на поверхности разрушается и оказывается «невидимым».

После прихода звезды на ZAMS турбулентция и аккреция в верхнем слое прекращаются, магнитное поле медленно восстанавливается до дипольной внутренней структуры, которую мы теперь наблюдаем. Возможно, факт медленного восстановления магнитного поля на поверхности является доказательством существования горения дейтерия на

поверхности молодой звезды, потому что после ZAMS аккреции у маломассивных звезд не существует. После прекращения турбулентности и восстановления магнитного поля возрастает влияние другого процесса, а именно эволюционного увеличения радиуса, в результате чего магнитное поле после максимума начинает постепенно уменьшаться.

Изменение поля при эволюционном росте радиуса звезд происходит приблизительно пропорционально $(R/R_Z)^{-2}$. Как показывает экстраполяция к $R/R_Z = 1$, средняя величина магнитного поля в этот момент была бы равна 18 кГс (Glagolevskij and Gerth, 2005).

Обратим внимание на следующие моменты:

- 1) при уменьшении радиуса звезды в период ее внутренней перестройки величина среднего поверхностного магнитного поля растет (участок между границами A и B , см. рис. 5, 6);
- 2) этот важный в жизни звезды этап никак не сказывается на зависимости « $R/R_Z - t$ », но заметен на зависимости « $N - R/R_Z$ » — рис. 7a,b, где показано изменение числа массивных и маломассивных звезд со временем (« $N - \lg t$ »).

В этот период эволюции звезда на диаграмме Гершпрунга–Рассела делает петлю, как бы останавливаясь при своем движении вдоль эволюционного трека. Количество звезд в этом промежутке накапливается (Glagolevskij, 2015; 2016a).

4. ОБСУЖДЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ НЕКОТОРЫХ ПОСЛЕДНИХ ИССЛЕДОВАНИЙ

Проведем анализ результатов предыдущих, достаточно фундаментальных исследований, выполненных в работах Kochukhov and Bagnulo (2006) и Landstreet et al. (2007). Выбор работ вызван интересом, который связан с применением в них среднеквадратичных величин магнитного поля $\langle B_e \rangle$ и возрастов, полученных по эволюционным трекам $\lg t$. Значения возрастов скоплений и ассоциаций $\lg t_*$, которые были рассмотрены выше, мы считаем крайне ненадежными.

4.1. Распределение звезд поперек полосы ГП

Kochukhov and Bagnulo (2006) утверждают, что по своим свойствам магнитные звезды делятся на две группы — массивные с $M > 3 M_\odot$ (He-g, He-w и Si-звезды) и маломассивные объекты с $M < 3 M_\odot$ (SrCrEu, Si+). Маломассивные звезды концентрируются в середине полосы ГП, а массивные распределены равномерно. Авторы цитируемой работы считают, что такое деление указывает

на различное происхождение и эволюцию магнитных звезд разной массы.

Результаты наших исследований показывают, что это не так. Магнитные звезды всех масс проявляются на ZAMS и занимают всю ширину полосы ГП (рис. 7a,b) (Glagolevskij, 2021a). В то же время следует отметить, что распределение звезд поперек полосы ГП очень неравномерно (см. раздел 3). Это хорошо заметно при использовании большого количества данных (около 500 звезд). Причиной разногласия может служить то, что в работе Kochukhov and Bagnulo (2006), во-первых, рассмотрено мало звезд (150 объектов) для надежной статистики и, во-вторых, заведомо неудачно применены среднеквадратичных величин магнитного поля $\langle B_e \rangle$, которые имеют крайне низкую точность (Glagolevskij, 2022c). В настоящей работе показано, что получить достоверные результаты можно только при очень большом количестве использованных звезд.

4.2. Есть ли дефицит молодых и старых магнитных звезд?

Kochukhov and Bagnulo (2006) заметили наличие относительного дефицита молодых и очень старых магнитных звезд среди имеющихся каталожных данных. Действительно, мы это тоже заметили (см. Glagolevskij, 2014; 2015; 2021a) при изучении распределения магнитных звезд « $N - R/R_Z$ » и это видно на рис. 7a,b.

Попытка объяснения такого распределения дана в статьях Glagolevskij (2015; 2018). Дело в том, что форма распределения зависит от интенсивности критериев классификации, которые являются функцией степени аномальности химического состава. Последняя пропорциональна величине магнитного поля (Glagolevskij, 1994; 2007), которое меняется из-за эволюции на ГП, повторяя его ход со временем.

4.3. Уменьшается ли $\langle B_s \rangle$ у магнитных CP-звезд с $M > 3 M_\odot$ со временем?

Kochukhov and Bagnulo (2006) утверждают, что среднее поверхностное поле, наблюдаемое у магнитных CP-звезд с $M > 3 M_\odot$, со временем уменьшается. Однако для звезд с $M < 3 M_\odot$ это уменьшение происходит медленнее, чем оно должно быть при условии сохранения магнитного потока. Отсюда Kochukhov and Bagnulo (2006) предполагают, что поверхностный магнитный поток маломассивных CP-звезд увеличивается со временем.

Возникает вопрос с точки зрения физики магнитных звезд — отчего общий магнитный поток дипольного магнитного поля может расти? Такой механизм неизвестен. Проблема изменения

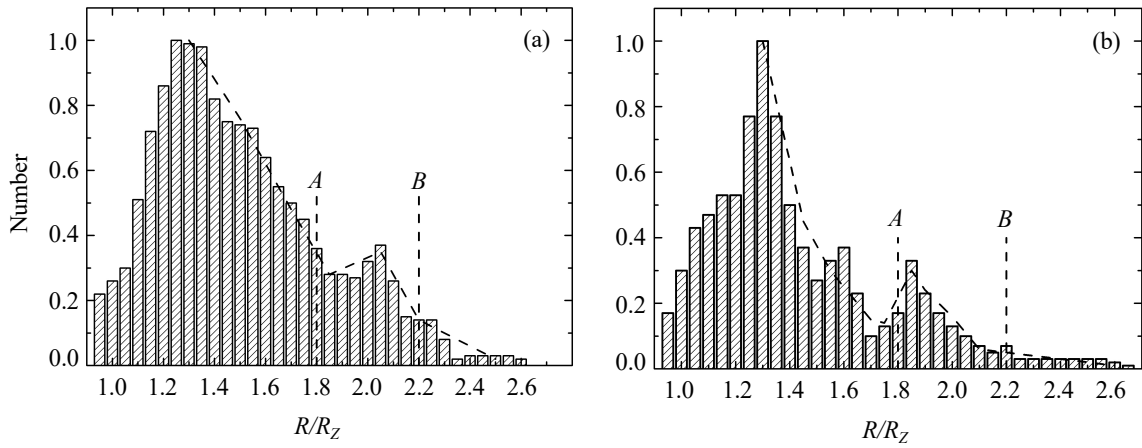


Рис. 7. Изменение числа магнитных звезд с возрастом, R/R_Z . Панель (a) — маломассивные магнитные звезды, панель (b) — массивные магнитные звезды.

магнитного поля Ар-звезд с возрастом обсуждалась много раз (Glagolevskij, 1988; 2020a; 2022a; Glagolevskij and Gerth, 2005). В этих работах показано, что у магнитных звезд всех масс магнитное поле изменяется со временем совершенно одинаково, так, как представлено на рис. 5 и 6. Процессы, вызывающие наблюдаемые изменения, описаны в разделах 4.1 и 4.2. Современное представление о формировании и эволюции магнитных звезд, основанное на реликтовом механизме, не дает оснований предполагать существование процессов, способных увеличивать магнитный поток магнитных звезд со временем. Магнитный поток на самом деле уменьшается из-за действия омической диссипации (Cowling, 1945) и сохраняется вплоть до возраста 10^{10} – 10^{11} лет вследствие крайне высокой проводимости плазмы (Glagolevskij, 2020b; Glagolevskij and Nazarenko, 2019).

4.4. Корреляции магнитного потока с другими параметрами

Следующее утверждение заключается в том, что поверхностный магнитный поток (flux):

- 1) увеличивается с возрастом и массой;
- 2) коррелирует с периодом вращения (Kochukhov and Bagnulo, 2006).

Kochukhov and Bagnulo (2006) считают, что величина $K = 3\langle B_e \rangle R^2$, которую они приводят, пропорциональна магнитному потоку и, следовательно, ее изучение дает возможность отличить внутренние эволюционные изменения напряженности магнитного поля от изменения напряженности поверхностного поля, вызванного увеличением радиуса звезды. На самом деле величина K пропорциональна не потоку, а величине поверхностного магнитного поля B_s . Следовательно, авторы предполагают увеличение поверхностного поля со временем, что противоречит рис. 5, 6 и обсуждениям, сделанным выше.

В отличие от утверждения об увеличении магнитного потока, наши данные (см. рис. 5, 6, разделы 4.1, 4.2) показывают, что среднее поверхностное магнитное поле растет в начальные 20–30% времени жизни звезды на ГП. Затем оно уменьшается примерно в 3.7 раза в результате эволюционного увеличения радиуса звезды. Если принять величину радиуса на ZAMS $R_Z = 1$, то в конце жизни звезды на ГП ее радиус оказывается равным около $2.5 R_\odot$.

Следовательно, площадь поверхности звезды увеличилась примерно в 6.25 раз и поверхностное поле должно было уменьшиться во столько же раз, а оно уменьшается в 3.7 раза. При увеличении радиуса дипольное поверхностное магнитное поле должно уменьшиться пропорционально R^{-3} . Реально же это происходит пропорционально $R^{-1.5}$. Такое различие происходит потому, что структура магнитного поля на самом деле отличается от теоретического диполя (Glagolevskij, 2014; 2015).

Мы не видим никаких признаков изменения магнитного потока с возрастом. Наоборот, все данные показывают, что магнитный поток практически постоянен в течение всей жизни звезды на ГП (Glagolevskij and Nazarenko, 2019; Glagolevskij, 2020b). Согласно теоретическим расчетам магнитное поле звезды диссипирует из-за омических потерь за время 10^{10} – 10^{11} лет, а максимальный возраст магнитных звезд составляет 10^9 лет. За это время полный магнитный поток уменьшается только на величину около 0.1 от первоначального значения, то есть на уровне современной физики магнитных звезд он остается постоянным.

По поводу следующего утверждения делаем замечание, что поле не увеличивается с массой звезды, а, наоборот, уменьшается (рис. 8) (Glagolevskij, 2016c, 2022a).

Что касается зависимости периода вращения от магнитного поля $P(B_s)$, то проблема на самом

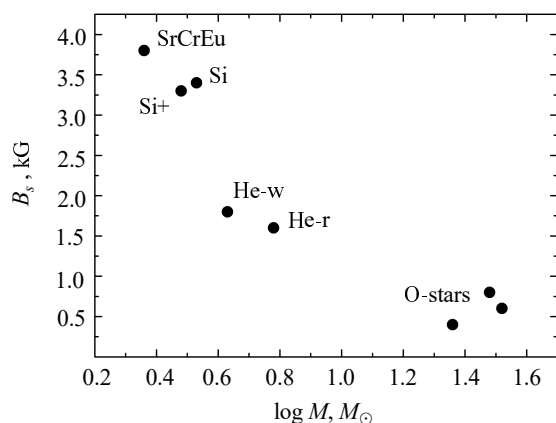


Рис. 8. Средние поверхностные величины B_s магнитного поля звезд разной массы.

деле очень сложная и не до конца понятная. Соответствующие зависимости $P(B_s)$ для массивных и маломассивных звезд показаны на рис. 9a,b.

Попытка объяснения была сделана Glagolevskij (2022a). Левая часть этой зависимости показывает, что на ранних стадиях эволюции магнитная протозвезда испытывает «магнитное торможение», поэтому чем больше величина магнитного поля, тем больше ее период вращения P . С другой стороны, эта зависимость на некоторой критической величине B_s переходит на обратную, что представляет собой проблему.

Получается, что чем поле сильнее, тем протозвезда меньше теряет момент вращения. Теория потери момента вращения магнитных протозвезд (Mouschovias and Paleologou, 1979) не объясняет это свойство. Glagolevskij (2022a) делает предположение, что при сильных полях магнитосфера протозвезды начинает влиять на большие объемы окружающих облаков и эффективность потери момента вращения снижается.

4.5. Зависимость между периодом вращения и временем жизни CP-звезд

Kochukhov and Bagnulo (2006) показали, что период вращения магнитных звезд $M > 3 M_\odot$ увеличивается со временем в соответствии с законом сохранения углового момента на ГП, но для звезд с $M < 3 M_\odot$ потеря момента вращения не исключена. Для звезд $M > 3 M_\odot$ изменения звездной структуры, влияющие на звездный момент инерции, могут полностью объяснить наблюдаемое увеличение периода.

Не ясно, каков должен быть характер предполагаемой внутренней перестройки звездной структуры, при которой верхние слои звезды остаются настолько стабильными, что возникает процесс диффузии химических элементов. Согласно целому ряду работ, внутренние структуры магнитных звезд

в течение всей жизни на ГП остаются неизменными, магнитные звезды вращаются твердотельно (Glagolevskij, 2016b; c; 2017).

На рис. 10a,b представлены зависимости изменения периодов вращения с возрастом (R/R_Z), построенные на основе большого количества данных, для обеих рассматриваемых групп звезд. Мы видим, что период вращения у них увеличивается и зависимости от массы не наблюдается. Попутно заметим, что в нашем случае сказывается нехватка данных в диапазоне $R/R_Z > 1.8$, из-за чего возникает большой разброс точек.

4.6. Механизм формирования и поддержания магнитного поля

Как предполагают Kochukhov and Bagnulo (2006), механизм формирования и поддержания магнитного поля может быть разным для звезд разной массы.

Выше мы обсуждали проблему формирования и эволюции магнитных звезд. В настоящее время установлено достаточно надежное представление о том, что звезды всех масс формируются путем единого механизма, а именно путем гравитационного сжатия намагниченных протозвездных облаков, и эволюционируют одинаково (Bohlender and Landstreet, 1990; Kochukhov and Bagnulo, 2006; Landstreet et al., 2007; Glagolevskij, 2019, 2021a,b). Гипотеза реликтового образования магнитного поля разрабатывается с 1945 года (Cowling, 1945; Mestel, 1967; Spitzer, 1968), и пока нет серьезных возражений против нее.

Что касается поддержания магнитного поля, то оно естественно обеспечивается высокой проводимостью плазмы (Cowling, 1945; Glagolevskij, 2021b), эта проблема тоже подробно рассматривалась. Landstreet et al. (2007) отмечают, что магнитное поле появляется на поверхности в момент выхода звезды на ZAMS. Авторы подтвердили более ранние такие же результаты, полученные, например, Bagnulo et al. (2003); Glagolevskij and Gerth (2003; 2005); Pöhlner et al. (2005).

В работе (Landstreet et al., 2007) утверждается, что напряженность поля уменьшается в несколько раз на масштабе времени $(2-3) \times 10^7$ лет, и этот результат согласуется с выводом Kochukhov and Bagnulo (2006). Однако неясно, остается ли общий магнитный поток постоянным в течение уменьшения $\langle B_e \rangle$ по мере увеличения радиуса звезды или же этот поток на самом деле слабо уменьшается. Напротив, для звезд $M < 3 M_\odot$, как считают авторы, нет убедительных доказательств уменьшения напряженности поля или уменьшения магнитного потока, даже в масштабе времени в несколько единиц 10^8 лет.

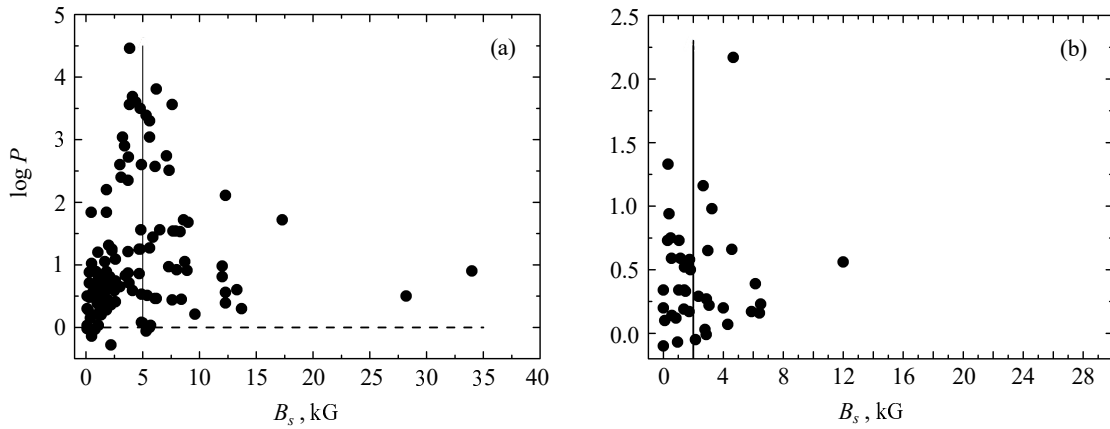


Рис. 9. Зависимость периода вращения P от величины среднего поверхностного магнитного поля B_s . Панель (a) — маломассивные звезды, панель (b) — массивные звезды.

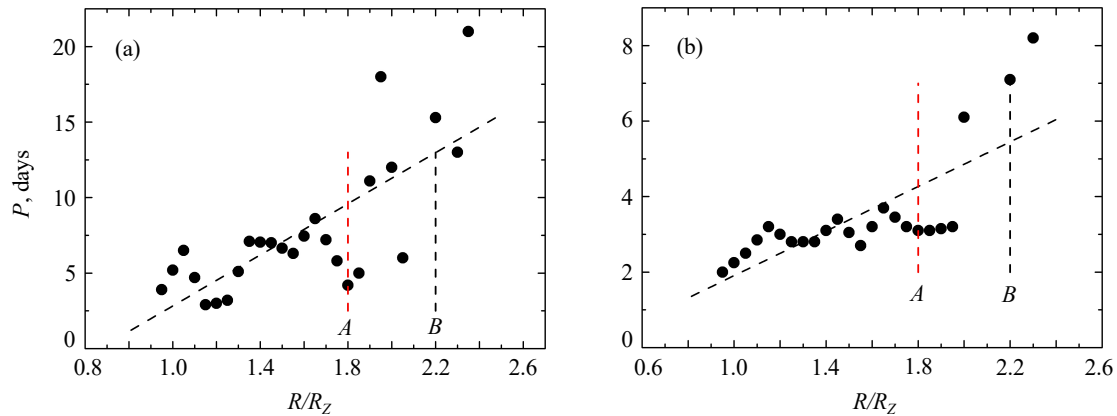


Рис. 10. Изменение периода вращения с возрастом (с R/R_Z). Панель (a) — маломассивные звезды, панель (b) — массивные звезды. Наклонные прямые соответствуют линии регрессии.

Характер изменения магнитного поля мы обсудили выше в разделе 3. В разделе 3 показано, что магнитное поле звезд всех масс изменяется одинаковым образом. Относительно стабильности магнитного потока мы дискутировали в разделах 4.4–4.6. Магнитный поток уменьшается в течение всей жизни звезды на ГП только на 0.1 первоначальной величины (раздел 4.4).

4.7. Изменение свойств магнитных звезд в скоплениях и ассоциациях с возрастом

Landstreet et al. (2007) исследуют изменения свойств магнитных звезд (160 объектов) в скоплениях и ассоциациях с возрастом. Учитывая сказанное выше, отметим фундаментальный недостаток этой работы, заключающийся в том, что использовались грубые среднеквадратичные величины магнитного поля $\langle B_e \rangle$, а также ненадежные возрасты, соответствующие возрасту скопления. Как показано в Glagolevskij (2022c), на основании величин $\langle B_e \rangle$ можно составить лишь предварительное представление о наличии магнитного поля в звезде и порядке его величины.

Landstreet et al. (2007) считают, что полученные новые данные позволяют окончательно проверить гипотезу Hubrig et al. (2000) о том, что у звезд с массами $M < 3 M_\odot$ магнитные поля впервые становятся видимыми на поверхности после того, как прошло около 30% времени жизни на ГП.

Ранее мы обсуждали эту проблему и указали на неправильность этого утверждения. Согласно нашим данным (рис. 5–7), звезды всех масс формируются на ZAMS, величина магнитного поля и число звезд N растут в течение первых 20–30% времени жизни на ГП, после чего магнитное поле и N уменьшаются вплоть до ухода звезды из полосы ГП. Причина роста магнитного поля и N анализировалась в разделе 3.

4.8. Основные зависимости

Landstreet et al. (2007) рассматривают распределение магнитных звезд « $N - \langle B_e \rangle$ ». Оно не соответствует тому, что представлено на рис. 8 (« $N(B_s) - B_s$ ») в работе Glagolevskij (2013). Распределение Landstreet et al. (2007) имеет слишком

большую величину N для молодых звезд, потому что оценки малых возрастов неправильные, как это видно из обсуждения в разделе 2 и на рис. 2a,b. Форма распределения $N(B_s)$ — гауссова, но примерно 10% звезд имеют очень большие величины B_s и не укладываются в гауссиану. Полученное распределение соответствует такому же распределению магнитного поля в протозвездных облаках.

Landstreet et al. (2007) показали, что зависимость « $\lg\langle B_e \rangle - \lg t$ » изменяется и соответствует линейной функции с отрицательным наклоном примерно на уровне 5σ . Но это изменение совершенно не похоже на детальные зависимости на рис. 5–6. Очевидно влияние низкой точности величин $\langle B_e \rangle$.

Landstreet et al. (2007) приводят зависимость « $N - \lg t$ », которая демонстрирует неравномерное распределение N по шкале $\lg t$ и имеет два максимума: на $\lg t = 6.5-7$ и $\lg t = 8-8.5$. Это распределение отличается от того, что мы приводим на рис. 7a,b. Кроме того, вид этой зависимости противоречит тому, что предлагается в разделе 4.2 о дефиците молодых и старых звезд. Построенная нами зависимость изучена достаточно детально в работах Glagolevskij and Gerth (2005), Glagolevskij (2011, 2014, 2015, 2021a). Форма зависимости объяснялась нами ранее в разделе 3.

Landstreet et al. (2007) отмечают, что в общем списке большинство очень молодых звезд возрастом меньше 3×10^7 лет имеют большую массу, порядка $M \approx 4-5 M_\odot$, тогда как звезды с возрастом более 10^8 лет имеют малую массу. Это свойство объясняется просто: объекты с массой $M > 5 M_\odot$ появляются на ZAMS с возрастом около 10^5 лет, звезды с малой массой появляются на ZAMS в возрасте примерно 10^7 лет. Поэтому среди массивных звезд много молодых объектов, а среди маломассивных много объектов 10^8 лет.

Landstreet et al. (2007) предприняли попытку выяснить, отличается ли величина магнитного поля у звезд разной массы в пределах данной возрастной группы. Не было найдено признаков такого поведения, в противоположность Thompson et al. (1987), который утверждал, что поле довольно резко возрастает (примерно на $M > 6-7 M_\odot$).

Оба утверждения неверные, потому что средняя величина магнитного поля зависит от массы звезд: чем больше масса, тем слабее поле (рис. 8). Кроме того, надо учитывать в каком участке эволюционного трека находится звезда, так как поле уменьшается с возрастом в результате эволюционного роста радиуса.

Landstreet et al. (2007) рассматривают две выборки звезд: с малой ($M = 3-4 M_\odot$) и с большой ($M > 4 M_\odot$) массами. Оказалось, что у звезд с малой массой более половины звезд моложе 4×10^7 лет имеют среднеквадратичное поле более

1 кГс, в то время как все звезды старше этого возраста имеют поля ниже 1 кГс.

Такие отрывочные результаты происходят вследствие недостатка количества и качества данных. То, что здесь сказано, хорошо видно на рис. 5 и 6. Магнитное поле звезд всех масс растет в течение $1/3$ своей жизни на ГП, после этого из-за эволюционного роста радиуса магнитное поле уменьшается.

Изменение магнитного поля звезд с малой массой показано на рис. 6b, с большой массой — на рис. 6c. Таким образом, наши данные в деталях описывают поведение Ар-звезд с возрастом. Хорошо видно, что массивные звезды в среднем имеют более слабое поле.

Landstreet et al. (2007) сравнивают полученные результаты изменения магнитного поля с возрастом с выводами Kochukhov and Bagnulo (2006). Оба исследования согласуются в том, что со временем наблюдается значительное уменьшение $\langle B_e \rangle$ среди Ар-звезд массивнее $3 M_\odot$. Напротив, для звезд $M < 3 M_\odot$ нет убедительных свидетельств уменьшения ни поля, ни магнитного потока даже на шкале времени в несколько единиц 10^8 лет. Выше, при обсуждении рис. 5 и 6, подробно показано, что на самом деле все не так.

5. ОБСУЖДЕНИЕ

Пользуясь новыми, более точными данными о возрастах магнитных звезд, мы смогли внести существенные поправки в результаты некоторых предыдущих исследований.

Система возрастов $\lg t$, оцененных с помощью сетки эволюционных треков и изохрон, заметно отличается от $\lg t_*$, соответствующих возрасту скопления или ассоциации, членами которых они являются. Особенно велики ошибки $\lg t_*$ в области малых значений. Отчасти это происходит потому, что на самом деле звезды в скоплениях и ассоциациях формируются не одновременно. Ошибка в определении $\lg t_*$ оказывается больше у звезд после ZAMS.

Причиной ошибочных результатов исследований свойств магнитных звезд чаще всего было неудачное применение среднеквадратичных величин магнитного поля $\langle B_e \rangle$, которые имеют крайне низкую точность (Glagolevskij, 2022c). Только при очень большом количестве использованных звезд можно было бы получить достаточно уверенные результаты.

Использование слишком малого количества звезд (150 звезд) также иногда вело к ошибкам из-за плохой статистики. В результате того, что магнитные звезды формируются из протозвездных облаков, имеющих большой диапазон начальных

условий, их свойства тоже чрезвычайно многообразны. Построенные зависимости указывают иногда больше на тенденцию, чем на закономерность. Обычно при построении зависимостей положительные результаты получаются только при усреднении параметров в узких диапазонах их значений или при использовании метода скользящего среднего (обычно $n \geq 3$).

Исходя из представленных выше данных, приходим к выводу, что использование возрастов звезд, соответствующих среднему возрасту скопления, взятых из цитированных источников, вряд ли имеет смысл.

В результате того, что среднеквадратичные величины магнитного поля $\langle B_e \rangle$ получаются при неизвестных углах наклона звезд к лучу зрения, а также в неизвестной фазе φ переменности магнитного поля, эти величины имеют крайне низкую точность. Только использование большого количества данных может позволить получить достаточно надежные результаты при статистических исследованиях.

В процессе приведенного выше анализа основных результатов нескольких избранных фундаментальных работ мы использовали данные многих ранних исследований, обзор которых выполнен в статьях, перечисленных во Введении. Сформулируем кратко основные данные из физики магнитных звезд, которых мы касались в этой работе.

Магнитные молодые звезды всех масс на горизонтальном эволюционном треке испытывают лучистый перенос энергии и имеют стабильность, достаточную для формирования основной структуры магнитного поля к моменту выхода на ZAMS путем процесса омической диссипации. До этого момента и некоторое время после верхние слои атмосферы испытывают турбулентность вследствие аккреции и горения дейтерия. Эти процессы разрушают верхние слои атмосферы и не позволяют видеть сформированные внутри магнитные структуры.

После выхода звезды на ZAMS дейтерий выгорает, турбулентность исчезает, магнитное поле на поверхности постепенно восстанавливается в течение 20–30% времени жизни на ГП. После этого начинает преобладать действие эволюционного роста радиуса, в результате которого поверхностное магнитное поле медленно уменьшается, период вращения увеличивается. В момент внутренней перестройки звезд, происходящей примерно через 60% времени жизни на ГП, их радиус уменьшается, поверхностное магнитное поле увеличивается. В этот момент звезда на эволюционном треке делает известную петлю, движение вдоль трека замедляется, количество звезд на распределении $N(R/R_Z)$ на некоторое время накапливается.

После окончания перестройки звезда продолжает эволюционировать вдоль трека, ее радиус

имеет размер, примерно соответствующий продолжению первоначальной зависимости.

Пока неясно, что происходило с другими свойствами магнитных звезд в момент перестройки, кроме изменения радиуса, величины магнитного поля и увеличения числа звезд на диаграмме $N(R/R_Z)$. Обсуждаемое распределение $N(R/R_Z)$, кроме того, показывает, что магнитные звезды появляются именно на ZAMS, их количество увеличивается до момента, примерно соответствующего максимуму магнитного поля, а затем их количество уменьшается вплоть до ухода с полосы ГП. Распределение связано в первую очередь с изменением поверхностного магнитного поля.

Исчезновение звезд, по-видимому, происходит за время не более 10% времени жизни на ГП. Звезда уходит с полосы ГП, потеряв дипольную структуру магнитного поля, вероятно, в результате возникшей неустойчивости. Магнитная звезда динамически стабильна (кроме конвективного ядра) в течение всего времени жизни на ГП из-за медленного вращения и стабилизации магнитным полем. Эта стабильность означает, что магнитные звезды вращаются «твердотельно» и полный магнитный поток практически полностью сохраняется на протяжении всего времени жизни звезд на ГП. За время жизни звезды в течение максимум 10^9 лет магнитный поток уменьшается в результате омической диссипации на величину примерно 0.1 начальной величины.

ДОПОЛНИТЕЛЬНАЯ ИНФОРМАЦИЯ

Дополнительные материалы, представленные онлайн, включают полную версию таблицы 1.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Данная работа финансировалась за счет средств бюджета организации.

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Автор данной работы заявляет, что у него нет конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. S. Bagnulo, J. D. Landstreet, G. Lo Curto, et al., *Astron. and Astrophys.* **403**, 645 (2003). DOI:10.1051/0004-6361:20030376
2. D. A. Bohlender and J. D. Landstreet, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **247**, 606 (1990).
3. T. G. Cowling, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **105**, 166 (1945). DOI:10.1093/mnras/105.3.166
4. S. Ekström, C. Georgy, P. Eggenberger, et al., *Astron. and Astrophys.* **537**, id. A146 (2012). DOI:10.1051/0004-6361/201117751

5. Y. V. Glagolevskij, in *Proc. Int. Conf. on Magnetic Stars, Nizhnij Arkhyz, Russia, 1987*, Ed. by Yu. Glagolevsky and J. M. Kopylov (Nauka, Leningrad, 1988), pp. 206–219.
6. Y. V. Glagolevskij, *Astron. Zh.* **71** (6), 858 (1994).
7. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **62** (3), 244 (2007). DOI:10.1134/S1990341307030054
8. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **54** (2), 231 (2011). DOI:10.1007/s10511-011-9174-9
9. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **56** (2), 173 (2013). DOI:10.1007/s10511-013-9277-6
10. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **57** (2), 204 (2014). DOI:10.1007/s10511-014-9326-9
11. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **58** (1), 29 (2015). DOI:10.1007/s10511-015-9364-y
12. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **71** (1), 43 (2016a). DOI:10.1134/S1990341316010053
13. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **59** (2), 164 (2016b). DOI:10.1007/s10511-016-9425-x
14. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **59** (3), 321 (2016c). DOI:10.1007/s10511-016-9438-5
15. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **72** (3), 305 (2017). DOI:10.1134/S1990341317030191
16. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **61** (4), 546 (2018). DOI:10.1007/s10511-018-9557-2
17. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **74** (1), 66 (2019). DOI:10.1134/S1990341319010073
18. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **75** (2), 139 (2020a). DOI:10.1134/S1990341320020066
19. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **63** (3), 376 (2020b). DOI:10.1007/s10511-020-09641-4
20. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **76** (4), 435 (2021a). DOI:10.1134/S1990341321040052
21. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **76** (1), 91 (2021b). DOI:10.1134/S1990341321010089
22. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **77** (2), 167 (2022a). DOI:10.1134/S1990341322020031
23. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **77** (4), 458 (2022b). DOI:10.1134/S1990341322040046
24. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **65** (2), 203 (2022c). DOI:10.1007/s10511-022-09732-4
25. Y. V. Glagolevskij and E. Gerth, *ASP Conf. Ser.*, **305**, 225 (2003).
26. Y. V. Glagolevskij and E. Gerth, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **58**, 17 (2005).
27. Y. V. Glagolevskij and A. F. Nazarenko, *Astrophysics* **62** (4), 491 (2019). DOI:10.1007/s10511-019-09598-z
28. S. Hubrig, P. North, and G. Mathys, *Astrophys. J.* **539** (1), 352 (2000). DOI:10.1086/309189
29. N. V. Kharchenko, A. E. Piskunov, S. Röser, et al., *Astron. and Astrophys.* **438** (3), 1163 (2005). DOI:10.1051/0004-6361:20042523
30. O. Kochukhov and S. Bagnulo, *Astron. and Astrophys.* **450** (2), 763 (2006). DOI:10.1051/0004-6361:20054596
31. J. D. Landstreet, S. Bagnulo, V. Andretta, et al., *Astron. and Astrophys.* **470** (2), 685 (2007). DOI:10.1051/0004-6361:20077343
32. A. V. Loktin, T. P. Gerasimenko, and L. K. Malysheva, *Astronomical and Astrophysical Transactions* **20** (4), 607 (2001). DOI:10.1080/10556790108221134
33. J. C. Mermilliod and E. Paunzen, *Astron. and Astrophys.* **410**, 511 (2003). DOI:10.1051/0004-6361:20031112
34. L. Mestel, in *Proc. AAS-NASA Symp. on Magnetic and other Peculiar and Metallic-Line A Stars, Greenbelt, Maryland, 1965*, Ed. by R. C. Cameron (Mono Book Corporation, Baltimore, 1967) p. 101.
35. T. C. Mouschovias and E. V. Paleologou, *Astrophys. J.* **230**, 204 (1979). DOI:10.1086/157077
36. F. Palla and S. W. Stahler, *Astrophys. J.* **418**, 414 (1993). DOI:10.1086/173402
37. H. Pöhl, E. Paunzen, and H. M. Maitzen, *Astron. and Astrophys.* **441** (3), 1111 (2005). DOI:10.1051/0004-6361:20053272
38. D. Schaerer, C. Charbonnel, G. Meynet, et al., *Astron. and Astrophys. Suppl.* **102**, 339 (1993).
39. G. Schaller, D. Schaerer, G. Meynet, and A. Maeder, *Astron. and Astrophys. Suppl.* **96**, 269 (1992).
40. L. Spitzer Jr., *Diffuse matter in space* (Interscience Publishers, New York, 1968).
41. I. B. Thompson, D. N. Brown, and J. D. Landstreet, *Astrophys. J. Suppl.* **64**, 219 (1987). DOI:10.1086/191195

Variations of the Properties of Magnetic Stars with Age

Yu. V. Glagolevskij¹

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

The age estimates of magnetic stars obtained from the ages of clusters and associations are compared with those determined using the grids of evolutionary paths and isochrones separately for each star. Large deviations between the age systems have been discovered. Analysis of the studies that use “cluster” ages shows that they differ significantly from those obtained using individual estimates.

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