

ОБЗОРЫ

ПРОГРЕСС В ИССЛЕДОВАНИЯХ ЭВОЛЮЦИИ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ СР-ЗВЕЗД. II

Ю.В. ГЛАГОЛЕВСКИЙ

Поступила 21 февраля 2018

Принята к печати 29 августа 2018

Проанализированы работы по исследованию физических свойств магнитных и не магнитных химически пекулярных звезд, выполненные после 2000г. Подробно рассмотрены свойства, поддерживающие реликтовую гипотезу происхождения магнитных звезд. Проанализирован возможный сценарий происхождения магнитных звезд.

Ключевые слова: *магнитные звезды; эволюция звезд*

1. *Введение.* Эта статья является продолжением предыдущей статьи [1], опубликованной под номером I. Нумерация литературных ссылок в каждой статье своя, но ссылки на рисунок сопровождаются указанием в какой статье он помещен, в (I) или (II). В скобках даются ссылки на год, в котором обсуждается проблема. Жирными буквами отмечены те результаты, которые мы считаем подтвержденными и соответствующими реликтовой гипотезе. В последующих работах все больше вес имеют исследования, выполненные с использованием средних поверхностных величин магнитного поля B_s . Важное замечание состоит в том, что многие зависимости получены методом скользящего среднего, как правило, по 5-ти величинам.

2. *Результаты исследований, полученные в разные годы.*

2000а. В работе Ландстрита и Матисса [2] обсуждается важная проблема для теории магнитных звезд - преимущественная ориентация осей вращения у быстро и медленно вращающихся магнитных звезд. Граница между быстрыми и медленными ротаторами принята авторами на величине периода вращения $P = 25^d$. К сожалению, использовано слишком мало данных (24 звезды) для достоверного вывода. По их данным (см., табл.1) получается, что "медленные ротаторы имеют в среднем большие углы α наклона магнитного поля к плоскости экватора". Это противоречит фундаментальному результату Престона [3,4] и результатам более поздних работ (рис.1(1)), которые подтверждают факт преимущественно малых углов α у магнитных звезд всех типов пекулярности

Таблица 1

ОРИЕНТАЦИЯ ОСЕЙ ВРАЩЕНИЯ

Авторы	Средний P, день	α , град.	N
Ландстрит, Матисс	11	31 $\pm$ 8	8
	746	72 $\pm$ 3	16
Глаголевский	4.3	21 $\pm$ 2	89
	2496	31 $\pm$ 9	18

и разных скоростей вращения. Наши данные (131 звезда [5]) приведены в нижней строке таблицы.

В диапазоне $\alpha = 0 - 20^\circ$ наблюдается максимальное количество звезд. Число звезд на один градус в диапазоне $0^\circ - 20^\circ$ в 5 раз больше, чем в диапазоне $20^\circ - 90^\circ$. Это значит, что угол $\alpha = 72^\circ$ для медленных ротаторов у Ландстрита и Матисса неправильный (см., 1967, 1970, 1979). В пределах ошибок наши оценки среднего угла α одинаковы как у быстрых, так и у медленных ротаторов, при условии деления звезд на $P = 25^d$.

Величина среднего периода вращения у звезд SrCrEu-группы (42 звезды) с углами $\alpha < 20^\circ$ вдвое больше, чем с $\alpha > 20^\circ$ ($P(\alpha < 20^\circ) = 1182^d \pm 400^d$ и $P(\alpha > 20^\circ) = 537^d \pm 440^d$), как и следует ожидать при действии механизма потери момента вращения Mouschovias&Paleologou [6], который фактически определяет происхождение магнитных звезд. К сожалению, это различие не достаточно четкое. Причина этого состоит в том, что степень потери момента вращения протозвездного облака зависит не только от угла α , но и от величины магнитного поля (рис.4(1)), массы (рис.5(1) и от длительности эволюции рис.7(1), которые мы не учитываем в этом примере.

2000b. В работе [7] предложена модель эволюции вращения молодых звезд. "Потеря момента вращения молодых магнитных звезд определяется взаимодействием дисковой аккреции, потери массы посредством намагниченного ветра и изменением момента инерции". В этой модели наиболее медленно вращающиеся звезды с большим магнитным полем продолжают терять массу через намагниченный ветер достаточно долго, после того как взаимодействие с диском заканчивается.

Трудностью для этого механизма является то, что магнитное поле у звезд HAcBe слишком слабо, не более десятков гаусс. Наши данные [8,9] и результаты других авторов [10-18] указывают на отсутствие достаточно сильных полей у молодых звезд HAcBe (Ac/Be Хербига), которые могли бы заметно влиять на эволюцию до ГП [5,19,20] (см., 2000, 2001, 2005a, 2007). Эта модель не объясняет такие характерные свойства магнитных звезд, как сложные

структуры магнитных полей, их преимущественную ориентацию, 10% долю относительно не магнитных нормальных звезд, дефицит тесных двойных. Таким образом, существуют большие сомнения в том, что в фазе эволюции ПДеве звезд могут возникнуть условия для потери момента вращения. Теория потери момента вращения магнитных протозвездных облаков Mouschovias&Paleologou [6] кажется более естественной.

2000с. Хубриг и др. [21] исследовали распределение магнитных звезд поперек полосы ГП. Рассмотрим их главные результаты:

1) "Магнитные звезды с $M < 3M_{\odot}$ концентрируются в середине полосы ГП".

Наши результаты [19,20] несколько отличаются от этого утверждения. Распределение числа звезд поперек полосы ГП $N(R/R_z)$ (R/R_z - радиус звезды в настоящее время относительно ее радиуса на ZAMS (Zero Age Main Sequence)), построенное для 470 звезд всех типов некулярности (рис.1(II)) показывает, что вблизи ZAMS звезд мало, но они есть, и их число растет

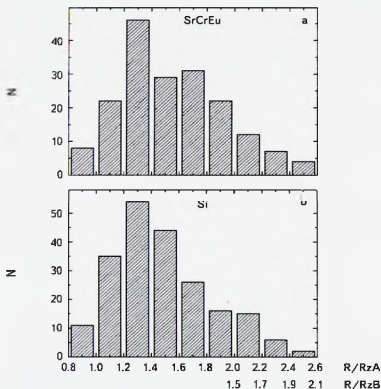


Рис.1. Распределение числа звезд поперек полосы ГП: а) SrCrEu, б) Si, в) He-w, г) He-r. R/RzA - шкала для звезд с $R/Rz < 2$, R/RzB - шкала для звезд с $R/Rz > 2$.

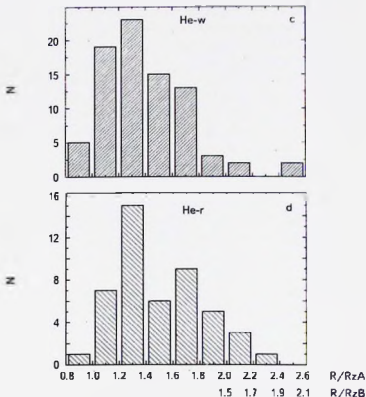


Рис.1. Окончившие.

с увеличением (R/R_z) (На оси абсцисс рис.1а отложены две шкалы R/RzA и R/RzB . На $R/RzA=2$ происходит перестройка звезды, радиус уменьшается в 0.75 раза. Следовательно, реальный относительный радиус отсчитывается только до $R/Rz=2$. После этого величина R/Rz показывает только место звезды на эволюционном треке. Для звезд, претерпевших перестройку, вводится вторая шкала R/RzB). На $R/Rz \approx 1.2$ наблюдается максимум распределения, после $R/Rz \approx 1.2$ их количество снова уменьшается. Такой характер распределения может создать впечатление о расположении магнитных звезд только в середине полосы ГП (см., 2007а). Использование параметра R/Rz вместо времени или $\log g$ выбрано потому, что изменение среднего поверхностного магнитного поля B_s напрямую зависит от эволюционного изменения радиуса звезды, оно пропорционально R^{-2} (см., 1988).

2) "Магнитное поле появляется только после того, как звезда на ГП "прожила" 30% своей жизни".

Как сказано в предыдущем пункте, это совершенно не так. Сильное магнитное поле и химические аномалии появляются уже на ZAMS [19]. Это хорошо видно на рис.6(I) и рис.1(II).

3) "Наблюдается tendency к уменьшению магнитного потока у медленно вращающихся звезд, что может быть признаком работы динамо".

На самом деле это не так. Из рис.3(I) и рис.4(I) видно, что медленно вращающиеся мало массивные звезды имеют поле в два раза больше, чем быстро вращающиеся массивные звезды. Вероятное объяснение этого сделано в дискуссиях (1975, 1981a, 1988, 2007a).

4) "Нет корреляции между периодом вращения и временем жизни на ГП".

Вопрос сложный. Такой же вывод был сделан в [22-27] (см., 1998, 2005) и он получается, если строить зависимость $P(R/R_z)$ по звездам всех типов peculiarity вместе. Надо учитывать, что степень торможения магнитных протозвезд зависит от величины магнитного поля (рис.4(I)), массы протозвездного облака (рис.5(I)) и длительности эволюции (рис.2(II), рис.7(I)) (см., 2001). В результате перемешивания всех факторов на зависимости $P(R/R_z)$ происходит большой разброс величин P и угол наклона зависимости оказывается незначимым. На рис.2(II) видно, что звезды SrCrEu-типа имеют максимальные периоды вращения, потому что они имеют более сильное магнитное поле, меньшую массу и эволюционируют медленнее по сравнению с другими типами. Тем не менее увеличение периода вращения при эволюционном движении звезды поперек полосы ГП хорошо заметно, если строить зависимость для слабо заторможенных звезд магнитным полем, имеющих периоды вращения $P < 50$ дней (80 звезд). В результате оказывается, что период вращения на ГП

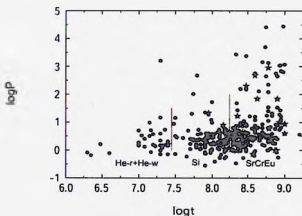


Рис.2. Зависимость величины периода вращения P магнитных звезд от их возраста. Звезды разделены на три группы, справа налево: SrCrEu, Si, He- τ +He-w. Звездочками обозначены объекты, у которых изменился радиус в области "петли" на эволюционном треке.

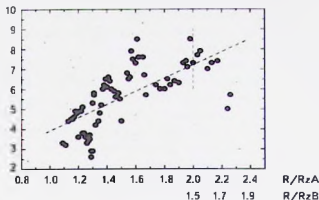


Рис.3. Изменение величины периода вращения SrCrEu-звезд с возрастом (только звезды со слабым магнитным торможением).

увеличивается со временем, но это увеличение носит эволюционный характер в результате изменения радиуса и не связано с магнитным полем (рис.3(II)). По сравнению с "магнитным" торможением протозвездных облаков оно незначительно.

2001. Глаголевский и Чунгонов [9] рассмотрели комплекс проблем, связанных с эволюцией магнитных звезд. Основные результаты следующие:

1) "Сильные магнитные поля появляются только на ZAMS". Измерения магнитных полей HAcBe-звезд показало отсутствие среди них объектов с типичными сильными полями [8,9] (см., 2000b). Это приводит к выводу, что в фазах HAcBe нет условий для торможения магнитных звезд и там не могут происходить активные процессы, связанные с магнитными полями. В исследовании [19] проблема появления сильного поля на ZAMS была рассмотрена подробно (см. 2003а, 2005). Зависимость $B_s(R/R_z)$, представленная на рис.6abc(I), с очевидностью показывает рост поля от $B_s \approx 0$ гаусс на ZAMS до максимальной величины на $R/R_z \sim 1.0 - 1.1$. Из рассмотрения рис.6d(I) получается, что изменение химических аномалий связано с изменением магнитного поля. К моменту выхода звезды на ZAMS аккреция прекращается, нестационарная оболочка исчезает, верхние слои звезды стабилизируются, возникают благоприятные условия для омической диссипации мелких магнитных структур, которые возникли в период нестационарной фазы Хаяши. В результате формируется структура глобального дипольного магнитного поля и начинается диффузия химических элементов, приводящая к аномальному химсоставу. Можно сказать, что период эволюции вблизи ZAMS является местом формирования магнитных химически некулярных звезд. Этой точки зрения мы придерживаемся в настоящее время (см., рис.1(II) и рис.6(I) [28]). CP-звезды

без поля формируются уже в момент их появления как лучистой молодой звезды. Для их образования необходимо единственное условие - достаточно малая скорость вращения, при которой не возникает дифференциальное вращение [29]. Такие условия, вероятно, случаются, если родительские протозвездные облака обладают малым моментом вращения или он был утерян с помощью механизма приливного взаимодействия в достаточно тесных двойных системах (см., 1967).

2) Исследуется распределение магнитных и не магнитных СР-звезд по скоростям вращения $p/N - v \sin i$. Оказалось, что "чем меньше скорость вращения звезд, тем больше их доля среди нормальных звезд". Это свойство видно на рис. 4(II), построенном по последним данным [30]. Для сравнения показано распределение нормальных звезд, которое резко отличается от зависимостей для СР-звезд. Этот результат решительно противоречит теории магнитного динамо и является сильной поддержкой предположения Абта (1965) о

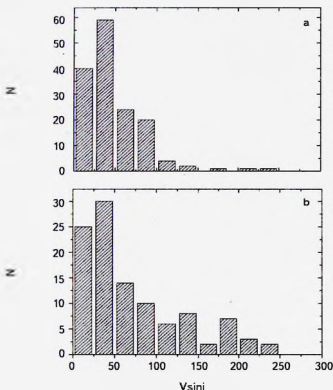


Рис. 4. Распределение числа звезд N по $v \sin i$: а) SrCrEu, б) He-r+He-w, в) HgMn, г) Am, д) Normal stars.

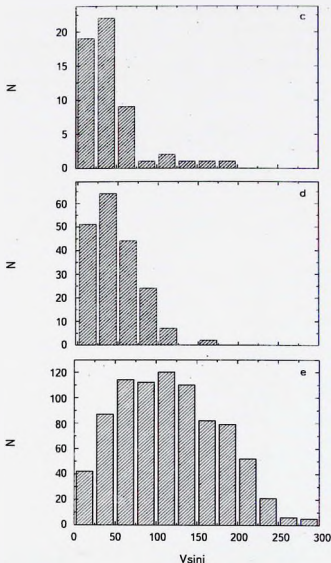


Рис.4. Окончание.

фундаментальной роли скорости вращения в формировании CP-звезд. Он также поддерживает гипотезу о реликтовой природе магнитных звезд. Наиболее вероятное предположение состоит в том, что в медленно вращающихся протозвездах не возникает дифференциальное вращение [29], которое в быстрых

ротаторах закручивает силовые линии в "невидимую" тороидальную форму. Из рассмотрения зависимости можно сделать вывод, что, чем медленнее вращение, тем больше вероятность прекращения дифференциального вращения (рис.4(II)). Форма зависимостей показывает, что граница разделения не резкая, она одинакова для магнитных и не магнитных СР-звезд. Это подтверждает предположение о том, что скорость вращения это единственный фактор, который отсортировывает магнитные и немагнитные СР-звезды от остальных, "нормальных".

3) "Средняя величина $v \sin i$ массивных магнитных звезд He-r+He-w-типа отличается от нормальных звезд меньше, чем маломассивных SrCrEu-объектов". Это свойство можно видеть из рассмотрения периодов вращения P на рис.5(II) [31]. Исходя из гипотезы о формировании основных свойств магнитных звезд до фазы Хаяши, можно предположить, что степень торможения магнитных протозвезд зависит от величины магнитного поля (рис.4(I)), массы протозвездного облака (рис.5(I) и длительности эволюции рис.2(II), рис.5(II) [32] (см., 2001).

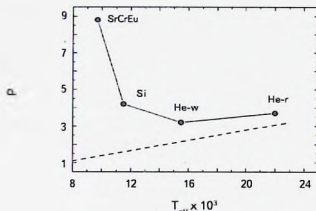


Рис.5. Средние периоды вращения звезд с разными эффективными температурами (массами). Круги и сплошная линия - магнитные звезды, штриховая - нормальные.

4) "Величина депрессии на $\lambda 5200 \text{ \AA}$ (или параметр многоцветной фотометрии Z0) изменяется (рис.6d(I)) поперек полосы ГП так же, как магнитное поле (рис.6b(I)) и как распределение числа звезд (рис.1(I)), т.е. наблюдается их рост после ZAMS, достижение максимума вблизи уровня $(R/R_z) \sim 1.1 - 1.2$ и, затем, постепенное уменьшение". Это значит, что степень аномальности химического состава зависит от величины магнитного поля, подтверждая аналогичный вывод, полученный в работах [28,33].

2003а. На основе оценок средних поверхностных магнитных полей B_s для 45 звезд Глаголевский и Герт [34] изучили зависимость изменения поля при

эволюционном движении поперек полосы ГП. Подтвердился предыдущий результат [31], что "поле увеличивается вблизи ZAMS (рис.6(1)) практически от нуля вплоть до достижения максимума на $R/R_z \approx 1.1-1.2$ [8] (см., 1988, 2005). После преодоления максимума поле уменьшается вследствие эволюционного роста радиуса. Когда звезды достигают двойного радиуса (в момент прохождения "петли" на эволюционном треке) поле снова растет вследствие сжатия звезды (и, возможно, продолжения роста поля за счет омического диссипации мелкомасштабных структур)". В отсутствие процессов, разрушающих магнитное поле, омическое затухание поля в звездах происходит за время $t = 10^{10} - 10^{11}$ лет, в то время как максимальный возраст у звезд SrCrEu-группы равен $t = 10^9$ лет (рис.2(1)). Отсюда следует, что полный магнитный поток в течение жизни на ГП практически не изменяется. Этот вывод подтвержден многими исследованиями [8,9,19,20,31,34,35]. О том, что никаких разрушающих процессов: турбулентии, дифференциального вращения, меридиональной циркуляции и др. в магнитных звездах нет, видно из обсуждения рис.1(1), рис.2(1) и табл.1(1) (см., 1974). Структуры магнитного поля не изменяются со временем, частично это может происходить вследствие вмороженности магнитного поля. Следовательно, магнитные звезды вращаются твердотельно (кроме конвективного ядра). О неизменности структур говорит также тот факт, что много звезд имеют структуры магнитного поля центрального диполя и углы диполя к плоскости экватора $\alpha \approx 0-20^\circ$ во всем диапазоне возрастов $t = 10^6 - 10^9$ лет.

2004a. Auliere et al. [36] нашли, что "нижний предел магнитных полей звезд порядка 100 гаусс, что существенно ниже, чем предел, найденный позднее я [37] (см., 2007г.)".

2004b. В работе [38] Мосс обсуждает проблемы происхождения и эволюции магнитных звезд. На наш взгляд это важная работа. Показан ряд неразрешенных задач, которые мы в настоящем обзоре пытались рассмотреть с точки зрения реликтовой гипотезы.

1. Обсуждаются возможности выживания реликтового магнитного поля в период до ГП. Особенно большую проблему вызывает нестационарная фаза Хаяши. Указаны условия, при которых магнитный поток может выжить, отмечается "большая вероятность искажения первоначального поля до мелких размеров в нестационарной фазе. Автор считает, что в последующие стадии эволюции, когда радиативная звезда растет, поле в ней будет диффундировать в более однородную геометрию".

Приведенные в данном обзоре данные показывают, что эти предположения правительны. Существует ряд доводов в пользу предположения о формировании магнитных звезд в период гравитационного коллапса с сохранением основных свойств в более поздний период эволюции (см., Заключение в (1)). Это

Таблица 2

СТРУКТУРА ПОЛЯ ЗВЕЗД

Структура поля	Доля звезд, %
Центральный диполь	22
Смещенный диполь вдоль оси	41
Смещенный диполь поперек оси	11
Двух и трех дипольная структура	26
Неизвестная структура	20

значит, что нестационарная фаза не столь разрушительна. Например, распределения углов α , представленные на рис.1(1) [32], весьма четкие и сохраняются с возрастом. В случае сильного разрушающего воздействия на магнитные структуры в период нестационарной фазы эти распределения исказились бы, а они четкие. Кроме того, моделирование магнитных полей показывает, что 17-20% магнитных звезд имеют структуры поля диполя, находящегося в центре (табл.2). Это с очевидностью показывает, что в период нестационарной фазы Хаяши (и в период HAcVe) не было процессов, заметно искажающих первоначальные крупномасштабные полоидальные магнитные конфигурации. Очевидно, что "запутанное и ослабленное поле в фазе Хаяши к моменту прихода звезды на ZAMS действительно диффундирует в более однородную геометрию, в основном, благодаря омической диссипации мелкомасштабной фракции". Этот процесс хорошо виден из зависимости рис.6с(1). Предварительный сценарий происхождения и эволюции магнитных звезд представлен в [39].

2) Мосс считает, что "неосесимметричные поля с силой, характерной для магнитных СР-звезд, достаточны, чтобы противостоять закручиванию дифференциальным вращением и действительно могут приводить к состоянию почти однородного вращения звезд".

Действительно, факты говорят о том, что вращение магнитных звезд твердотельное, как уже говорилось выше [5] (см., 1974, 1987b, 1988, 1990).

3) "Поля эволюционируют до динамически стабильных конфигураций, которые могут сохраняться в течение времени жизни А-звезд. В течение большей части этого времени эти поля, вероятно, будут преимущественно дипольными на поверхности".

Это мнение полностью поддерживается наблюдательными данными, как обсуждалось выше. В отсутствие дифференциального вращения и меридиональной циркуляции в стабильной звезде поле разрушается только путем омической диссипации, которая теоретически происходит за время $t = 10^{10} - 10^{11}$

лет. Это на порядки больше максимального времени жизни магнитных звезд $t = 10^6$ лет. Моделирование магнитных полей показывает, что структуры магнитных полей дипольные у звезд всех возрастов и стабильные [40] в течение всей их жизни на ГП (рис.1(I), рис.2(I), табл.1(I), (см., 1974, 1987b, 1994, 2014a, 2015). О неизменности структур говорит также тот факт, что существуют звезды с магнитным полем центрального диполя и углами диполя к плоскости экватора $\alpha \approx 0 - 20^\circ$ во всем диапазоне возрастов $t = 10^6 - 10^9$ лет. Теоретически, вследствие огромных размеров крупномасштабной дипольной фракции магнитного поля, плотность токов и джоулев нагрев оказываются ничтожными. Мелкомасштабные структуры исчезают вследствие омических потерь за время пропорциональное квадрату их размеров в основном в фазе IIAeBe. Поэтому останется долго живущая крупномасштабная полоидальная структура, описываемая в первом приближении магнитным диполем.

4) Возможно, что "в некоторых случаях поля могут появляться после того, как звезда достигнет ГП - это может зависеть от ряда довольно неопределенных факторов". Действительно [9], сильные поля появляются только после достижения ZAMS, когда происходит в молодой звезде релаксации запутанных в нестационарной фазе Хаяши силовых линий и исчезает экранирование нестационарной оболочкой молодой звезды (рис.6(I), рис.1(II)) (см., 1984b, 1986, 1988, 1998b).

5) Мосс замечает, что "представляется необходимым разрешить проблему 10%".

Как мы уже обсуждали выше, открытие Престона о преимущественной ориентации магнитных полей имеет принципиальное значение в установлении механизма потери момента вращения магнитных протозвездных облаков [32]. Избирательный по отношению к углу α механизм [6] потери момента вращения объясняет 10% проблему. Магнитными звездами остаются только те протозвездные объекты, которые имеют угол наклона магнитного поля к плоскости экватора вращения порядка $\alpha \approx 0 - 20^\circ$. Доля таких звезд мала. Отчасти доля магнитных звезд может быть уменьшена тем обстоятельством, что большое число протозвезд не являются магнитными, или у них поле слишком слабое, чтобы вызвать торможение сильнее критического, при котором магнитные протозвезды отделяются от немагнитных (см., 1981).

6) Автор задает вопрос, "почему относительно быстро вращающиеся звезды имеют малые значения α , тогда как более медленные ротаторы имеют большой угол α и, следовательно, более близкие оси, ссылаясь на работу [2]".

Наше исследование [5] (~120 звезд), не находит такой зависимости. По нашему мнению результат $\alpha = 72^\circ$ для медленных ротаторов в работе [2] ошибочный (см., 2000a). Рис.1(I) подтверждает простой результат Престона [3,4], что медленные ротаторы (Si+SrCrEu)-типа, как и быстрые ротаторы

(He-r/He-w)-типа имеют характерный избыток звезд в диапазоне $\alpha < 20^\circ$.

2004с. Серия работ [10-18] посвящена поиску магнитных полей у звезд HAcBe. Оказалось, что "встречаются объекты с величиной поля до нескольких сот гаусс, в среднем же оно равно десяткам гаусс. Относительное количество молодых магнитных звезд равно 10%, что соответствует доле магнитных звезд ГП. Сделан вывод, что найденные звезды являются предшественниками будущих магнитных звезд". Этот важный вывод подтверждает предположение о формировании магнитных звезд в ранних стадиях эволюции, в соответствии с реликтовой гипотезой.

2005а. Платоновский [22] рассмотрел причины медленного вращения магнитных звезд. Сделан вывод, что "на ГП торможения нет, величины $v \sin i$ вопреки полюсу ГП изменяются [9], но только вследствие увеличения радиуса. Величины $v \sin i$ всегда много меньше, чем у нормальных звезд. Скорости вращения уже на ZAMS имеют типичные для магнитных звезд малые значения. Это значит, что потеря момента вращения магнитными звездами произошла до ГП (см., 2000с, 2001, 2007а)".

Линейная регрессия зависимости $P(R/R_z)$, построенная по звездам всех типов пекулярности вместе, имеет незначимый угловой коэффициент $\kappa = 1.3\sigma$ ($R = 0.13$). Низкая точность угла κ обусловлена очень большим разбросом величин P от 1 до 25000 дней. Однако, если построить зависимость $P(R/R_z)$ по звездам, не испытывавшим сильного "магнитного" торможения, то заметно увеличение P вследствие роста радиуса рис.3(II) (SrCrEu-звезды).

Отсутствие у молодых звезд HAcBe сильных магнитных полей [8,9] (см., 2000b, 2007d), какие обычно наблюдаются у магнитных звезд, свидетельствует о том, что и "период жизни молодых лучистых звезд потеря момента вращения невозможна". Остается единственный вариант - эффективное торможение с участием магнитного поля происходит в стадии протозвезды [6]. Вероятно, в период гравитационного коллапса происходит также отделение магнитных протозвезд от нормальных (т.е. не имеющих измеримого поля) в результате исчезновения дифференциального вращения у медленных ротаторов и сохранения поля вследствие этого.

В обсуждаемой работе нет ясного суждения о механизме потери момента вращения звезд, хотя сделанные выводы, как показали более поздние исследования, правильны. Наиболее вероятный механизм потери момента вращения протозвездных облаков с участием магнитного поля предложен в работе [6], который мы считаем одним из основных в формировании магнитных звезд [32]. Одним из аргументов в пользу этого механизма является то, что он одновременно объясняет торможение протозвездных облаков, преимущественную ориентацию магнитных полей и 10% долю магнитных звезд (см., *Заключение* в (1), а также (см., 1979)).

2005b. Глаголевский и Герт [41] изучили изменение среднего поверхностного магнитного поля B_s (для 53 звезд) в течение эволюционного движения поперек полосы ГП. Подтвердилось, что "поле B_s после ZAMS быстро растет, достигает максимума, после чего оно уменьшается примерно обратно пропорционально кубу увеличивающегося радиуса, как теоретически должно быть в случае дипольной конфигурации поля". На самом деле (см., 1984b, 1988), изменение происходит в степени порядка 2, потому что только небольшая доля звезд ($\sim 22\%$, табл.2(II)) имеет структуру поля центрального диполя. Остальные звезды имеют сложные структуры. На основании изучения этой зависимости снова сделан вывод, что нет дополнительных причин разрушения поля (см., 1974, 1987b, 1994) кроме омического, а полный магнитный поток сохраняется в течение всего времени пребывания на ГП [5,42] (см., рис.2(1) и 1988, 2003, 2009, 2013).

2005c. В исследовании [43] Pohl et al. сделали попытку найти проявления свойств CP-объектов на очень ранних стадиях эволюции, до того, как эти звезды достигнут 30% своего времени жизни на ГП. В результате утверждается, что: 1) "CP-звезды появляются уже на ZAMS", 2) "нет заметного изменения магнитного поля в течение жизни на ГП".

Хорошо известно [8,25,31], что магнитное поле после ZAMS увеличивается, начиная от десятков гаусс (рис.6(1)), достигает максимума и затем начинает уменьшаться вплоть до $R/R_z = 2$ (см., 1984b, 1986, 1988, 1998b, 2001, 2003a). При $R/R_z > 2$ происходит уменьшение размеров звезд, в результате поле увеличивается в 1.5 раза.

Химические аномалии тесно связаны с магнитным полем [19,28,33], они появляются на ZAMS как только поле начинает расти (рис.6d(1)). Поэтому период эволюции вблизи ZAMS является местом формирования химически пекулярных звезд [34] рис.1(II) и рис.6(1).

2006. В работе Кочукова и Бальюло [44] использованы данные для 150 магнитных звезд с известными гиннарховскими параллаксами. В результате исследования разных зависимостей получены следующие основные результаты:

1) "Звезды с $M > 3M_\odot$ равномерно распределены вдоль полосы ГП".

Заметим, что звезды с $M > 3M_\odot$ это (Si)-, (He-w)- и (He-r)-объекты. Из любого, достаточно полного списка видно, что звезд типа He-r существенно меньше, чем (Si)- и SrClEu-объектов. Это видно также на рис.1(II) [45,46]. Таким образом, очевидно неравномерное распределение звезд вдоль полосы ГП. Появление He-r звезд связано с силой ветра. Уменьшение их количества может быть связано с тем, что в течение эволюции поперек полосы ГП часть из них перестают быть химически пекулярными еще до достижения верхней границы полосы ГП вследствие усиления ветра и "выметания" гелия из атмосферы, как это предсказано в работе [47]. Влияние роста ветра и

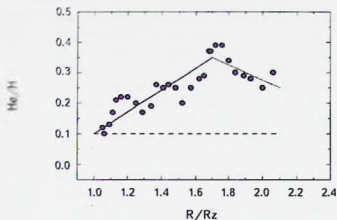


Рис.6. Изменение содержания гелия поперек полосы ГП.

магнитного поля на содержание гелия хорошо видно на рис.2 в работе [8] и на рис.6(II) [32]. Гелиевые магнитные звезды исчезают, как только происходит перестройка звезд на $R/R_z = 2$.

2) "Маломассивные звезды концентрируются в центре полосы ГП".

Это не так. На рис.1(II) видно, что не только маломассивные, но и звезды всех типов концентрируются в середине полосы ГП (подробнее см., 2007a).

3) "Поверхностное поле увеличивается с возрастом и массой и коррелирует с периодом вращения".

Эта проблема неоднократно обсуждалась в литературе. На самом деле среднее поверхностное поле B_s с возрастом изменяется сложным образом (рис.6(I)), а именно - после **ZAMS** поле **растет**, достигает максимума и потом **начинает уменьшаться**. В момент $R/R_z = 2$ радиус звезды уменьшается, поэтому магнитное поле растет. Выше мы неоднократно обсуждали это (см., 1981a, 1984b, 1986, 1988, 1998b). Второе замечание состоит в том, что **поверхностное поле на самом деле у массивных звезд меньше** (рис.3(I)). Корреляция B_s с периодом вращения сложная (рис.4(1)). Она отражает наличие прямой зависимости $\log P(B_s)$ вплоть до достижения некоторого максимума B_s , который для звезд (He-g+He-w) приходится на $B_s = 2.5$ kG, а для звезд (Si+SrCrEu) на $B_s = 5$ kG. Эта зависимость отражает степень потери момента вращения в зависимости от величины магнитного поля. При величине поля, превышающей максимум, торможение ослабляется по сравнению с максимальной величиной. Теория Mouschovias&Paleologou [6], не предсказывает это свойство (см., 1975).

4) "Поверхностное поле у звезд с малой массой увеличивается со временем".

Как уже было сказано выше, поверхностное поле с возрастом изменяется сложным образом для звезд всех типов пекулярности (рис.6ab(I)). Но увеличение

поля (за счет омического затухания мелкомасштабной фрикции) можно видеть только в первую треть жизни звезды на ГП, после этого оно уменьшается в степени R^{-2} вследствие эволюционного увеличения радиуса, это уже обсуждалось в литературе (1981a, 1984b, 1988). Если зависимость $B_s(R/R_z)$ исправить за счет этого уменьшения, то получается зависимость рис.6с(1), которая показывает, что после $R/R_z = 2$ поле увеличивается в 1.5 раза за счет уменьшения радиуса в "петле" эволюционного трека в 0.75 раза [9].

5) "Период вращения со временем увеличивается из-за увеличения радиуса у звезд всех масс в согласии с законом сохранения углового момента". Это свойство хорошо заметно из рис.3(II), построенном для SrCrEu-звезд.

6) "Механизмы, которые организуют и поддерживают магнитное поле, могут быть разными для звезд разных масс".

К настоящему времени достаточно обосновано мнение [31], что есть один общий механизм, создающий магнитное поле в магнитных звездах всех масс – реляктивный. Что касается меньшей величины среднего поля у массивных звезд (рис.3(1)) (см., 1975, 1981a), то вероятнее всего она возникает вследствие трех причин: 1) большого радиуса массивных звезд, 2) малого возраста, за которое релаксация запутанного в фазе Хаяши магнитного поля не успела произойти в такой же степени, как у мало массивных звезд, 3) возможно, большего объема протозвездного родительского облака, в котором больше разнородно направленных магнитных фрагментов, в сумме уменьшающих общий вектор. Что касается поддержания магнитного поля, то оно обеспечивается высокой проводимостью плазмы. Нет необходимости искать другие причины.

2007a. В исследовании Хубриг и др. [48] пересмотрены результаты предыдущего изучения звезд с $M < 3M_\odot$ и $M > 3M_\odot$ [21,49-51]. Рассмотрим важнейшие выводы отдельно.

1) "Подтвержден ранний результат, что звезды с $M < 3M_\odot$ концентрируются в центре полосы ГП, а с $M > 3M_\odot$ находятся ближе к ZAMS".

Распределения на рис.1(II) [8,19] (2006), показывают, что магнитные звезды всех масс заметны уже на ZAMS, они занимают всю ширину полосы ГП, подтверждая результаты работы [45]. После ZAMS, по мере продвижения звезд поперек полосы ГП, их количество N растет и достигает максимума на $R/R_z \sim 1.3$, что соответствует времени жизни на ГП для звезд разных типов примерно 30-50%. В работе [19] мы пытаемся объяснить рост N после ZAMS тем, что постепенно усиливаются зависящие от поля химические аномалии [28,33] (рис.6d(1)) вследствие начального роста магнитного поля (фактически от $B_s = 0$ G)). Соответственно растут интенсивности критериев отбора химически пекулярных звезд и вероятность отнести звезду к CP-объектам постепенно увеличивается. После максимума поле падает, критерии отбора ослабевают (рис.6d(1)). Частично на скорость уменьшения N после

максимума дополнительно влияет замедление эволюции на больших R/R_z . в результате число N растягивается по времени. Что касается близости звезд $M \sim 3M_\odot$ к ZAMS, то из рис.1(II) видно, что эффект незначительный.

2) Утверждается, что "более сильные поля наблюдаются у горячих, молодых и массивных звезд: массивные звезды имеют самые короткие периоды вращения".

Относительно первого утверждения - на самом деле все наоборот. Это можно видеть из рассмотрения рис.3(I) и рис.4(I) (1975, 1981a, 1988, 2007a). Быстро вращающиеся массивные звезды с гелиевыми аномалиями имеют в среднем вдвое более слабое поле, чем медленно вращающиеся звезды (Si+SrCrEu)-типов. Вероятно объяснение различия поля состоит в том, что у массивных звезд больше диаметр и эволюционируют они значительно быстрее, вследствие чего релаксация глобального магнитного поля у них произошла в меньшей степени.

Со вторым утверждением авторов можно согласиться. Хорошо известно [9,27], что массивные звезды имеют периоды вращения короче, чем маломассивные, это видно из рис.4(I) и рис.5(II). Потеря момента вращения у массивных звезд произошла в меньшей степени вследствие более слабого магнитного поля, более короткого времени эволюции и большей массы, по сравнению со звездами (Si+SrCrEu)-типов. В работе [32] показано, что степень потери момента вращения протозвездного облака пропорциональна величине поля (рис.4(I)), обратно пропорциональна массе (рис.6(I)) и пропорциональна длительности эволюции (рис.7(I)) до нестационарной фазы Хаяши (которую мы предполагаем пропорциональной максимальному возрасту звезды).

3) Авторы утверждают, что самые длинные периоды вращения найдены у тех звезд, которые потратили 40% времени на ГП".

Отсутствие ожидаемого изменения периода вращения при эволюционном движении звезд поперек полосы ГП хорошо видно из того, что угловой коэффициент зависимости $\log P(R/R_z)$ незначим (см., 2005a). Это еще раз свидетельствует о том, что потеря момента вращения магнитных звезд произошла "до ГП" (1998a). Хорошо известно, что уже на ZAMS магнитные звезды имеют скорости вращения меньше, чем нормальные звезды [9].

4) Авторы пришли к выводу, что полный магнитный поток остается без изменений в течение всей жизни на ГП". Этот результат подтверждает ранние работы [22-27,31,34,41] (см., 1988, 2003, 2005).

2007b. Ландстрит и др. изучили поведение величин $\langle Be \rangle$ 160 звезд [52] в скоплениях и ассоциациях разного возраста. Получены следующие основные результаты:

1) "Оказалось, что у звезд с $M > 3M_\odot$ поле уменьшается с возрастом на ГП приблизительно как ожидалось при сохранения магнитного потока, вследствие увеличения радиуса, или, возможно, быстрее, на временах

приблизительно 3×10^7 лет".

В работах [8,20,25,31] (см., рис.6(1), 1981a, 1988, 1998b) уже рассматривалась эта проблема и было найдено, что действительно, у магнитных звезд всех масс происходит это уменьшение, но только после преодоления максимума, который происходит после 30–40% времени жизни на ГП. Поле на ГП не только уменьшается, оно сначала увеличивается после ZAMS. Такой ход зависимости поддерживается тем, что форма распределений $N(R/R_z)$ для всех типов звезд одинакова (рис.1(II)). По форме они похожи на зависимости для магнитного поля, а они взаимосвязаны. Что касается уменьшения поля после прохождения максимума, то оно происходит вследствие эволюционного увеличения радиуса. Это изменение частично компенсируется увеличением B_z вследствие омического распада мелких структур, оставшихся после нестационарной фазы Хаяши. После $(R/R_z) > 2$ поле увеличивается в 1.5 раза вследствие уменьшения радиуса в 0.75 раза в "петле" эволюционного дрейфа (рис.6(1)) [9,19,41]. Что касается магнитного потока, то нет механизмов, кроме омического, который мог бы его уменьшать. Магнитные звезды вращаются твердотельно, в них нет искажающих и подавляющих магнитный поток механизмов (см., 1981, 1988, 2003a, 2005b). Это видно из того, что с возрастом структуры магнитного поля не изменяются (рис.2(1)).

2) "Для звезд $M < 3M_\odot$ нет убедительных данных ни об уменьшении поля, ни об уменьшения магнитного потока, даже на временах несколько единиц 10^8 лет".

Этот результат противоречит обсуждению в предыдущем пункте.

3) "В рассматриваемой работе [52] ставится вопрос, зависит ли величина магнитного поля от массы в пределах наблюдаемых возрастов? Авторы не находят никаких признаков такого изменения".

В противоположность этому результату, в работах [5,53] показано, что в массивных звездах поле слабее (рис.3(1), рис.4(1), (см., 1975, 1981a) в два раза по отношению к звездам (Si+SrCrEu)-групп. Причина более слабого поля может быть следствием большего радиуса, а также вследствие более короткой жизни, за которую релаксация запутанного в фазе Хаяши поля не успела произойти в такой же степени.

2007c. В работе Aulic et al. [37], рассматривается проблема слабых магнитных полей магнитных звезд. По их данным нет магнитных звезд с полем B_z меньше 300 гаусс. Предполагается, что "слабые поля разрушаются вследствие возникшей неустойчивости [54]".

К сожалению, в рассматриваемой работе изучено только 28 звезд, что для статистических исследований слишком мало. По нашим данным из 160 звезд поле $B_z < 500$ гаусс имеют всего 11 объектов (рис.7(II)), что не противоречит результату этих авторов. Наше распределение существенно более равномерное.

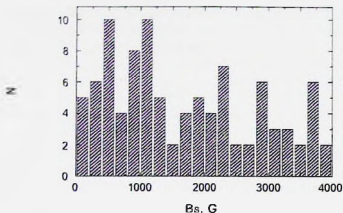


Рис.7. Распределение числа звезд N по величинам магнитного поля.

Однако наблюдаемый дефицит звезд со слабым полем происходит, по нашему мнению, по другой причине. Магнитные протозвезды со слабым полем не могут в достаточной степени потерять момент вращения и не достигают критической скорости V_c , при которой исчезает дифференциальное вращение. У таких протозвезд дифференциальное вращение закручивает силовые линии в "невидимую" тороидальную форму и они перестают быть "магнитными". На стадии звезд критическая скорость соответствует периоду вращения $P \approx 1^d$ [55,56].

2007d. Вэйл и др. в работе [57] нашли "слабые магнитные поля у 10% звезд AeBe Хербига, что согласуется с частотой встречаемости магнитных СР-звезд ГП". Сделан важный для физики магнитных звезд вывод, что "результаты исследования магнитных полей HАеВе-звезд соответствуют реликтовой гипотезе". Предполагается, что "слабо-магнитные HАеВе-звезды являются предшественниками магнитных СР-звезд".

2009. Ландстрит и др. в работе [58] с использованием величин $\langle Be \rangle$ исследовали звезды в скоплениях разного возраста. В результате был сделан ряд выводов:

1) "Магнитные поля уже присутствуют в звездах, когда они выходят на ГП".

Этот вывод подтверждает результаты большого количества измерений магнитного поля у звезд HАеВе [8,9-18,57] (см., 2007d), показывающих, что на ZAMS магнитные звезды имеют только очень слабые магнитные поля, порядка десятков, иногда сотен гаусс. Проблема слабости магнитного поля у магнитных звезд вблизи ZAMS подробно обсуждалась в работах [20,34,35] (см. 1981a, 1984b, 1988, 1998b, 2001, 2005b).

2) "Магнитное поле уменьшается на ГП вследствие эволюционного увеличения

радиуса при предположении постоянного магнитного потока. Магнитное поле уменьшается со временем быстрее, чем можно было ожидать из соображений сохранения магнитного потока при расширении звезды".

Это свойство мы неоднократно рассматривали в настоящей работе (1981а, 1984б, 1986, 1988, 2003а и т.д.). Наши исследования показывают, что поверхностное поле уменьшается только после преодоления максимума со скоростью, определяемой действием: 1) омических потерь крупномасштабного дипольного поля (пренебрежимо малы), 2) ослаблением поля за счет эволюционного увеличения радиуса, 3) усиления поля за счет упорядочения поверхностной структуры (релаксация мелких структур) и за счет уменьшения радиуса в "петле" эволюционного трека [9]. В результате поле уменьшается не в кубической степени, как это было бы при дипольной структуре магнитного поля, а в степени порядка 2 (рис.6(1)) [19,20] (см., 1984б, 1988). Таким образом, нет причин считать уменьшение поля быстрее, чем можно было ожидать из соображений сохранения магнитного потока при расширении звезды. Наоборот, если исключить влияние постепенного увеличения поля за счет исчезновения мелких структур, то степень будет слегка больше двух. После $R/R_z > 2$ поле увеличивается в 1.5 раза вследствие уменьшения радиуса в 0.75 раза в "петле" эволюционного трека (рис.6(1)) [9,19,41]. Магнитные звезды вращаются перпендикулярно, в них нет искажающих и подавляющих магнитный поток механизмов (см., 1981, 1988, 2003а, 2005б). Это видно из того, что с возрастом структуры магнитного поля не изменяются (рис.2(1)).

2011. В исследовании Ламбстрита и др. [59] найдено, что для магнитных звезд скоплений "величина поля и полный магнитный поток уменьшаются в течение жизни на ГП".

При предыдущем обсуждении работы [58] (см., 1981а, 1984б, 1988, 1998б и др.) мы показали, что после ZAMS поле увеличивается, и только после максимума оно начинает уменьшаться вследствие эволюционного увеличения радиуса. Максимум наступает через ~0.3 жизни звезд на ГП. Полный магнитный поток практически остается постоянным (рис.6(1) (см., 2009)).

2013. В работах Глаголевского [35,53] делается попытка найти признаки изменения поля из-за омического затухания путем построения экспоненциальных зависимостей B_s (120 звезд) от возраста. Однако вследствие того, что гелиевые звезды имеют поле в два раза меньше, чем Si и SrCrEu-объекты (рис.3(1)) [5], зависимости, построенные по данным для звезд всех типов неукладываются, не получаются. Тем не менее, очевидно, что "магнитное поле сохраняется у SrCrEu-звезд до 10^9 лет, а у более массивных звезд меньше, т.е. много меньше возможного теоретического возраста, равного $t = 10^{10} - 10^{11}$ лет. Делается вывод, что полный магнитный поток сохраняется в течение всей жизни звезд на ГП, т.е. отсутствуют дополнительные механизмы разрушения поля [5] (см.,

1988, 2003, 2005b)”. Изменение поверхностного поля B_s определяется тремя факторами: 1) омической диссипацией мелкомасштабной фракции, 2) ослаблением поля за счет эволюционного увеличения радиуса (рис.6b(1)), 3) усилению глобального поля за счет уменьшения радиуса в момент достижения $R/R_z = 2$ [9] (рис.6bc(1)). Распределение поля по B_s в основном гауссовое [35], но часть звезд с $B_s > 12$ килогаусс выходит за границы распределения. Увеличение количества данных о B_s принципиально не изменило предыдущий вывод о том, что “изменение среднего поверхностного поля B_s происходит, начиная от десятков гаусс на ZAMS, роста вплоть до максимума, и последующего падения по квадратическому закону (рис.6b(1)). Химические аномалии изменяются в соответствии с изменениями поверхностного поля (рис.6d(1))”.

2014–2016. Глаголевский исследовал поведение средних поверхностных величин магнитного поля B_s для 160 магнитных звезд [5,19,20,39,55,60] с целью уточнения сценария эволюции магнитных звезд. На основании обсуждений свойств магнитных звезд в статьях I и II, можно предполагать, что магнитные звезды сформировались из неравномерно намагниченных протозвездных облаков с неравномерной плотностью. Большое разнообразие величин магнитного поля в родительских протозвездных облаках приводит к такому же большому диапазону измеряемых величин поля в звездах. Сложные структуры магнитного поля возникают вследствие сжатия сложных структур родительских протозвезд. Структуры магнитного поля звезд, описываемые двумя или тремя магнитными диполями (табл.2) [39], происходят от сложных структур родительских облаков [4] (см., *Заключение* в I части). Простые дипольные структуры возникают из равномерно намагниченных облаков или облаков, в которых магнитное поле пропорционально плотности [39].

Характерным свойством магнитных звезд является медленное вращение. Из теории известно, что в стадиях гравитационного коллапса потеря момента вращения протозвезды с участием магнитного поля происходит на порядки более эффективно, чем в молодых лучистых звездах [6]. Наблюдательные данные не противоречат предположению, что “магнитное торможение” протозвезд происходит избирательно по отношению к углу α (см., 1981) при условии действия механизма Mouschovias&Paleologou [6]. Это приводит к большому числу звезд с углом $\alpha \approx 0 - 20^\circ$. В этом диапазоне количество звезд на 1° в 5 раз больше, чем в диапазоне $\alpha \approx 20 - 90^\circ$ (углы α определяются в результате моделирования структур магнитных полей). Их распределения для разных возрастных групп приведены на рис.1(I). Четкий максимум при $\alpha \approx 0 - 20^\circ$ на распределении $N - \alpha$ (рис.1(I)) служит признаком того, что в нестационарной фазе Хаяши и в период жизни звезд HAcVe сильные деформации крупномасштабных магнитных структур не происходит. Большое число звезд всех возрастов, имеющих структуры магнитного поля центрального диполя (22%, табл.1), тоже является

признаком того, что во всех фазах эволюции нет процессов, искажающих крупномасштабные структуры магнитного поля, или формирующих новые. В фазе Хаяши и HAcHe не известны процессы, которые могли бы привести к сложным структурам магнитных полей. В нестационарной фазе Хаяши по-прежнему возникают условия, приводящие к мелкомасштабным искажениям начального поля в виде жгутов, ячеек, волокон и др. [38,61].

Формирование всех характерных свойств магнитных звезд скорее всего происходит в фазе гравитационного коллапса (см., *Заключение* в статье (1)). В этот период происходит избирательное по отношению к углу α "магнитное" торможение родительских протозвезд. Потерявшие момент вращения магнитные (и не магнитные) медленные (в количестве 10%) ротаторы сохраняют свое положительное поле, в то время как в быстрых ротаторах возникает дифференциальное вращение, запутывающее крупномасштабное поле в "невидимую" тороидальную форму (см., 1965, 2017). Так отделяются магнитные звезды от "нормальных" объектов. Вследствие потери момента вращения уменьшается вероятность формирования тесных двойных. Возникает дефицит тесных двойных среди магнитных звезд. В результате потери момента вращения возникают условия стабильности звезд и твердотельности вращения (см., 1974, 1987, 2004).

Обсуждается вероятная причина слабости магнитных полей у звезд HAc/Be, которая могла произойти в результате частичного запутывания силовых линий в нестационарной фазе Хаяши [38,61] в форму жгутов, ячеек, волокон и др., но с сохранением крупномасштабной составляющей (см., 1998, 2004b). В этот период магнитное поле состоит из двух фракций – крупномасштабной и мелкомасштабной. В результате звезды HAc/Be имеют очень слабое магнитное поле порядка десятков и иногда сотен гаусс. Поэтому в фазе лучистой молодой звезды не может быть и речи о возникновении условий для "магнитного" торможения, но возникают условия для его релаксации и быстрого исчезновения мелкомасштабной фракции вследствие омической диссипации. К моменту выхода на ZAMS некоторые из них успевают сформироваться как типичные магнитные звезды (HD20775, V381Op). Очевидно, что мощные аккреционные воздействия на внешние области молодых лучистых звезд тоже заметно не повлияли на условия в молодой звезде. Пока нет идей, которые могли бы объяснить формирование основных свойств магнитных звезд в нестационарной фазе или фазе HAc/Be.

В момент прихода звезды на ZAMS поле растет вследствие релаксации и омической диссипации мелких структур и, возможно, из-за уменьшения экранирования нестационарной оболочкой [19,20,53]. Поле растет, но темп роста постепенно уменьшается по мере исчезновения мелкомасштабной составляющей. В некоторый момент, примерно через 30-40% времени жизни

на ГП, начинает преобладать действие уменьшения магнитного поля вследствие эволюционного увеличения радиуса (рис.1(II)). В результате поле испытывает максимум и начинает уменьшаться пропорционально R^{-2} . Долгоживущая крупномасштабная фракция сохраняет в себе все основные свойства магнитных ячеек, приобретенные в период гравитационного коллапса магнитных протозвезд. Уменьшение поля при увеличении радиуса оказывается не кубическим, как должно было быть при дипольной структуре, а квадратическим [38]. Очевидно, что отклонение от кубического закона происходит потому, что только 22% звезд имеют структуру поля, соответствующую центральному диполю (табл.2), остальные – более сложную. После ZAMS магнитные звезды показывают не только рост магнитного поля B_s и рост химических аномалий, но и рост числа звезд N , вплоть до достижения полосы ГП, соответствующей V классу светимости (рис.6(I)). Поле подавляет микротурбулентцию, управляет диффузией химических элементов. Рост поля сопровождается усилением химических аномалий и усилением критериев отбора СР-звезд. Число звезд $N(R/R_z)$ в этот период растет. Росту поля противодействует его ослабление вследствие эволюционного увеличения радиуса. По этой причине и вследствие ускорения движения поперек полосы ГП число N после преодоления максимума тоже начинает уменьшаться (рис.1ab(II)). На ГП магнитное поле состоит из основной крупномасштабной фракции и сохранившейся небольшой части среднемасштабной фракции, которая постепенно исчезает вследствие омической диссипации. Соотношение крупномасштабной и среднемасштабной фракции постепенно растет в пользу первой. Из-за ослабления поля степень химических аномалий уменьшается, при этом ослабевают критерии отбора химически пекулярных звезд, отчего число $N(R/R_z)$ уменьшается. В тот момент, когда радиус увеличится в два раза, звезда достигнет "петли" на эволюционном треке ГП. В этот момент происходит уменьшение радиуса звезды в 0.75 раза и рост магнитного поля в 1.5 раза, наблюдается скачок на таких основных зависимостях как $B_s(R/R_z)$, $N(R/R_z)$, $v \sin i(R/R_z)$ и др. Период вращения быстрого изменения не испытывает. Интересно то, что звезды доходят до верхней границы полосы ГП с достаточно сильным полем и не замечают, чтобы оно постепенно уменьшалось по мере ухода ее с ГП. Поле теряется быстро. Пограничные звезды имеют поле в среднем 4000 гаусс.

Среди звезд с характерной сложной структурой магнитного поля есть как очень молодые с возрастом $t = 1.6 - 4.0 \cdot 10^6$ лет, так и очень старые – $t = 8.0 \cdot 10^8 - 1 \cdot 10^9$ лет. Таковую же стабильность демонстрируют одно-дипольные звезды, ориентированные в плоскости экватора. С возрастом структуры магнитного поля остаются неизменными (рис.1(I), рис.2(I) и табл.1(I)). Это обстоятельство является одним из признаков отсутствия крупномасштабных движений вещества внутри магнитных звезд, а также твердотельности их вращения. Вероятно в

СР-звездах без магнитного поля происходит то же самое.

Предельный возраст магнитных звезд равен $\log t = 9$ лет (рис.2(I)), причем такие объекты имеют $T_{\text{эфф}} \sim 6500 - 7500$ К, т.е. они находятся на границе с конвективными звездами. Этот возраст много меньше максимального теоретического возраста магнитного поля ($t = 10^{10} - 10^{11}$ лет, поэтому можно считать, что полный магнитный поток в течение всего времени жизни звезд на ГП практически остается неизменным).

Долгое время была непонятна наблюдаемая зависимость $Bs(\log P)$. Оказалось, что на нее накладываются несколько эффектов. Степень торможения протозвездного облака пропорциональна величине магнитного поля, длительности эволюции до нестационарной фазы и обратно пропорциональна массе. Максимальная эффективность потери момента вращения наблюдается при определенной величине поля, зависящей от массы звезды [5] (рис.4(I)).

Таким образом, в соответствии с нашим сценарием наиболее важным периодом эволюции магнитных звезд является период до нестационарной фазы Хаяши, когда формируются основные свойства магнитных звезд. Химически пекулярные звезды без поля формируются из ротаторов, у которых скорость вращения меньше критической изначально.

2016b. В работе Fossati et al. [62] найдено, что "по сравнению с нормальными звездами количество магнитных Hc-г-объектов с $M > 5 M_{\odot}$ при их эволюционном движении поперек ГП уменьшается к концу их жизни на ГП. Авторы утверждают, что это происходит вследствие некоторого дополнительного разрушения магнитного поля, превышающего омическую диссипацию".

Наше предположение на этот счет другое. Во-первых, изменение поля при движении звезды поперек полосы ГП происходит не вследствие омической диссипации, а в результате увеличения радиуса. Во-вторых, на рис.1(II) представлены распределения $N(R/R_z)$ для звезд всех типов пекулярности. Все распределения подобны, но звезды с аномальными линиями гелия оканчиваются на величине $(R/R_z) \approx 2.4$, а звезды Si и SrCrEu группы на $(R/R_z) \approx 2.6$. Эта проблема рассматривалась нами в 1998г. [8,47]. Появление Hc-г звезд связано с силой ветра. Уменьшение количества может быть связано с тем, что в течение эволюции поперек полосы ГП часть из них перестают быть химически пекулярными еще до достижения верхней границы полосы ГП вследствие усиления ветра и "выметания" гелия из атмосферы, как это предсказано в работе [47]. Влияние роста ветра и магнитного поля на содержание гелия хорошо видно на рис.2 в работе [8] и на рис.6(II), взятого из [32]. После $R/R_z = 2$ гелиевые звезды исчезают вследствие перестройки звезды и ослабления ветра.

2017. Глаголевский в [60] на основании анализа последних данных вновь подтвердил предположение [9,31,32], что медленное вращение магнитных и не магнитных СР-звезд является единственной причиной отделения их от

нормальных (не магнитных) звезд. Магнитное поле практически не влияет на это событие, это видно из того, что распределения по скоростям вращения у них одинаковые (рис.7 в работе [60]) (см., 1965, 2001, 2017).

3. **Заключение.** В *Заключении* первой части настоящей статьи [1] мы пытались обосновать предположение, что условия в фазе гравитационного коллапса, особенно действие механизма потери момента вращения родительских магнитных протозвездных облаков с помощью механизма Mouschovias&Paleologou, являются определяющими в жизни магнитных звезд. Возможно ли формирование магнитных звезд в фазе HАеВе? Во-первых, как мы отметили выше, у звезд HАеВе нет достаточно сильных магнитных полей. Предположим, найден механизм, подобный механизму Mouschovias&Paleologou [6], с которым мы получили бы малую скорость вращения, преимущественную ориентацию магнитных силовых линий и 10% долю магнитных звезд. Первая трудность состоит в том, что нет механизмов, которые могли бы в лучистой молодой звезде сформировать наблюдаемые сложные структуры наряду с чисто дипольными. Вторая трудность заключается в получении дефицита тесных двойных среди магнитных звезд. Потеря момента вращения должна была произойти уже в начальные периоды эволюции в фазе гравитационного сжатия, но не в период формирования молодых объектов, у которых поле очень слабое. Третьей трудностью является теоретическое предсказание, что потеря момента вращения у протозвездных облаков на порядки эффективнее, чем у плотных молодых звезд.

В связи с работой Мосса [38] возникает важная проблема выживаемости крупномасштабного дипольного магнитного поля в течение всего периода жизни от протозвездных магнитных объектов до конца эволюции магнитных звезд. Наблюдаемая вековая стабильность структур показывает, что меридиональной циркуляции, дифференциального вращения и других нестабильностей в магнитных звездах нет. Это видно, в частности, из рис.1(1), 2(1) и табл.1(1), где хорошо видно, что структуры магнитного поля со временем не изменяются [32] и магнитные звезды вращаются твердотельно (2003а).

Рисунки построены с использованием каталога параметров [30].

Специальная астрофизическая обсерватория РАН,
Россия, e-mail: glagol@sao.ru

PROGRESS IN STUDIES OF THE EVOLUTION OF THE MAGNETIC FIELDS OF CP STARS. II

Yu.V. GLAGOLEVSKIY

The works on the study of physical properties of the magnetic and non-magnetic chemically peculiar stars performed after 2000 are analyzed. The properties supporting a relic hypothesis of the origin of magnetic stars are considered in detail. The possible scenario of the origin of the magnetic stars is analyzed.

Key words: *magnetic CP stars: stellar evolution*

ЛИТЕРАТУРА

1. Yu.V. Glagolevskij, *Astrophysics*, **61**, 413, 2018.
2. J.D. Landstreet, G. Mathys, *Astron. Astrophys.*, **359**, 213, 2000.
3. G.W. Preston, *Astrophys. J.*, **150**, 547, 1967.
4. G.W. Preston, *The Magnetic and Related stars*, Ed. by R. Cameron, (Mono Book Corp., Baltimore, 1967), p.3.
5. Yu.V. Glagolevskij, *Astrophysics*, **59**, 321, 2016.
6. T.Ch. Mcuschovias, E.V. Paleologou, *Astrophys. J.*, **230**, 204, 1979.
7. K. Stepien, *Astron. Astrophys.*, **353**, 227, 2000.
8. Yu.V. Glagolevskij, G.A. Chountonov, *Bull. SAO*, **45**, 105, 1998.
9. Yu.V. Glagolevskij, G.A. Chountonov, *Bull. SAO*, **51**, 88, 2001.
10. S. Hubrig et al., *Astron. Astrophys.*, **428**, L1, 2004.
11. G. Wade et al., *Astron. Astrophys.*, **442**, L31, 2005.
12. S. Hubrig et al., *Astron. Astrophys.*, **446**, 1089, 2006.
13. C. Cotata et al., *Astron. Astrophys.*, **462**, 293, 2007.
14. G. Wade et al., *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **376**, 1145, 2007.
15. S. Hubrig et al., *Astron. Astrophys.*, **463**, 1039, 2007.
16. S. Hubrig et al., *Astron. Nachr.*, **331**, 361, 2010.
17. S. Hubrig et al., *Astron. Astrophys.*, **525**, L4, 2011.
18. E. Alecian et al., *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **429**, 1001, 2012.
19. Yu.V. Glagolevskij, *Astrophysics*, **58**, 29, 2015.
20. Yu.V. Glagolevskij, *Astrophysics*, **59**, 164, 2016.
21. S. Hubrig, P. North, G. Mathys, *Astrophys. J.*, **539**, 352, 2000.
22. Yu.V. Glagolevskij, *Astrophysics*, **48**, 194, 2005.

23. *M.R.Hartog*, *Astrophys. J.*, **212**, 723, 1977.
24. *P.North*, *Astron. Astrophys.*, **334**, 181, 1998.
25. *P.North, N.Cramer*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **58**, 387, 1984.
26. *P.North*, *Astron. Astrophys.*, **141**, 328, 1984.
27. *Yu.V.Glagolevskij*, *Soobshcheniya SAO*, **54**, 73, 1987.
28. *Yu.V.Glagolevskij*, *AZh.*, **71**, 858, 1994.
29. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophys. Bull.*, **72**, 418, 2017.
30. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophys. Bull.*, 2018 (in press).
31. *Yu.V.Glagolevskij*, *Magnetic stars*, Leningrad, Nauka, 1988, p.206.
32. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophys. Bull.*, **72**, 305, 2017.
33. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophys. Bull.*, **62**, 244, 2007.
34. *Yu.V.Glagolevskij, E. Gerth*, *ASP Conf. Ser.*, No305, 2003, p.225.
35. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophysics*, **56**, 173, 2013.
36. *M.Aurriere, J.Silvester, G.Wade*, *IAUS*, **224**, 663, 2004.
37. *M.Aurriere et al.*, *Astron. Astrophys.*, **475**, 1053, 2007.
38. *D.Moss*, *IAU Symp.*, **224**, 245, 2004.
39. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophysics*, **57**, 315, 2014.
40. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophys. Bull.*, **66**, 144, 2011.
41. *Yu.V.Glagolevskij, E.Gerth*, *Bull. SAO*, **58**, 17, 2005.
42. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophysics*, **59**, 321, 2016.
43. *H.Pohl, E.Paunzen, H.M.Maintzen*, *Astron. Astrophys.*, **441**, 1111, 2005.
44. *O.Kochukhov, S.Bagnulo*, *Astron. Astrophys.*, **450**, 763, 2006.
45. *A.E.Gomez et al.*, *Astron. Astrophys.*, **336**, 953, 1998.
46. *Yu.V.Glagolevskij*, *Bull. SAO*, **53**, 33, 2002.
47. *Yu.V.Glagolevskij*, *Bull. SAO*, **46**, 118, 1998.
48. *S.Hubrig et al.*, *Astron. Nachr.*, **328**, 475, 2007.
49. *S.Hubrig et al.*, *ASP Conf.*, **343**, 374, 2005.
50. *S.Hubrig et al.*, *AIP Conf. Ser.*, **784**, 145, 2005.
51. *S.Hubrig et al.*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **327**, 289, 2006.
52. *J.D.Landstreet et al.*, *Astron. Astrophys.*, **470**, 685, 2007.
53. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophysics*, **56**, 407, 2013.
54. *G.Wade et al.*, *ASP Conf. Ser.*, **405**, 499, 2009.
55. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophysics*, **58**, 350, 2015.
56. *H.Aht, N.Morrell*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **99**, 135, 1995.
57. *G.Wade et al.*, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **376**, 361, 2007.
58. *J.D.Landstreet et al.*, *ASP Conf.*, **405**, 505, 2009.
59. *J.D.Landstreet, S.Bagnulo, V.Andretta et al.*, *Magnetic stars*, *Nizhnij Arkhys*, 2011, p.14.
60. *Yu.V.Glagolevskij*, *Astrophysics*, **57**, 204, 2014.
61. *A.E.Dudorov*, in *Itogi nauki i tekhniki, Ser. Astronomiya*, Edited by Rudnitskiy (VINITI, Moskva, 1990), **39**, p.77.
62. *L.Fossaty, F.R.N.Schneider, N.Castro et al.*, *Astron. Astrophys.*, **529**, A84, 2016.