

УДК 524.35-337

ОСНОВНЫЕ СВОЙСТВА МАГНИТНЫХ СР-ЗВЕЗД

© 2017 Ю. В. Глаголевский*

Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 Россия

Поступила в редакцию 2 ноября 2016 года; принята в печать 29 июня 2017 года

Представлен обзор результатов наших предыдущих исследований, посвященных наблюдательным обоснованиям реликтовой гипотезы формирования и эволюции магнитных и немагнитных химически пекулярных звезд. Анализ наблюдательных данных показывает, что основные свойства эти звезды приобретают в фазах гравитационного коллапса. В нестационарной фазе Хаяши магнитное поле ослабляется и усложняется его конфигурация, но реликтовая глобальная ориентация сохраняется. После нестационарной фазы происходит релаксация запутанного поля молодой звезды, и к моменту выхода на ZAMS оно, в основном, восстанавливается до дипольной структуры. Стабильность дипольных структур позволяет сохраняться им без изменения вплоть до конца жизни на Главной последовательности, составляющей максимум 10^9 лет.

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

ВВЕДЕНИЕ

К настоящему времени основные свойства химически пекулярных (СР) звезд (в том числе немагнитных — Am, HgMn, λ Boo и др.) изучены уже достаточно хорошо. На основании накопленных данных есть возможность описать предварительные сценарии их формирования и эволюции. Любая предлагаемая гипотеза должна объяснять следующие основные свойства исследуемых звезд:

1. магнитные и немагнитные СР-звезды вращаются в 2–3 раза медленнее нормальных звезд;
2. магнитные силовые линии ориентированы преимущественно в плоскости экватора вращения (угол наклона $\alpha = 0-20^\circ$);
3. доля магнитных звезд относительно нормальных составляет около 10%;
4. доля тесных двойных среди магнитных звезд много меньше, чем среди нормальных и немагнитных СР-звезд;
5. магнитные звезды вращаются твердотельно¹;
6. магнитные и немагнитные (Am, HgMn, λ Boo и др.) объекты наряду с одинаковыми свойствами обладают существенными различиями (например, по химическому составу);
7. помимо дипольной (с центральным или смещенным расположением диполя) крупномасштабной конфигурации магнитных полей многие

звезды имеют более сложные магнитные структуры;

8. химические аномалии у магнитных звезд неоднородно распределены по поверхности.

Рассмотрим перечисленные основные свойства СР-звезд с точки зрения поддержки двух основных гипотез происхождения магнитных полей химически пекулярных звезд — динамо и реликтовой.

1. ЗАМЕЧАНИЯ О ГИПОТЕЗАХ МАГНИТНОГО ДИНАМО

На Солнце магнитное поле генерируется совместным действием дифференциального вращения и циклонической конвекции, чего у магнитных звезд нет. Магнитные звезды типа Ar и Vr состоят из конвективного ядра и радиативной внешней области. Некоторое время в Потсдамском институте астрофизики разрабатывалась теория магнитного динамо α^2 -типа в конвективном ядре [1–3]. Она объясняет преимущественную ориентацию магнитных силовых линий, но все остальные пункты перечисленных свойств СР-звезд этой теорией не поддерживаются. Динамо-механизм в конвективном ядре сталкивается с невозможностью проникновения поля через окружающую радиативную оболочку [4, 5] за время жизни на Главной последовательности ($t = 10^7-10^9$ лет). Следует заметить, что у звезд SrCrEu-типа размеры конвективного ядра на грани исчезновения. Существует «гибридная» гипотеза, согласно которой магнитное поле образовалось путем динамо во время конвективной стадии Хаяши [4, 6, 7]. Этот механизм не

*E-mail: glagol@sao.ru

¹Подробнее см. в Приложении.

объясняет практически ни одно из перечисленных основных свойств. Все динамо-механизмы не поддерживаются наблюдательными данными, например, не найдены зависимости «период вращения— величина магнитного поля» ($\lg P(B)$). Одинаковые по своим параметрам звезды должны были бы иметь одинаковые поля, но это не подтверждается наблюдениями, практически нет звезд с одинаковыми свойствами магнитного поля. Динамо не объясняет сложную структуру магнитных полей и их многообразия [8]. Как не объясняет и 10%-долю магнитных звезд, а также малую долю тесных двойных среди магнитных звезд. Известное свойство — твердотельное вращение магнитных звезд [9–11] — не вписывается ни в одну из разновидностей гипотез магнитного динамо. Непонятно, почему не происходит генерации магнитного поля у более быстро вращающихся нормальных звезд. Довольно сильным признаком отсутствия магнитного динамо звезд является пример экстремально медленных ротаторов γ Eri ($P = 80$ лет), HD 94660 ($P = 17$ лет) и других, которые практически не вращаются, но имеют поле значительной величины. Трудности динамо-механизма обсуждаются также в [7]. Как видно из дальнейшего, сильные магнитные поля звезд появляются в момент достижения линии нулевого возраста Главной последовательности (ZAMS), а возраст массивных из них на два порядка меньше возраста мало массивных. Если бы поле генерировалось в конвективном ядре, оно всплывало бы у массивных звезд позднее. У звезд всех типов магнитное поле появляется именно на ZAMS, следовательно, оно у них уже имеется. Итак, сложности гипотез динамо-механизмов заключаются в основном в том, что они не могут объяснить фактически ни одного из названных свойств магнитных звезд. Уже этого перечня достаточно для того, чтобы не обсуждать серьезно механизм динамо в магнитных звездах.

2. О РЕЛИКТОВОЙ («FOSSIL FIELD HYPOTHESIS») ГИПОТЕЗЕ

Данная гипотеза происхождения магнитных звезд была предложена Каулингом, Спитцером и Местелем [12–14]. Она состоит в том, что в процессе гравитационного коллапса магнитное поле протозвездного облака сохраняется и сжимается вместе с газом в звезде. Возникает намагниченная звезда. В работе [7] обсуждаются детали реликтовой гипотезы. Однако возникает проблема, может ли магнитный поток пережить разрушение конвекцией в стадии Хаяши [15], и сохранится ли он до Главной последовательности? Анализ основных свойств магнитных звезд, проведенный в работах [16–20], позволяет предположить, что все перечисленные во Введении свойства могли

быть приобретены звездой именно в начальных периодах времени, до нестабильной фазы Хаяши. В работе [16] подробно описывается вероятный сценарий поведения магнитного поля в разных фазах эволюционного трека. Судя по всему, магнитное поле и его основные свойства переживают нестационарную фазу Хаяши. Основные свойства магнитные звезды приобретают, в основном, в период гравитационного коллапса крайне неоднородных по величине магнитного поля и плотности протозвездных облаков, а не в более поздних стадиях. При сжатии из протозвездных облаков формируются протозвезды с неоднородным и несимметричным относительно центра магнитным полем. Коллапс протозвездных облаков вдоль силовых линий происходит легче, чем поперек. Это, вероятно, является причиной наблюдаемого малого числа звезд с поперечным смещением диполя и большого — с продольным, и может быть дополнительным аргументом в пользу предположения о формировании магнитных структур в период коллапса.

Далее магнитные протозвезды переживают нестационарную фазу Хаяши, когда силовые линии намагниченной протозвезды запутываются. Это приводит к тому, что у молодых звезд Ae/Be Хербига магнитные поля оказываются существенно ослабленными. В объектах с $M > 2M_{\odot}$, к которым относятся магнитные звезды, после окончания фазы Хаяши формируется радиативная молодая звезда [21], недостижимая для наблюдений, а внешняя ее часть подвергается мощному воздействию аккреции и другим нестабильностям. В такой ситуации запутанная система силовых линий во внешних частях не способна создать достаточно мощную магнитосферу, которая могла бы участвовать в различных магнитогидродинамических процессах, например, в торможении звезды. В нестационарной фазе реликтовое поле может в молодой звезде концентрироваться в отдельных слоях, ячейках, магнитных жгутах (ropes) [22, 23], волокнах, струях и т. д. В результате оно оказывается состоящим из двух фракций — крупномасштабного реликтового полоидального поля B_0 и поля ΣB_i , состоящего из мелких фрагментов. Составляющая B_0 обеспечивается тем, что магнитные неоднородности после нестационарной фазы сохраняют долю преимущественной реликтовой ориентации. Очевидно, что мелкомасштабная составляющая магнитного поля $\Sigma B_i = 0$ вследствие случайной ориентации магнитных неоднородностей. Это значит, что когда звезда приближается к ZAMS, и когда становится заметной фотосфера, спектральные линии должны быть уширены на величину, пропорциональную фактору Ланде и расщеплены в соответствии с величиной продольной компоненты B_0 . Этот эффект должен расширять спектральные линии сильнее

в центральной части. Это означает также, что масштаб перемешивания в фазе Хаяши существенно меньше масштаба реликтового полоидального магнитного поля, которое сохраняется у CP-звезд Главной последовательности.

С момента ее формирования, в молодой звезде начинается процесс релаксации магнитного поля, сначала быстрая, потом все медленнее, по мере увеличения размеров оставшихся намагниченных фрагментов (в соответствии с формулой (1)). Любое запутанное поле внутри молодой звезды подвергается нескольким эффектам — омической диссипации, адвекции, диффузии и другим нестабильностям [5, 24]. Таким образом, запутанное поле в радиативной молодой звезде превращается постепенно в более однородную глобальную дипольную конфигурацию, которую мы сейчас наблюдаем.

Следующие наблюдаемые факторы — постепенный рост дипольной составляющей поля вследствие релаксации мелких структур, ослабление нестабильности и аккреции на поверхности, нарушающих поверхностную структуру молодой магнитной звезды и экранирующей ее магнитное поле, обеспечивают рост глобального магнитного поля звезды, вышедшей на ZAMS. Мнение, что магнитные поля обязательно испытывают в фазе Хаяши нестационарные воздействия подтверждается тем, что поля у звезд Ae/Be Хербига в значительной степени ослаблены [8, 17, 25–27]. С другой стороны, в работе [21] опубликованы модели звезд, находящихся вблизи Главной последовательности, которые предполагают, что массивные звезды не обязательно проходят полностью конвективную фазу. Радиативные магнитные молодые звезды с промежуточными массами $2-4M_{\odot}$ в период эволюции «до Главной последовательности», по-видимому, имеют тонкие конвективные нестационарные оболочки [21], возникающие вследствие горения дейтерия. Они демонстрируют заметную фотометрическую и спектроскопическую переменность [28]. Реликтовая крупномасштабная фракция, вероятно, мало искажается в фазе Хаяши, потому что наблюдаемое сейчас преимущественное распределение магнитных звезд по углам α (угол между магнитными силовыми линиями и экватором вращения) достаточно четкое, не размытое [16], это видно из рис. 1a,b.

После нестационарной фазы внутри запутанной системы силовых линий в молодых звездах возникают электрические токи плотностью j в соответствии с уравнением Ампера $\text{rot}B = 4\pi/cj$. В магнитогидродинамике [29] рассматривается усредненное движение заряженных частиц, т.е. плазма рассматривается как сплошная среда. На заряженную частицу, движущуюся в магнитном поле, действует сила Лоренца, которая пропорциональна

величине тока j и силе поля B , в результате которой возникает замкнутый ток. Ток — это течение жидкой проводящей среды. Столкновение ионов и электронов плазмы приводит к затуханию тока с выделением джоулевой теплоты. Затухание тока зависит от величины тока j и проводимости ϱ , причем проводимость вследствие высокой ионизации в звездах очень велика. Время затухания магнитного поля, вследствие токовых джоулевых потерь, определяется как

$$t = 4\pi\varrho r^2, \quad (1)$$

где ϱ — проводимость плазмы, а r — характерный размер намагниченной области [30]. После фазы Хаяши токи и нагрев внутри мелкомасштабных магнитных неоднородностей могут быть большими. Кроме этого магнитные силовые линии претерпевают изменения под действием натяжения силой

$$T = AB^2/4\pi, \quad (2)$$

где B — напряженность магнитного поля, A — поперечное сечение магнитной трубки [5]. При тех возрастах, которые имеют магнитные звезды, в них остаются только долгоживущие крупные, дипольные структуры. Поскольку поверхность внутри звезд, через которую течет ток, очень большая, то затухание магнитного поля оказывается чрезвычайно медленным. Оценки показывают, что при r порядка радиуса звезды магнитные поля у звезд Главной последовательности имеют характерные времена затухания до $10^{10}-10^{11}$ лет, если нет таких дополнительных разрушающих сил, как турбулентция, меридиональная циркуляция, дифференциальное вращение. При таких больших временах затухания в звездах с крупномасштабным магнитным полем дипольной структуры плотность тока j крайне мала, хотя общий ток внутри всего объема звезды может быть значительным. При такой низкой плотности ток уже не влияет заметно на физические условия внутри магнитных звезд и джоулев нагрев пренебрежимо мал. У звезд с большим возрастом (примерно $2/3$ времени жизни на Главной последовательности) размеры оставшихся реликтовых неоднородностей магнитных полей оказываются порядка долей размеров звезды. Они хорошо заметны при изучении распределения магнитных полей методом доплер-зеemanовского картирования [31] и, по-видимому, не создают сильных неоднородностей физических условий (температуры, давления). Таковы предполагаемые основные этапы формирования магнитных полей Vp- и Ap-звезд с точки зрения реликтовой гипотезы. В последующих разделах будут последовательно и подробно рассмотрены свойства магнитных звезд с точки зрения поддержки реликтового механизма.

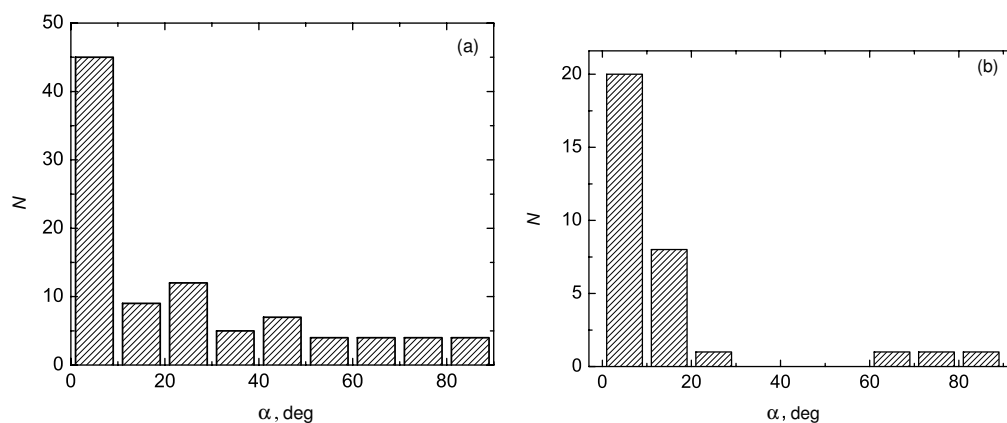


Рис. 1. Распределение магнитных звезд по величинам наклона α диполей к плоскости экватора вращения. а) звезды типа (Si+SrCrEu); б) звезды типа (He-r+He-w).

Могут ли сформироваться свойства 1–8 в промежуток времени между фазой Хаяши и ZAMS? Идей пока нет.

К тому времени, когда молодая звезда с $M > 2M_{\odot}$ достигнет ZAMS, в ней развивается конвективное ядро, размеры которого больше у массивных звезд и очень малы у звезд SrCrEu-типа. Каким образом осуществляется взаимодействие конвективного ядра с внутренним дипольным магнитным полем, пока не ясно. В диапазоне $M < 2M_{\odot}$ находятся полностью конвективные звезды, у которых реликтовое магнитное поле существовать не может.

Имеются указания на то, что, по-видимому, существуют [32] выбросы вещества вместе с магнитным полем в ограниченных участках звезд Ae/Be Хербига. При приближении звезды к ZAMS нестационарная оболочка исчезает. Это тот момент, когда становится заметным фотосферное магнитное поле, и когда оно быстро растет вследствие релаксации мелкомасштабной компоненты поля и уменьшения экранирования нестационарной оболочкой [33–36]. В результате формируется дипольная структура магнитного поля, что видно на примере моделей Ae/Be-звезд HD 200775, V380 Ori, HD 101412 [37, 38], которые имеют уже хорошо заметные дипольные структуры, несмотря на малый возраст.

3. МЕДЛЕННОЕ ВРАЩЕНИЕ, ОРИЕНТАЦИЯ МАГНИТНОГО ПОЛЯ, ПРОБЛЕМА 10%

В этом разделе рассматриваются те свойства магнитных СР-звезд, которые формируются единым механизмом. Медленное вращение магнитных звезд разные авторы объясняли «магнитным торможением», например, с помощью контролируемого магнитным полем звездного ветра [39], либо

путем взаимодействия магнитного поля звезды с окружающим веществом [40]. Проблема потери момента вращения рассматривалась, в частности, в работах [41–43]. Можно привести примеры многих других предложенных механизмов, пытающихся объяснить торможение молодой звезды «до Главной последовательности» либо звезды Главной последовательности. Однако проблема состоит в том, что все предлагавшиеся механизмы требуют наличия сильного дипольного магнитного поля, которое появляется только на ZAMS. Эти механизмы также не учитывают преимущественную ориентацию магнитных структур. Имеются и другие трудности [8]. Что касается преимущественной ориентации силовых линий, то в работах [44, 45] и других рассматривалась циркуляция «Эддингтона-Свита» внутри магнитных звезд, которая могла бы со временем изменить магнитную геометрию и угол $\beta = 90^\circ - \alpha$, где α — угол между направлением силовых линий центрального диполя и плоскостью экватора вращения. В работе [46] предполагается, что внутри звезд могут возникать сильные потоки, которые в течение жизни звезды могут существенно изменить структуру магнитного поля звезд. Что касается предлагаемых механизмов «магнитного» торможения звезд, то они не учитывают того факта, что после фазы Хаяши в молодых магнитных звездах Ae/Be Хербига не может быть достаточно мощных магнитосфер вследствие влияния нестационарной оболочки и запутанности силовых линий внутри молодой звезды, в результате чего звезды Ae/Be Хербига имеют очень слабые магнитные поля [8, 17, 25–27], неспособные вызвать торможение.

После неустойчивой фазы Хаяши, когда сформировалась молодая лучистая звезда, концентрация частиц оказывается больше 10^4 . При таких условиях магнитное торможение становится

менее эффективным, чем в протозвездном облаке [46–48]. Поэтому более вероятна возможность торможения вращения протозвездного облака путем переноса углового момента наружу закручиванием силовых линий [47]. Таким образом, можно ожидать потерю момента вращения только лишь в период до фазы Хаяши, т.е. период гравитационного сжатия протозвездного облака. Действительно, в работе [47] показано, что намагниченное вращающееся протозвездное облако может испытывать магнитное торможение в случае, если $j \perp B$, где j — момент вращения, а B — магнитное поле. Расчет показывает, что таким путем может эффективно измениться угловой момент протозвездного облака, по крайней мере, на несколько порядков величины за время меньше чем 10^6 лет. Это время может быть и меньше, если сжатие продолжается. Эффективность магнитного торможения в случае $j \perp B$ как минимум на порядок выше, чем когда $j \parallel B$. Таким образом, те протозвездные облака, в которых силовые линии примерно параллельны плоскости вращения, замедляются сильнее. Этот процесс не только замедляет вращение будущих магнитных звезд, но и «отбирает» из них объекты с преимущественной ориентацией силовых линий в плоскости экватора вращения и преимущественной полоидальной геометрией. Этот же процесс обеспечивает 10%-долю магнитных звезд, потому что относительное количество протозвезд с преимущественным направлением силовых линий к плоскости экватора вращения невелико. Не все магнитные протозвезды тормозятся в достаточной степени чтобы стать магнитными звездами, и не все «нормальные» звезды имеют достаточное магнитное поле, поэтому не тормозятся вовсе и остаются быстро вращающимися нормальными звездами.

Процесс быстрого затухания мелкомасштабно-го магнитного поля можно назвать «избирательной релаксацией», он является фундаментальным свойством, определяющим эволюцию магнитных звезд на ранних стадиях. Необходимость медленного вращения в процессе эволюции магнитных и немагнитных CP-звезд обсуждается далее (раздел 6). Наблюдаемые мощные магнитные поля дипольного типа и химические аномалии появляются у звезд только в момент выхода их на Главную последовательность [18, 47–49]. Таким образом, механизм избирательного отбора медленных магнитных ротаторов объясняет свойства, представленные в пунктах 1, 2, 3, 4 в разделе 1 (см. также раздел 2).

Если бы момент вращения протозвездных облаков терялся с участием магнитного поля, то должна наблюдаться зависимость периода вращения от величины магнитного поля. Активность магнитного динамо тоже зависит от скорости вращения. В

прежних работах делалось много попыток найти корреляцию между скоростью вращения магнитных звезд и величиной магнитного поля. В частности, в работе [50] показано, что среди медленно вращающихся магнитных Ar-звезд эффективное поле систематически больше. Рассмотрим рис. 2a,b,c, показывающий зависимости периодов вращения $\lg P$ от массы M звезды, взятую из работы [51]. Зависимости построены отдельно для SrCrEu(a)-, Si(b)- и He-r+He-w(c)-типов звезд (имеющих разные средние массы). Из рисунка видно, что степень торможения магнитных звезд (протозвезд) сильно зависит от их массы. Максимальный период вращения звезд разных типов составляет соответственно $\lg P_{\max} \approx 4.5, 3.8$ и 1.2 дней. Отсюда вывод — степень торможения магнитных протозвезд обратно пропорциональна их массе. Через $\lg P \approx 0$ проведена прямая, являющаяся границей раздела магнитных и нормальных звезд. Штриховой горизонтальной линией проведена примерная граница минимальных масс изученных групп звезд.

Теперь рассмотрим зависимость $\lg P(B_s)$ для звезд разных типов пекулярностей. Они приведены на рис. 3a,b,c,d (He-r, He-w, Si, SrCrEu). Хорошо видно, что мы имеем дело с распределениями числа звезд по величинам B_s , которые особенно характерны для SrCrEu-звезд. Вертикальной линией показаны средние величины B_s для звезд каждой группы; они показывают, что максимальная эффективность торможения происходит у тех массивных протозвезд, которые соответствуют магнитным звездам с $B_s^{\text{eff}} = 2.5$ кГс, а у мало массивных, соответствующих звездам с $B_s^{\text{eff}} = 5$ кГс. Рассмотренные распределения показывают также, что эффективность торможения пропорциональна B_s слева от максимума, но резко уменьшается при величинах поля, превышающих B_s^{eff} , т.е. при сильных полях торможение ослабляется. Таким образом, эффективность торможения зависит не только от массы, но и сложным образом от величины магнитного поля. Неудивительно, что многочисленные попытки найти простую зависимость скорости вращения от величины магнитного поля не удавались. Это обстоятельство говорит о том, что теорию торможения протозвездных облаков [47] следует усовершенствовать. Какова доля обоих факторов (M и B_s) в формировании зависимости $B_s(\lg P)$, пока не ясно. Очевидно только, что массивные звезды заторможены слабее не только из-за большой массы, но из-за более слабого магнитного поля, в среднем равного 2.5 кГс, как это видно на рис. 4. Хорошо заметно, что чем больше масса звезды, тем слабее у них среднее поле. Причина слабости поля массивных звезд рассматривалась в работе [17]. Одна из причин состоит в том, что

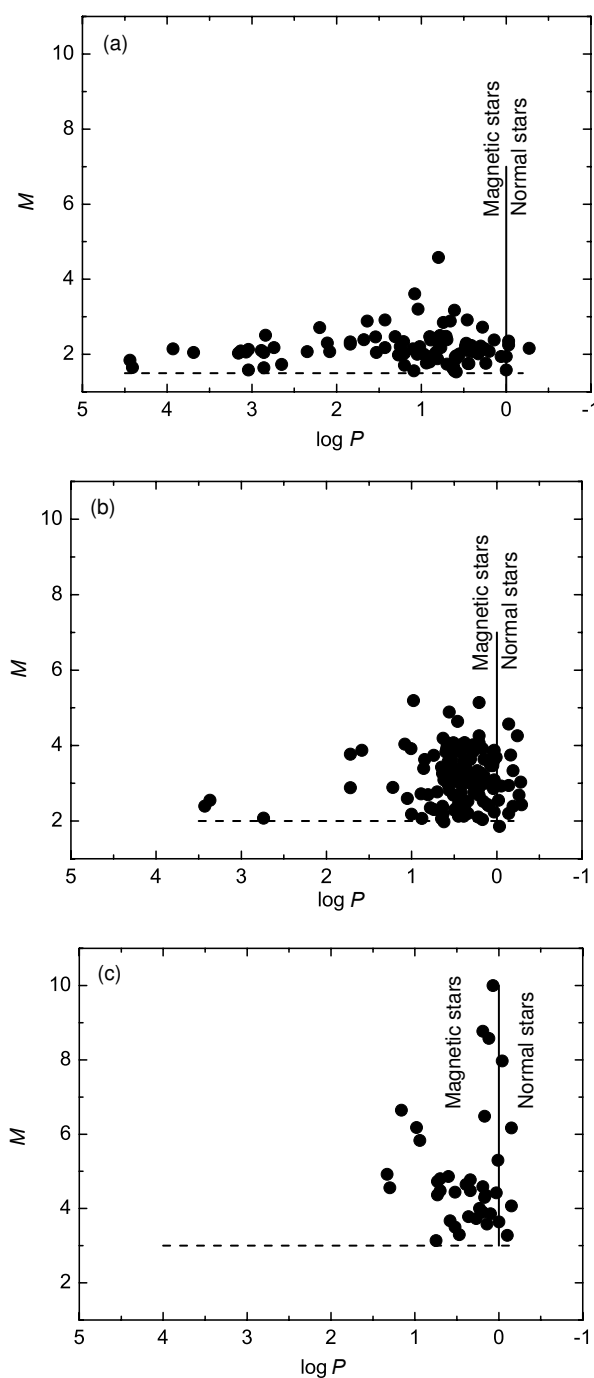


Рис. 2. Распределение периодов вращения $\lg P$ у магнитных звезд разных масс: а) SrCrEu; б) Si; в) He-w; г) He-g.

звезды с большими массами вблизи ZAMS все еще находятся в состоянии аккреции. Поэтому поле частично ослабляется нестационарными процессами, частично экранируется нестационарными внешними слоями. Кроме того, массивные звезды формируются из больших объемов, в которых находится относительно большее число противопо-

ложно направленных магнитных фрагментов, частично компенсирующих друг друга. Зависимость требует дальнейшего изучения.

К приведенным выше данным следует добавить, что распределения массивных и маломассивных звезд различаются по углам α (см. рис. 1a,b). Как сказано выше, потеря момента вращения у массивных протозвезд слабее вследствие более слабого магнитного поля и трудности затормозить большие массы. В таких условиях тормозятся только те объекты, которые имеют наиболее выгодную ориентацию магнитного поля, т.е. $\alpha \sim 0-20^\circ$.

Итак, рассмотренные в данном разделе свойства магнитных звезд показывают, что они, скорее всего, сформировались в результате единого процесса — избирательного по отношению к углу α торможения протозвездных облаков магнитным полем. Получается, что значительное количество «нормальных» звезд происходит из 1) немагнитных протозвездных облаков, 2) часть магнитных протозвезд переходят в «нормальные» объекты вследствие превышения критической скорости вращения, соответствующей $\lg P = 0$ (раздел 6), 3) много «нормальных» звезд произошло из немагнитных протозвездных облаков, но они не испытывали процесса торможения вследствие больших углов α . Все эти причины приводят к тому, что магнитными остается только малая часть звезд — 10%. В разделе 6 рассмотрены особенности формирования медленно вращающихся немагнитных химически пекулярных звезд.

4. О СТРУКТУРАХ МАГНИТНЫХ ПОЛЕЙ ЗВЕЗД НА ГЛАВНОЙ ПОСЛЕДОВАТЕЛЬНОСТИ

Особенности структур магнитного поля отражают влияние предыдущих этапов происхождения и эволюции магнитных звезд. Бэбкок и Дейч [52, 53] предложили для магнитных звезд модель наклонного магнитного ротатора. В ранних работах структуры магнитного поля представлялись в виде магнитного диполя, расположенного в центре звезды [10, 11] при предположении твердотельного вращения. Последующие наблюдения привели [54] к заключению, что часть звезд имеют структуры поля смещенного из центра диполя. Штифт [55] для лучшего согласия теории с наблюдениями применил несимметричный компонент магнитного поля. Затем, по мере накопления наблюдательных данных, стали применяться более сложные модели, например, состоящие из коллинеарных диполя + квадруполь + октуполь [56] и др. Позднее начали изучаться структуры с произвольно ориентированными диполями, которые могут находиться в любой точке внутри звезды [57]. Эти модели позволили получить сведения не только о поверхностной, но

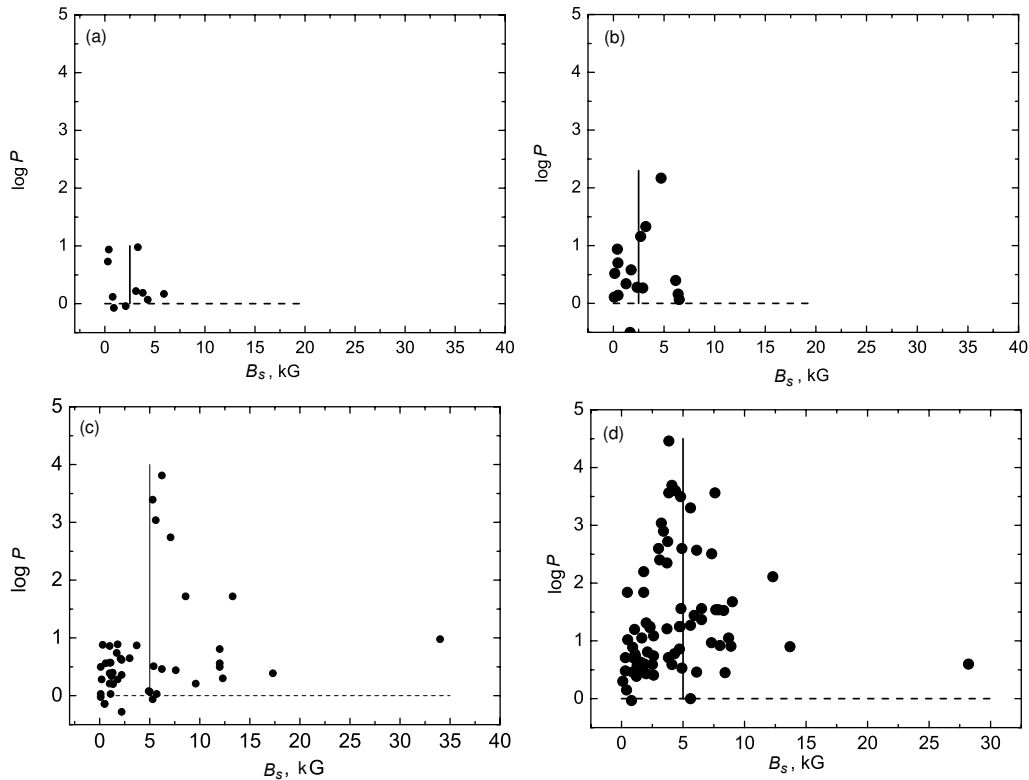


Рис. 3. Зависимость периодов вращения $\lg P$ от величины среднего поверхностного магнитного поля B_s для звезд разных масс: а) He-r; б) He-w; в) Si; д) SrCrEu.

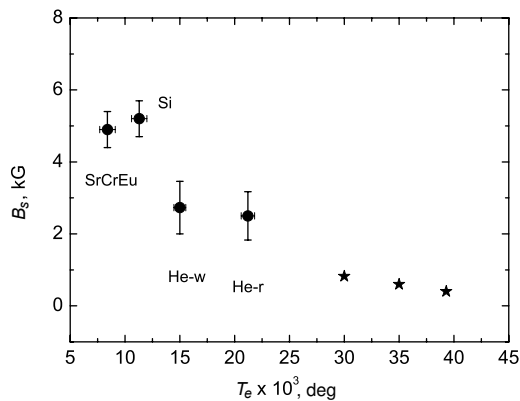


Рис. 4. Зависимость среднего поля B_s от эффективной температуры (массы) у звезд разного типа пекулярности.

и о внутренней структуре магнитного поля. В соответствии с дипольным представлением максимальная величина магнитного поля должна совпадать с модельным положением диполя. Это очень важный для теории магнитных звезд вывод. В соответствии с ним внутри звезды находится намагниченный объем, имеющий структуру магнитного поля, близкую структуре теоретического магнитного диполя. Опыт моделирования порядка 120 звезд показал,

что практически во всех изученных моделях распределение поля по поверхности можно описать соответствующим подбором ориентации и положения диполей внутри звезды, которые совпадают с таким же положением и ориентацией намагниченных объемов. Как показано далее в этой статье, намагниченный объем с полем дипольной структуры является наиболее стабильным во времени образованием (в соответствии с формулой (1)).

Последние исследования привели к предположению, что сложные магнитные структуры формируются из протозвездных облаков, имеющих крупномасштабные магнитные неоднородности, которые при коллапсе сжимаются вместе с протозвездным веществом [13]. Магнитные поля протозвездных облаков должны быть не связаны с плотностью, иначе у всех звезд максимальная напряженность совпадала бы с максимальной плотностью в центре звезды. Нестационарная фаза Хаяши возникает в период начала ионизации легких элементов. Естественно предположить, что нестационарные процессы начинают возникать раньше в центральных областях протозвезды. Поэтому нет возможности формировать не симметричные относительно центра неоднородности магнитного поля в этот период эволюции. Следовательно, асимметричные магнитные неоднородности возникли

до фазы Хаяши. Более тонкая структура, по-видимому, формируется в основном турбулентностью в фазе Хаяши. Ее наличие подтверждается результатами Допплер-Зеемановского картирования [29]. На более поздних стадиях у молодой звезды тоже нет причин формировать намагниченные фрагменты в разных точках объема. Так или иначе, у магнитных звезд Главной последовательности наблюдаются практически неизменные во времени (раздел 3) структуры магнитных полей, которые можно разделить [58] на четыре основных типа: 1) поле центрального диполя, 2) поле диполя, смещенного вдоль его оси, 3) поле диполя, смещенного поперек его оси, 4) поле двух и более диполей. В многодипольных конфигурациях знаки монополей чередуются, и не было случая, когда диполи были бы направлены своими знаками в одну сторону. Скорее всего, это объясняется неустойчивостью таких конфигураций в протозвездных облаках [59]. Если протозвездное облако намагничено равномерно, или напряженность поля пропорциональна плотности, то формируется звезда первого типа. Если протозвездное облако намагничено неравномерно, то при его сжатии внутри коллапсирующей звезды возникает неоднородность магнитного поля, не совпадающая с центром звезды. Это 2–4 типы. Эти неоднородности сохраняют первоначальное направление магнитных силовых линий, они хорошо описываются дипольной моделью [56]. Важным результатом моделирования является то, что в звездах 3 и 4 типов расхождение между монополями l в диполе оказывается всегда значительным, иногда до $0.3-0.5R_*$. Это говорит о том, что максимальная напряженность поля находится не в точке, как должно было бы быть при предположении теоретического диполя, а распределена по некоторому объему. Уже то, что в магнитных звездах кроме основной, дипольной, составляющей присутствует мелкомасштабная фракция, должно привести к некоторому отклонению дипольной структуры от теоретического точечного диполя. Как расположены диполи у звезд 1 и 2 типов, пока не ясно, так как распределение магнитного поля по поверхности слабо зависит от расстояния между монополями (но сильно зависят от величины смещения диполя вдоль его оси). По аналогии со структурами 3 и 4 типов можно предположить, что максимальная напряженность поля тоже находится не в точке, она также распределена по некоторому объему. Тем более очевидно, что в случае центрального диполя монополи не могут находиться в центре конвективного ядра, которое достаточно велико у звезд больших масс. Положение монополей предполагается в сингулярных точках, в которых сходятся модельные силовые линии. Не вполне ясным является вопрос о влиянии конвективного ядра на структуру магнитного поля вблизи него. Магнитные силовые

линии должны обходить область конвективного ядра. Из моделей получается, что диполи в звездах 3 и 4 типа находятся на расстоянии от центра звезды Δa , чаще всего превышающем радиус конвективного ядра. Следует обратить внимание на то, что модельные фазовые зависимости совпадают с наблюдаемыми зависимостями практически всегда в пределах 3σ . Кроме того, если известны две наблюдаемые фазовые зависимости — продольного и среднего поверхностного магнитного поля, $B_e(\Phi)$ и $B_s(\Phi)$, то всегда модельные зависимости совпадают с ними при одних и тех же параметрах. Этот результат позволяет считать методики наблюдений и моделирования достаточно надежными.

Следует обратить внимание на следующее обстоятельство. В соответствии с формулой (1) с течением времени мелкие намагниченные детали вокруг крупного фрагмента в протозвезде исчезнут и останется единая область, которая из-за больших размеров оказывается наиболее долгоживущей. Эта область содержит полоидальное поле, описываемое в первом приближении диполем. Но в звезде плотность увеличивается к центру, следовательно, и первоначальная намагниченная область становится не сферической, а сплюснутой в сторону центра. Намагниченная область вытягивается по концентрическим окружностям, образуя вытянутые диполи, но не точечные, как теоретический диполь. Возможно, это является причиной того, что модельные диполи оказываются вытянутыми по кругу вокруг центра (длинный диполь). Структура намагниченной области в случаях, когда диполь смещен вдоль его оси, пока не совсем понятна. Этот вопрос требует теоретического анализа.

5. ТВЕРДОТЕЛЬНОЕ ВРАЩЕНИЕ

Решение этого вопроса важно, например, для выяснения возможности работы магнитного динамо, а также выяснения вопроса о наличии крупномасштабных движений внутри магнитных звезд. Твердотельное вращение магнитных звезд предполагалось во многих работах, в частности в [9–11], в которых была разработана модель поля центрального диполя. Дейч [60–62] объяснил периодическую переменность магнитного поля и применил модель наклонного ротатора при предположении твердотельного вращения.

Рассмотрим рис. 5а и б, которые показывают зависимости от возраста величин углов α и величин смещения диполей из центра Δa , взятые из [51]. Эти величины характеризуют структуры магнитного поля. Из рассмотрения рисунков делаем вывод, что параметры α и Δa не изменяются со временем,

подтверждая предположение о вековом постоянстве внутренних структур и, следовательно, «твердотельности» вращения магнитных звезд. Имеются и другие наблюдательные данные, не подтверждающие существования внутри магнитных звезд меридиональной циркуляции, турбуленции и других крупномасштабных движений вещества [8, 61, 63]. Например, три звезды Ae/Be Хербига HD 200775, V380 Ori и HD 101412 [19, 63], как оказалось, имеют хорошо выраженную дипольную структуру магнитного поля, у которых оси диполей направлены под малым углом к плоскости экватора вращения [48]. Ввиду их малого возраста ($t = 0.1 \times 10^6$ и 2×10^6 лет) вряд ли диполь успел бы наклониться с помощью меридиональной циркуляции, или других крупномасштабных движений, которые должны быть очень медленными. Еще один пример — в работе [64] обсуждаются модели магнитного поля звезд — HD 37776 и HD 149438, имеющих возраст $t = 1.6 \times 10^6 - 4.0 \times 10^6$ лет, и HD 137909 и HD 182244 $t = 8.0 \times 10^9$ лет. Все они имеют магнитные поля со сложной структурой. Если бы в их недрах существовали крупномасштабные течения или неоднородное вращение, ориентация диполей, типичная для магнитных звезд, оказалась бы различной. Рассматривая рис. 1, можно предполагать, что крупномасштабные структуры магнитного поля выдерживают нестабильную фазу Хаяши, и ориентация поля после нее сохраняется. В это распределение входят звезды всех возрастов, поэтому при наличии глобальных течений или неоднородного вращения в звездах этот максимум оказался бы «размытым». Время жизни магнитного поля CP-звезд вследствие омических потерь ограничено $t \sim 10^{10} - 10^{11}$ лет (см. раздел 2). Четыре характерных типа магнитных конфигураций (раздел 4) наблюдаются у звезд всех возрастов, но они не могли бы сохраниться в течение всего времени, если бы были крупномасштабные перемещения масс внутри. Таким образом, существует много признаков того, что магнитные звезды вращаются твердотельно и магнитные структуры «вморожены» в звездное вещество.

6. РАЗДЕЛЕНИЕ ХИМИЧЕСКИ ПЕКУЛЯРНЫХ ЗВЕЗД И НОРМАЛЬНЫХ ЗВЕЗД

Гравитационное сжатие вращающейся газовой сферы должно приводить к состоянию дифференциального вращения, при котором внутренние области вращаются быстрее. В случае сильной асимметрии магнитного поля и медленного вращения дифференциальное вращение не возникает [?]. Значит, медленное вращение протозвездных облаков необходимо для подавления дифференциального вращения, которое у будущих нормальных

звезд превращает полоидальное магнитное поле в «невидимое» тороидальное. Таким образом, в магнитных протозвездных облаках возникает состояние, близкое к однородному вращению.

Исходя из рис. 2, 3, можно сделать заключение, что существует критическая скорость вращения — $\lg P(c) \approx 0^d$, при которой магнитные и нормальные звезды разделяются. В работе [65] приведены распределения магнитных + Am-звезд (штриховая линия) и нормальных звезд без поля (сплошная линия), показанные на рис. 6с. На рис. 6а представлено распределение магнитных (кружки) и немагнитных (звездочки) HgMn+Am-звезд [66, 67]. Вертикальная штриховая линия на обоих рисунках отделяет CP-звезды, находящиеся слева, которые сформировались, по-видимому, вследствие исчезновения дифференциального вращения в фазе коллапса. Почему слева от границы оказались нормальные звезды (треугольная площадка между штриховой и сплошной линией)? Почему эти звезды не химически пекулярные? Вероятнее всего, они на самом деле вращаются быстро, их $\lg P < 0^d$, но величины $v \sin i$ у них малы из-за малого угла i . Область пекулярных звезд сформировалась из заторможенных облаков и медленных ротаторов, находящихся в конце распределения.

Сильный наклон правых частей кривых $N(v \sin i)$ на рис. 6а, с в значительной степени связан с влиянием угла наклона звезды i . Для исключения этого влияния рассмотрим рис. 6б, где приведена такая же зависимость, только вместо $v \sin i$ взят период вращения $\lg P$. Граница на $\lg P \approx 0$ отделяет нормальные звезды от магнитных. Очевидно, что положение границы зависит от величины магнитного поля. Чем сильнее поле, тем сильнее оно подавляет дифференциальное вращение. Поэтому звезды с сильным полем должны появляться при меньших величинах $\lg P$. Однако изучить зависимость $\lg P(B_s)$ невозможно, потому что неизвестна степень влияния магнитного торможения на $\lg P$ (см. правые части зависимостей на рис. 3а, б, с, d). Однако в некоторой степени оба фактора компенсируют друг друга, поэтому на рис. 2 граница разделения предварительно проведена вертикальной линией. Критическую скорость вращения $\lg P(c)$ звезд можно рассматривать также на примере минимальных величин периодов вращения, обозначенных на рис. 3а-d для звезд разных типов пекулярности штриховой линией. На границе $\lg P(c) \approx 0$, как мы предполагаем, в протозвездах возникает дифференциальное вращение [67]. Она в среднем одинаковая для родительских протозвезд разных масс, как это видно из рис. 2, хотя разброс минимальных величин P значителен, т.е. граница достаточно размытая вследствие влияния величин магнитного поля на

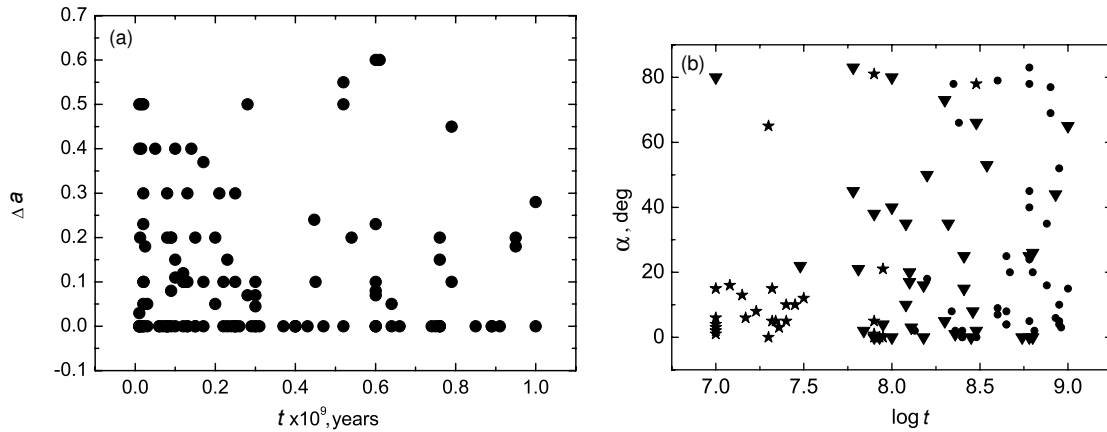


Рис. 5. Зависимость величин смещения диполей Δa (рис. а) от центра звезды и величины угла α (рис. б) от возраста звезды.

$\lg P(c)$ и степени торможения. Средние величины радиусов звезд в пределах границы различаются примерно в 1.5 раза. Это говорит о том, что у некоторых протозвезд дифференциальное вращение возникает иногда даже при очень больших скоростях вращения. Следует заметить, что звезды, сформированные из немагнитных облаков, вероятно тоже будут относиться к «нормальным», если их периоды вращения $\lg P < 0^d$.

Итак, как можно заключить из сказанного выше и работы [8], наиболее вероятно, что разделение звезд на химически пекулярные и нормальные происходит еще в периоды коллапса и торможения протозвездных родительских облаков. При некоторой скорости вращения протозвездного облака, превышающей критическую величину v_c , запускается дифференциальное вращение (внутренние области вращаются быстрее), закручивающее силовые линии в тороидальную форму. Поле в таком случае не будет участвовать в торможении, из такого облака сформируются нормальные звезды. Если она меньше критической величины, то дифференциальное вращение не возникнет, поле участвует в процессе торможения протозвездного облака, возникает магнитная медленно вращающаяся звезда. Если протозвезда немагнитная, но имеет скорость вращения меньше критической, она становится немагнитной СР-звездой (Am, HgMn, λ Boo и др.). Если это так, то следует вывод, что не все протозвездные облака магнитные. На рис. 6а показано распределение магнитных (сплошная линия) и немагнитных (штриховая линия) химически пекулярных звезд вблизи границы разделения, которые, как оказалось, одинаковы [65, 66]. Из этого следует, что химически пекулярные звезды отделяются от нормальных только с помощью эффекта вращения, без участия магнитного поля. Поэтому делаем вывод, что именно медленное вращение родительских протозвезд необходимо для отделения

их от быстро вращающихся «нормальных» звезд. В [65] тоже делается предположение, что именно медленное вращение является причиной образования СР-звезд. Итак, окончательно, магнитные звезды возникают из намагнитенных облаков, заторможенных магнитным полем, или из изначально медленных магнитных ротаторов. Если магнитные звезды образуются из медленных протозвездных ротаторов, имеющих большие углы α , то они почти не подвергаются воздействию «избирательного торможения» и будут иметь большие углы α . На рис. 1 это хорошо видно справа от максимума.

7. НЕСКОЛЬКО ЗАМЕЧАНИЙ О РАСПРЕДЕЛЕНИИ ХИМИЧЕСКИХ АНОМАЛИЙ ПО ПОВЕРХНОСТИ

Объяснение химических аномалий в Ar и Vr-звездах состоит в особенностях радиальной диффузии ионов в стабильной, «замороженной» в магнитном поле, атмосфере, при отсутствии меридиональной циркуляции, дифференциального вращения и других нестабильностей, вызываемых быстрым вращением [66]. Аномальность химсостава в магнитных и немагнитных СР-звездах вызваны эффектами диффузии ионов в спокойной нетурбулизованной атмосфере. Большое число работ посвящено исследованию синхронных изменений магнитного поля и величины химических аномалий, в результате чего установилось мнение о наличии связи химических аномалий с магнитным полем [60–62, 67]. Немагнитные химически пекулярные звезды не имеют областей с такой же концентрацией химических элементов, как у магнитных звезд.

После выхода звезды на ZAMS дипольное поле растет, нестационарные процессы на поверхности исчезают, и начинает действовать диффузионный механизм, приводящий к химическим аномалиям.

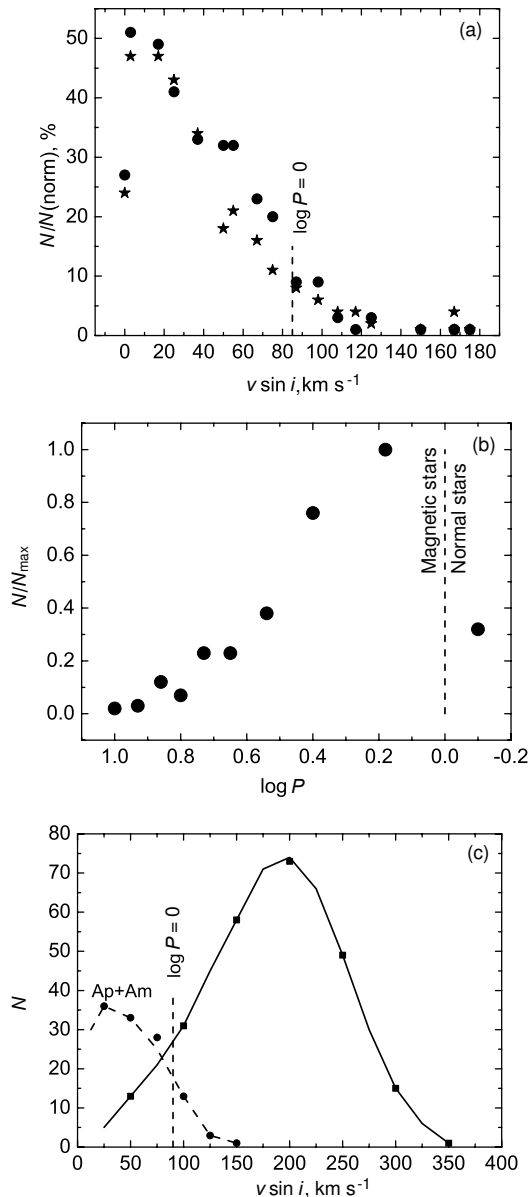


Рис. 6. Граница, отделяющая магнитные и немагнитные CP-звезды от нормальных звезд: а) распределение числа магнитных (точки) и немагнитных (звездочки) CP-звезд по величинам $v \sin i$; б) такое же распределение магнитных звезд по величинам $\lg P$; в) распределение числа магнитных и немагнитных (штриховая линия) и нормальных (сплошная линия) звезд.

Ионы движутся под действием лучевого давления, гравитации и ветра с разной скоростью относительно направления силовых линий, поэтому они концентрируются по поверхности в зависимости от направления магнитных силовых линий [68]. В работе [69] показано, что эффективность диффузии зависит от вязкости вещества и степени турбулентности. В соответствии с этой работой концентрация C/C_0 химических элементов для звезд с

одинаковой температурой и массой обратно пропорциональна D_t/D_d , где D_t — коэффициент турбулентного перемешивания, а D_d — коэффициент диффузии:

$$C/C_0 = \exp 10A((g_{\text{rad}} - g)/g)/(1 + D_t/D_d), \quad (3)$$

где A — массовое число рассматриваемого атома, g — ускорение силы тяжести и g_{rad} — радиативное ускорение. Из всех приведенных параметров магнитное поле влияет только на турбулентность, оно подавляет ее. Отсюда возникает, по-видимому, зависимость степени химических аномалий от величины магнитного поля [68]. Может быть, турбулентность связана с наличием слабой конвективной зоны, происходящей вследствие горения дейтерия [21]. Возможно, распределение химических элементов по поверхности управляется не только глобальным дипольным полем, но и теми неоднородностями, которые не успели разрушиться до конца. Поэтому распределение химических аномалий может быть достаточно сложным. Поскольку магнитное поле управляет диффузией химических элементов (ионов), то интересно выяснить степень этого влияния. В работе Крамера и Медера [70] была замечена зависимость параметра Z Женевской фотометрии от величины магнитного поля, который является также мерой интенсивности депрессии $\lambda 5200 \text{ \AA}$, обнаруженной в [71, 72], в непрерывном спектре магнитных звезд, которая, в свою очередь, зависит от «степени аномальности» (металличности) химического состава. По этой зависимости были сделаны попытки предварительной оценки магнитного поля [70]. Зависимость аномальности химического состава от магнитного поля установлена также в работе [73].

Мы использовали в качестве «степени аномальности» параметра Z , величину $Z_0 = Z_{\text{CP}} - Z_{\text{norm}}$ в работе [69]. Величины средних поверхностных магнитных полей B_s взяты в работах [18, 64]. В качестве примера на рис. 7 показана зависимость $Z_0(B_s)$ для звезд Si-типа, полученная методом скользящего среднего по трем точкам. Сплошной линией проведена зависимость, полученная способом наименьших квадратов. Несмотря на сильный разброс точек, ход зависимости не вызывает сомнения. Он показывает, что «степень аномальности» химического состава пропорциональна величине магнитного поля, хотя зависимость слабая. Разброс величин Z_0 у магнитных звезд обусловлен многими факторами — действительным разнообразием химического состава, неравномерным распределением химических элементов по поверхности звезд, переменностью вследствие вращения, а также тем, что параметр Z_0 не точно соответствует «степени аномальности» химического состава. При больших величинах поля рост зависимости

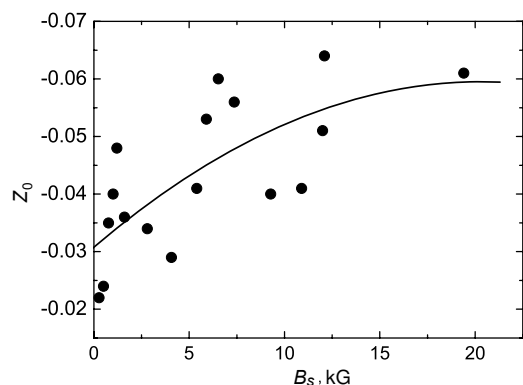


Рис. 7. Зависимость параметра Z_0 от величины магнитного поля B_s .

прекращается, турбулентция полностью подавляется [68, 74]. Исследование, проведенное в [75] для звезды HD 21699, показывает, что на распределение химических элементов по поверхности влияет не только сила поля, но и направление силовых линий. В работе [74] исследованы зависимости величины аномальности бальмеровских скачков δD , параметров Z и степени пекулярности P магнитных звезд от величины магнитного поля. Поскольку все эти величины в конечном счете зависят от «степени аномальности» химического состава, то все они дают ход с величиной магнитного поля. Оказалось, что аномальность бальмеровских скачков $\delta D = D/D_0$ (где D_0 — величина бальмеровских скачков нормальных звезд с той же температурой) увеличивается с увеличением магнитного поля до $B_s \approx 3$ кГс, после чего она остается постоянной. То же самое мы видим и в случае параметров Z и P . С ростом магнитного поля Z растет до $B_s \approx 4$ кГс и затем остается постоянным. Таким образом, все приведенные примеры позволяют сделать следующие выводы: 1) магнитное поле, несомненно, влияет на величину химических аномалий, 2) при магнитном поле, близком нулю, химические аномалии приближаются к нулевой величине, 3) при $B_s > 4$ кГс аномальность химического состава перестает зависеть от магнитного поля, наступает «насыщение», что может означать достижение полного подавления микротурбулентции магнитным полем.

В работе [76] мы пытались найти корреляцию между содержанием гелия He/H и магнитным полем $\langle B_e \rangle$. Было найдено, что линейная регрессия имеет угловой коэффициент $k = 2530 \pm 600$ Гс, и что в случае гелия мы находим прямую корреляцию его содержания с магнитным полем. При нулевом поле величина $\text{He}/\text{H} = 0.1$, т.е. имеет нормальное значение. Обогащение гелием верхних слоев у звезд He-г происходит вследствие противоположно направленных: диффузии гелия к центру звезды вследствие гравитации, а также лучевого давления

и звездного ветра, направленных наружу [77, 78]. Возможно, на ZAMS ($\langle B_e \rangle = 0$) диффузия гелия внутрь компенсируется ветром и лучевым давлением. В работах [79–81] мы уже пытались найти изменение содержания гелия у звезд He-г по мере эволюционного движения звезд поперек полосы Главной последовательности. На рис. 8а приводим эту зависимость. Из-за значительного разброса точек трудно рассматривать зависимость, поэтому откладывались величины He/H , усредненные методом скользящего среднего по четырем точкам. Хорошо видно, что содержание гелия растет по мере движения звезд поперек полосы Главной последовательности, достигает максимума и потом начинает уменьшаться. В работе [33] высказывалось предположение, что усиление диффузии гелия можно ожидать при увеличении ветра, который выносит гелий наружу. На ZAMS содержание гелия нормальное, хотя ветер значительный, но он, вероятно, компенсирует диффузию гелия внутрь звезды. При росте радиуса звезды ветер усиливается и в определенный момент начинает выметать гелий с поверхности звезды, вследствие чего его содержание начинает падать. После достижения звездами верхней части полосы Главной последовательности звезды перестают быть магнитными вследствие возникновения конвекции [19].

Звезды He-w (см. рис. 8б) ведут себя иначе. Как известно, ветер у них существенно слабее, чем у звезд He-г, поэтому гелий тонет практически беспрепятственно, и его содержание не изменяется заметно по мере движения звезды поперек полосы Главной последовательности. Важное замечание состоит в том, что дефицит гелия начинается резко на ZAMS, без ожидаемого плавного перехода.

Приведенные выше данные убеждают в том, что степень химической аномальности магнитных звезд зависит от величины магнитного поля и от направления силовых линий. С этой точки зрения возникает предположение, что у химически пекулярных звезд, не имеющих магнитного поля, диффузия химических элементов происходит только под действием лучевого давления, гравитации и ветра.

8. МАЛАЯ ДОЛЯ ДВОЙНЫХ

Малая доля двойных среди магнитных звезд обсуждается в ряде работ, в частности в [82, 83]. Такая ситуация может быть результатом того, что «магнитное» торможение протозвездных облаков приводит к недостатку их углового момента вращения l . В работе [84] показано, что одиночные звезды образуются при l меньше критической. В противоположность магнитным звездам, родительские протозвезды которых тормозятся магнитным полем, среди объектов Am, HgMn, λ Boo и др.,

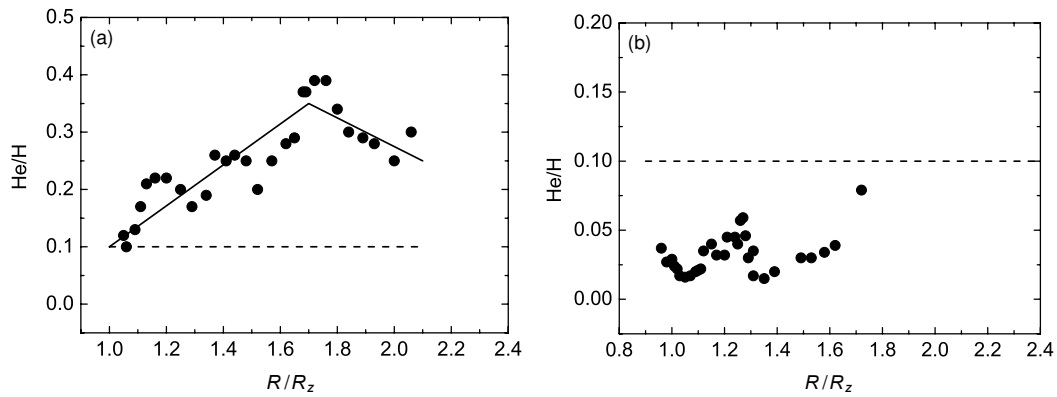


Рис. 8. Изменение содержания гелия при эволюционном движении звезды поперек полосы Главной последовательности: а) звезды He-r; б) звезды He-w. Штриховая линия — нормальное содержание.

не имеющих поля, наблюдается большое число двойных систем. Это обстоятельство наводит на мысль, что появление одиночных систем связано не только с наличием малого момента вращения родительского протозвездного облака, но и с участием магнитного поля в торможении. Если механизм «избирательного торможения» магнитным полем верен, то получается, что химически пекулярные звезды без поля сформировались из протозвездных облаков с изначально медленным вращением, находясь в самой «медленной» части распределения по скоростям. Если это так, то процесс «избирательного торможения» приводит не только к малым скоростям вращения магнитных звезд, преимущественной ориентации их магнитных полей, 10%-доле магнитных звезд, к отделению магнитных звезд от «нормальных», но и к малой доле двойных систем среди магнитных звезд.

9. ЗАМЕЧАНИЕ О ВРЕМЕНИ ЖИЗНИ МАГНИТНОГО ПОЛЯ В МАГНИТНЫХ ЗВЕЗДАХ

Время жизни магнитного поля t определяется в основном [8, 17] омической диссипацией, т.к. у звезд нет дополнительных разрушающих процессов, таких как меридиональная циркуляция, турбулентность и др. [85]. Согласно Каулингу [12], вследствие омических потерь магнитное поле звезды должно уменьшаться по экспоненциальному закону $B_s = B_{s0}e^{-t/\tau}$, где B_{s0} — начальное поле, t — возраст звезды и τ — время затухания поля. Оценки показывают, что $\tau \approx 9-10$ [17]. Характерное время затухания глобального магнитного поля, обусловленное омической диссипацией составляет $t = 10^{10}-10^{11}$ лет (см. формулу (1)), хотя реально наблюдаемый максимальный возраст маломассивных SrCrEu-звезд составляет $t = 10^9$ лет [17, 19]. Таким образом, общий вывод состоит в том, что

полный магнитный поток магнитных звезд практически не изменяется в течение всего времени их эволюции на Главной последовательности, что должно учитываться при теоретических исследованиях.

10. ДРУГИЕ СЦЕНАРИИ

1. В настоящее время обсуждается проблема стабильности магнитного поля [85, 86], которая заключается в том, что как чисто полоидальное поле, так и чисто тороидальное поле неустойчивы. Теоретический анализ показывает, что стабильными могут быть только тороидально-полоидальные структуры. Такие структуры были рассчитаны в работах [85, 86] и других, в которых показано, что любая начальная структура магнитного поля, возникшая в период динамической неустойчивости, может сформироваться со временем в магнитную конфигурацию, которая динамически стабильна. Оказывается это такое состояние, когда большая часть магнитного поля находится в форме «магнитного тороида» с полоидальными силовыми линиями вокруг тороидальной области. Показано, что возможны как осесимметричные, так и неосесимметричные конфигурации. Однако трудность состоит в том, что эта модель не объясняет свойства, указанные в пунктах 1–8 приведенного выше перечня.

2. В работе [87] предлагается сценарий формирования магнитных звезд путем слияния немагнитной звезды, имеющей массу как у магнитных звезд, с намагниченной компонентой меньшей массы, в котором произошла генерация магнитного поля на стадии T Tau. Таким образом, произошло «загрязнение» массивной звезды магнитным полем. Но когда успело сформироваться дипольное поле, структура с двумя и даже с тремя диполями и с помощью какого механизма, особенно у массивных звезд, имеющих возраст $t = 10^5-10^6$ лет?

Почему преобладают структуры с преимущественным направлением силовых линий в плоскости экватора вращения? Почему слившиеся звезды формируют прямую зависимость периодов вращения от величины магнитного поля и от массы звезды? Почему степень увеличения периодов вращения фиксированная? На эти вопросы с точки зрения рассматриваемой гипотезы нет ответа.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

1. Из вышеизложенного видно, что свойства магнитных СР-звезд соответствуют предположению о реликтовой гипотезе возникновения и эволюции магнитных звезд, но противоречат гипотезе динамо. Основные свойства магнитных звезд приобрели в период гравитационного коллапса, когда вероятнее всего происходило «избирательное торможение» протозвездных облаков. Механизм «избирательного торможения» хорошо объясняет преимущественную ориентацию магнитных силовых линий относительно плоскости экватора вращения звезд, естественно объясняет малые скорости вращения магнитных звезд, естественно объясняет малое относительное количество магнитных звезд (10%), в результате потери момента вращения протозвездных облаков возникает, вероятно, дефицит двойных систем.

2. Последние исследования структур магнитных полей привели к предположению о наличии крупномасштабных магнитных неоднородностей в родительских протозвездных облаках, которые, по-видимому, сжимаются в процессе коллапса, создавая неоднородности магнитного поля в звезде. Возникают структуры магнитного поля типа «смещенный диполь» или даже многодипольные структуры в зависимости от количества намагниченных фрагментов в протозвездном облаке. Коллапс протозвездных облаков происходит вдоль силовых линий легче, чем поперек. Вероятно, в этом состоит причина того, что наблюдается малое число звезд с поперечным смещением диполя и большое — с продольным смещением. Это свойство является дополнительным аргументом в пользу предположения о формировании магнитных структур в период коллапса. Нет оснований предполагать, что магнитные структуры формируются в нестабильной фазе Хаяши или в фазе молодых звезд Ae/Be Хербига. Для этого нужно было происходить мощным, неизвестным глобальным пертурбациям, которые еще должны были бы как-то сориентировать магнитные силовые линии вдоль экватора вращения.

3. Вследствие вмороженности в вещество, магнитные силовые линии в период нестабильной фазы Хаяши оказываются сильно запутанными, в результате чего общее магнитное поле в пределах

возникшей радиативной звезды тоже сильно запутано и ослаблено. Крупномасштабное дипольное поле до Главной последовательности слабое, но на ZAMS оно быстро растет за счет релаксации мелких структур и за счет исчезновения экранирующей нестационарной оболочки.

4. Замедление вращения протозвездных облаков магнитным полем, вероятно, приводит к остановке дифференциального вращения, которое у более быстрых ротаторов закручивает силовые линии в «невидимую» тороидальную форму. Медленное вращение звезд, очевидно, приводит к остановке также меридиональной циркуляции и возникновению «твердотельности» вращения магнитных звезд. Не исключено, что этому способствует магнитное поле из-за «вмороженности» в вещество. Медленное вращение магнитных и немагнитных химически пекулярных звезд необходимо для отделения от них быстро вращающихся «нормальных» звезд с тороидальным полем. Немагнитные Am, HgMn, λ Boo и др. объекты возникают из немагнитных медленно вращающихся протозвездных облаков, находящихся в конце распределения по скоростям, они имеют «спокойные» атмосферы вследствие отсутствия меридиональной циркуляции и дифференциального вращения. При таких условиях возникает возможность диффузии химических элементов, не управляемой магнитным полем.

5. Максимальная эффективность торможения протозвездных облаков зависит от их массы и величины магнитного поля. Наблюдения показывают, что степень торможения магнитных протозвезд обратно пропорциональна их массе. Эффективность торможения зависит сложным образом от величины магнитного поля. Она пропорциональна величине поля до некоторого момента, после которого она начинает падать. Эти важные свойства необходимы для усовершенствования теории торможения.

6. Магнитные звезды имеют крупномасштабную + среднемасштабную структуру магнитных полей, доставшуюся им от протозвездных облаков и нестабильной фазы Хаяши. Учитывая «резкость», четкость распределения на рис. 1 (в пределах $\alpha = 0 - 20^\circ$) можно предполагать, что крупномасштабные структуры магнитного поля выдерживают нестабильную фазу Хаяши и ориентация поля после нее сохраняется. Это важный результат, который может свидетельствовать о том, что магнитные звезды в предыдущие периоды эволюции не испытывали драматических пертурбаций.

7. Молодые звезды Ae/Be Хербига демонстрируют сильную фотометрическую и спектроскопическую переменность из-за нестационарных явлений в их верхних слоях. Это показывает, что

вокруг молодых звезд в этот период не может возникнуть крупномасштабное, достаточно стабильное магнитное поле, но оно сохраняется в радиативной центральной звезде. При приближении к ZAMS нестационарная оболочка исчезает. Это тот момент, когда становится заметным фотосферное магнитное поле, и когда оно быстро растет вследствие релаксации мелкомасштабного поля и уменьшения экранирования нестационарной оболочкой

8. Время жизни крупных магнитных структур составляет $t = 10^9 - 10^{10}$ лет, это значит, что они сформировались в самых начальных фазах эволюции. Крупномасштабные структуры наблюдаются у самых старых известных магнитных звезд, имеющих возраст 10^9 лет. Долговременная стабильность структур магнитных полей противоречит предположению о наличии в них меридиональной циркуляции, дифференциального вращения и других крупномасштабных движений вещества. Это подтверждает предположение о «твердотельности» вращения магнитных звезд и о наличии динамической стабильности внутри.

9. Накопленные наблюдательные данные показывают, что сильные магнитные поля и химические аномалии у молодых CP-звезд возникают в момент подхода к ZAMS, когда нестационарная окружающая газово-пылевая оболочка исчезает. В этот период атмосфера стабилизируется, магнитное поле дополнительно стабилизирует атмосферу, возникают условия для диффузии химических элементов, приводящей к химическим аномалиям. Наблюдения показывают, что а) магнитное поле,

несомненно, влияет на величину химических аномалий, б) при магнитном поле близком нулю химические аномалии приближаются к нулевой величине, в) нередко при B_s близком нулю наблюдаются заметные химические аномалии, предполагающие влияние магнитного поля сложной структуры, не воспринимаемого зеемановским методом, д) при $B_s > 4$ кГс аномальность химического состава перестает зависеть от магнитного поля, и наступает «насыщение», что может означать достижение полного подавления микротурбуленции магнитным полем, е) степень химической аномальности зависит от величины магнитного поля и от направления силовых линий. Самый вероятный механизм такого поведения — подавление неустойчивости верхних слоев атмосферы магнитным полем, облегчающее диффузию химических элементов, в соответствии с предположением Мишо.

10. Степень аномальности химсостава по мере эволюционного движения звезд поперек полосы Главной последовательности практически не изменяется, она такая же даже на ZAMS, где магнитное поле слабое, что противоречит предыдущему пункту. Большое рассеяние точек на зависимости, вероятно, маскирует эффект. Эта проблема требует дополнительного изучения. Но у звезд He-г содержание гелия определенно увеличивается по мере движения звезды поперек полосы Главной последовательности, вероятно, вследствие увеличения ветра, затем наступает момент, когда содержание гелия начинает уменьшаться вследствие «выметания» его усилившемся ветром.

ПРИЛОЖЕНИЕ

Замечания о твердотельном вращении магнитных звезд

Ряд свойств магнитных звезд показывает, что их вращение именно твердотельное. Этой гипотезы вынуждены были придерживаться уже в ранние периоды исследований, иначе тупик. Например, преимущественная ориентация магнитных диполей к плоскости вращения наблюдается как у звезд с возрастом 10^6 , так и 10^9 лет. В случае нетвердотельного вращения преимущественная ориентация исказилась бы. Характерные структуры магнитного поля наблюдаются как у старых, так и у молодых звезд. Есть работы, в которых показано, что в медленных ротаторах, в том числе тех, которые практически не вращаются, дифференциальное вращение не возникает. Эти признаки свидетельствуют не только о твердотельности вращения, но об отсутствии внутри магнитных звезд любых крупномасштабных движений, в том числе типа меридиональной циркуляции и дифференциального вращения.

К настоящему времени осуществлено моделирование около 160 магнитных звезд с разной внутренней структурой. Существуют одно-дипольные, двух-дипольные и трех-дипольные структуры, которые возникают в зависимости от конфигурации родительского магнитного протооблака. Во всех без исключения случаях структуры описываются именно диполем. Причем даже в самых сложных случаях модельная и наблюдаемая фазовые зависимости совпадают в пределах ошибок наблюдений. Зачем придумывать неизвестные внутренние сложные конструкции? Пока ограничимся простыми. Тем более, есть работы, в которых показано, что в медленных ротаторах, в том числе в тех, которые практически не вращаются, дифференциальное вращение не возникает. У Паркера тоже написано, что самые устойчивые конфигурации — дипольные. При сжатии протозвездных облаков, в которых находятся намагниченные фрагменты с

полем примерно преимущественного направления, эти намагниченные фрагменты неминуемо превратятся в структуры, похожие на дипольные. Искажающие правильный диполь мелкие структуры разрушатся раньше.

В разделе 10 показано, что гипотеза Брайтвайта [86] не объясняет практически ни одно из основных свойств магнитных звезд, которые перечислены во Введении, т.е. гипотеза не соответствует наблюдательным данным. Один единственный численный эксперимент не является убедительным доказательством дифференциального вращения магнитных звезд.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. F. Krause, *Astronomische Nachrichten* **293**, 187 (1971).
2. L. Oetken, *Astronomische Nachrichten* **298**, 197 (1977).
3. L. Oetken, *Astronomische Nachrichten* **300**, 1 (1979).
4. M. Schuessler and A. Paehler, *Astron. and Astrophys.* **68**, 57 (1978).
5. E. N. Parker, *Cosmical magnetic fields: Their origin and their activity* (Oxford, Clarendon Press, 1979).
6. F. Krause and K. H. Raedler, *Mean-field magnetohydrodynamics and dynamo theory* (Oxford, Pergamon Press, 1980).
7. D. Moss, *ASP Conf. Ser.* **248**, 305 (2001).
8. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **58**, 350 (2015).
9. A. J. Deutsch, *IAU Symp.* **6**, 209 (1958).
10. D. W. N. Stibbs, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **110**, 395 (1950).
11. G. W. Preston, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **83**, 571 (1971).
12. T. G. Cowling, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **105**, 166 (1945).
13. L. Spitzer, *Diffuse matter in space* (New York, Interscience Publication, 1968).
14. L. Mestel, in *Magnetic and Related Stars*, Edited by R. C. Cameron (1967), p. 101.
15. M. Hayashi, *Publ. Astron. Soc. Japan* **17**, 177 (1965).
16. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **57**, 315 (2014).
17. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **58**, 29 (2015).
18. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **56**, 173 (2013).
19. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **57**, 204 (2014).
20. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **56**, 407 (2013).
21. F. Palla and S. W. Stahler, *Astrophys. J.* **418**, 414 (1993).
22. D. Moss, *IAU Symp.* **224**, 245 (2004).
23. A. E. Dudorov, in *Itogi nauki i tehniki, Ser. Astronomiya*, Edited by Rudnitskii (VINITI, Moskva, 1990), vol. 39, p. 77.
24. D. Moss, *IAU Symp.* **224**, 245 (2004).
25. Y. V. Glagolevskij, in *Chemically Peculiar and Magnetic Stars*, Edited by J. Zverko and J. Ziznovsky (1994), p. 21.
26. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, *ASP Conf. Ser.* **248**, 535 (2001).
27. S. Hubrig, C. Grady, M. Schöller, et al., *IAU Symp.* **259**, 395 (2009).
28. A. S. Miroschnichenko, C. L. Mulliss, K. S. Bjorkman, et al., *Publ. Astron. Soc. Pacific* **110**, 883 (1998).
29. S. B. Pikel'Ner, *Osnovy kosmicheskoi elektrodinamiki* (Moskva, Nauka, 1966).
30. T. G. Cowling, *Solar Electrodynamics* (Chicago, Univ. of Chicago Press, 1953), chap. 8, p. 532.
31. O. Kochukhov, *Astron. and Astrophys.* **423**, 613 (2004).
32. M. A. Pogodin, J. A. Cahuasqui, N. A. Drake, et al., *ASP Conf. Ser.* **494**, 175 (2015).
33. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **51**, 88 (2001).
34. Y. V. Glagolevskij and I. M. Kopylov, *Magnetic stars. Proceedings of the international meeting on the problem «Physics and evolution of stars», held in Nizhnij Arkhyz, 12 - 17 October 1987.* (Leningrad, Nauka, 1988).
35. Y. V. Glagolevskij, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **41**, 80 (1996).
36. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, in *Stellar Magnetic Fields*, Edited by Y. Glagolevskij and I. Romanyuk (1997), pp. 116–121.
37. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **55**, 169 (2012).
38. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **69**, 305 (2014).
39. L. Mestel, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **138**, 359 (1968).
40. K. Stępień, *Astron. and Astrophys.* **353**, 227 (2000).
41. Y. V. Glagolevskij, I. I. Romanyuk, N. M. Chunakova, and V. G. Shtol, *Astrofizicheskie Issledovaniia Izvestiya Spetsial'noj Astrofizicheskoy Observatorii* **23**, 37 (1986).
42. L. Mestel and C. S. Selley, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **149**, 197 (1970).
43. L. Mestel and D. Moss, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **361**, 595 (2005).
44. D. L. Moss, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **168**, 61 (1974).
45. L. Mestel and D. L. Moss, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **178**, 27 (1977).
46. L. Mestel and H. S. Takhar, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **156**, 419 (1972).
47. T. C. Mouschovias and E. V. Paleologou, *Astrophys. J.* **230**, 204 (1979).
48. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **55**, 334 (2012).
49. Y. V. Glagolevskij and E. Gerth, *ASP Conf. Ser.* **305**, 225 (2003).
50. J. D. Landstreet, E. F. Borra, J. R. P. Angel, and R. M. E. Illing, *Astrophys. J.* **201**, 624 (1975).
51. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **59**, 321 (2016).
52. H. W. Babcock, *The Observatory* **69**, 191 (1949).
53. A. J. Deutsch, *Astrophys. J.* **159**, 985 (1970).
54. J. D. Landstreet, *Astrophys. J.* **159**, 1001 (1970).
55. M. J. Stiff, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **172**, 133 (1975).
56. J. D. Landstreet and G. Mathys, *Astron. and Astrophys.* **359**, 213 (2000).

57. E. Gerth and Y. V. Glagolevskij, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **56**, 25 (2003).
58. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **66**, 144 (2011).
59. E. Flowers and M. A. Ruderman, *Astrophys. J.* **215**, 302 (1977).
60. A. J. Deutsch, *IAU Symp.* **6**, 209 (1958).
61. A. J. Deutsch, *Handbuch der Physik* **51**, 689 (1958).
62. A. J. Deutsch, *Trans. IAU* **8**, 801 (1954).
63. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **55**, 169 (2012).
64. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **71**, 43 (2016).
65. H. A. Abt and N. I. Morrell, *Astrophys. J. Suppl.* **99**, 135 (1995).
66. Y. V. Glagolevskij and E. Gerth, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **55**, 38 (2003).
67. J. V. Glagolevsky, *Astrophysics* **48**, 194 (2005).
68. G. Michaud, *IAU Colloq.* **32**, 81 (1976).
69. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **62**, 244 (2007).
70. N. Cramer and A. Maeder, *Astron. and Astrophys. Suppl.* **41**, 111 (1980).
71. Y. V. Glagolevskij, *Izv. AN KazSSR, Astrofizika* **16**, 43 (1963).
72. K. Kodaira, *Astrophys. J. Lett.* **157**, L59 (1969).
73. Y. V. Glagolevskii and G. A. Chuntunov, *Astrophysics* **45**, 408 (2002).
74. Y. V. Glagolevskii, *Astron. Zh.* **71**, 858 (1994).
75. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **46**, 319 (2003).
76. Y. V. Glagolevskii, F. G. Kopylova, and L. S. Lyubimkov, *Astrophysics* **33**, 508 (1990).
77. G. Michaud, *Astrophys. J.* **160**, 641 (1970).
78. S. Vauclair, *Astron. and Astrophys.* **45**, 233 (1975).
79. Y. V. Glagolevskij, G. P. Topilskaya, and T. A. Kartashova, in *Physics and Evolution of Stars: Stellar Magnetism*, Edited by Y. V. Glagolevskij and I. I. Romanyuk (1992), p. 36.
80. Y. V. Glagolevskij, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **46**, 118 (1998).
81. V. V. Leushin, Y. V. Glagolevskij, and P. North, in *Magnetic Fields of Chemically Peculiar and Related Stars*, Edited by Y. V. Glagolevskij and I. I. Romanyuk (2000), pp. 173–179.
82. H. W. Babcock, *Astrophys. J.* **128**, 228 (1958).
83. H. A. Abt and M. S. Snowden, *Astrophys. J. Suppl.* **25**, 137 (1973).
84. A. V. Tutukov, *Pisma v Astronomicheskii Zhurnal* **9**, 160 (1983).
85. J. Braithwaite and Å. Nordlund, *Astron. and Astrophys.* **450**, 1077 (2006).
86. J. Braithwaite and H. C. Spruit, *Nature* **431**, 819 (2004).
87. A. V. Tutukov and A. V. Fedorova, *Astronomy Reports* **54**, 156 (2010).

General Properties of Magnetic CP Stars

Yu. V. Glagolevskij

We present the review of our previous studies related to observational evidence of the fossil field hypothesis of formation and evolution of magnetic and non-magnetic chemically peculiar stars. Analysis of the observed data shows that these stars acquire their main properties in the process of gravitational collapse. In the non-stationary Hayashi phase, a magnetic field becomes weakened and its configuration complicated, but the fossil field global orientation remains. After a non-stationary phase, relaxation of young star's tangled field takes place and by the time of joining ZAMS (Zero Age Main Sequence) it is generally restored to a dipole structure. Stability of dipole structures allows them to remain unchanged up to the end of their life on the Main Sequence which is 10^9 years at most.

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