

УДК 524.3–337; 524.35

ОСОБЕННОСТИ ФОРМИРОВАНИЯ МАГНИТНЫХ ЗВЕЗД НА РАННИХ СТАДИЯХ ЭВОЛЮЦИИ

© 2021 Ю. В. Глаголевский^{1*}

¹ Специальная астрофизическая обсерватория РАН, Нижний Архыз, 369167 Россия

Поступила в редакцию 20 ноября 2020 года; после доработки 17 июня 2021 года; принята к публикации 17 июня 2021 года

Обсуждаются результаты работ, посвященных изучению ранних стадий эволюции магнитных и немагнитных химически пекулярных звезд. За основу принята реликтовая гипотеза формирования магнитных звезд.

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

1. ВВЕДЕНИЕ

Предварительная схема формирования магнитных химически пекулярных звезд, как мы ее себе представляем, была опубликована в работах Glagolevskij (2014b; 2015b; 2017a). В последнее время получены новые данные, новые зависимости, которые позволяют несколько уточнить эту схему. Некоторые утверждения, сделанные в упомянутых выше работах, в данной публикации существенно изменены. Следует подчеркнуть, что некоторые зависимости, изучаемые нами, получаются методом скользящего среднего. Это приходится делать вследствие большого разброса параметров. Дело не только в недостаточной иногда точности измерений, но и скорее из-за того, что сами параметры имеют большой разброс. В настоящее время основной разрабатываемой гипотезой формирования магнитных звезд является реликтовая (Cowling 1945, Mestel 1967, Spitzer 1968), в соответствии с которой происходит сжатие силовых линий магнитного поля вместе с протозвездным облаком. Многочисленные предлагаемые механизмы генерации дипольного магнитного поля не выдерживают критики (Glagolevskij 2017a). Фактически, данная работа является обоснованием реликтовой гипотезы формирования магнитных звезд. Любая выдвигаемая гипотеза должна объяснить основные свойства магнитных звезд, которые заключаются в следующем:

1) Магнитные звезды являются медленными ротаторами, они вращаются в 2–3 раза медленнее, чем нормальные звезды без магнитного поля.

2) Магнитные силовые линии ориентированы преимущественно в плоскости экватора вращения

(угол наклона $\alpha \approx 0–20^\circ$).

3) Доля магнитных звезд относительно нормальных объектов составляет 10%.

4) Структуры магнитных полей в основном соответствуют центральному или смещенному из центра магнитному диполю. Кроме того, часть звезд имеет структуры более сложные (двух и трехдипольные).

5) Магнитные звезды вращаются твердотельно.

6) Магнитные структуры сохраняются вплоть до ухода звезды с ГП, т.е. до 10^9 лет, что указывает на замечательную стабильность звезд.

7) Доля тесных двойных среди магнитных звезд существенно меньше, чем среди нормальных и немагнитных CP-звезд.

8) Магнитные и немагнитные (Am, HgMn, λ Boo и др.) химически пекулярные (CP) звезды имеют целый ряд общих свойств.

9) Химические аномалии у магнитных звезд распределены по поверхности неравномерно, но имеется отчетливая связь распределения со структурой поверхностного магнитного поля.

Эволюционный путь магнитной звезды можно разделить на пять основных стадий: 1) гравитационный коллапс, 2) фаза появления ядра, 3) нестационарная фаза, 4) период лучистых молодых звезд Ae/Be Хербига (HAeBe), 5) Главная последовательность (Schulz 2005).

Реликтовая гипотеза предполагает, что сжатая при коллапсе протозвезда может иметь любую

*E-mail: glagol@sao.ru

структуру магнитного поля, но общий вектор соответствует полоидальной крупномасштабной структуре, которая сохраняется в течение всех фаз эволюции. Именно полоидальное поле в фазе коллапса способно обеспечить потерю момента вращения протозвездного облака (см. далее). Если это так, то приходится также предполагать достаточную стабильность магнитных протозвезд в течение всего времени эволюции. Наблюдательные данные, поддерживающие эту гипотезу, обсуждаются в работе Glagolevskij (2014b). К сожалению, особенности эволюции звезд от начала сжатия вплоть до выхода их на ZAMS выводятся практически только из теоретических соображений. Можно надеяться, что исследование свойств магнитных звезд в некоторых пунктах позволит уточнить этот процесс.

Протозвездные облака крайне неоднородны по температуре, плотности, величине магнитного поля. Сжимаясь, такие структуры часто формируют несимметричные относительно центра звезды магнитные конфигурации и большое разнообразие величин магнитного поля (в пределах температур от 6 800 до 25 000 К). Структуры магнитного поля в звездах имеют преимущественно дипольный характер (Babcock 1951). Исключительную роль в эволюции магнитных звезд играет высокая электропроводность протозвездных облаков, т.к. степень ионизации в них доходит до 10^{-9} (Mouschovias 1978). Поэтому магнитное поле оказывается «вмороженным» в вещество. Средняя величина магнитного поля протозвездных облаков оказывается порядка долей миллигаусса. Если поле при коллапсе остается вмороженным, то типичная звезда должна была бы иметь поле 10^8 Гс, что на четыре порядка больше наблюдаемого. Mestel and Spitzer (1956) показали, что благодаря действию амбиполярной диффузии величина магнитного потока при сжатии протозвездного облака ослабляется. На ранних стадиях эволюции, когда концентрация частиц доходит до $1 \times 10^4 - 2 \times 10^6 \text{ см}^{-3}$, амбиполярная диффузия может значительно уменьшить магнитный поток. По нашему мнению, магнитное поле может дополнительно разрушаться в значительной степени в протозвезде в течение нестационарной фазы С (см. далее).

2. ФАЗЫ ФОРМИРОВАНИЯ МАГНИТНОЙ ЗВЕЗДЫ

В работе Glagolevskij (2014b) мы предварительно уже рассматривали поведение магнитной звезды в разных фазах эволюции в соответствии со схемой, представленной в книге Schulz (2005) (рис. 1).

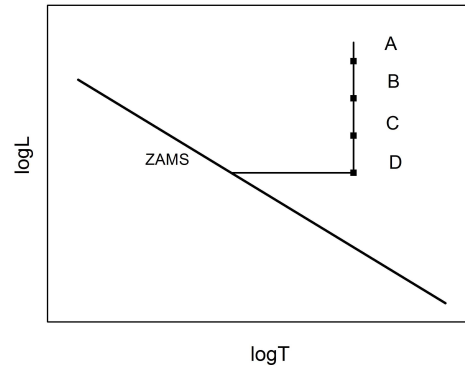


Рис. 1. Схема эволюционного пути магнитной звезды.

A1) Фаза свободного падения вещества (вертикальный трек A–B) (Schulz 2005).

Предварительный сценарий начальных фаз образования магнитных звезд из магнитных облаков в основных чертах рассматривался уже в 1982 г. в работе Mouschovias (1978). Вначале некоторый механизм должен увеличить плотность облака там, где возникает центр гравитации. В настоящее время предложено несколько возможных механизмов начала гравитационного сжатия облака. Считается, что сжатие самогравитирующего магнитного облака происходит крайне *негомологично и анизотропно*. Если это так, то в этой фазе отчасти могут формироваться разные магнитные структуры, наблюдаемые в магнитных звездах. Плотность и магнитное поле растут быстрее в центральной части коллапсирующей сферы. Вмороженное магнитное поле облака может переносить момент количества движения окружающей среде (Mestel and Spitzer 1956), особенно на самых ранних этапах сжатия, когда еще сохраняются относительно малые плотности ($\rho \leq 10^4 \text{ см}^{-3}$). Среди магнитных звезд значительную долю занимают простые дипольные конфигурации (таблица 1) (Glagolevskij 2014b; 2016a) (Структуры исследованы методом, описанным в работах Gerth and Glagolevskij (2003), Gerth et al. (1997).) Это может означать, что протозвезда формируется из протозвездного облака с преимущественно полоидальным полем. Мультиполя высокого порядка в магнитных звездах тоже могут дать интегральный эффект, но преобладающий компонент — дипольный (Babcock 1951). Кроме того, потеря момента вращения протозвездного магнитного облака, как мы увидим далее, требует наличия преимущественно полоидальных структур уже в начальных фазах эволюции. Таким образом, происходит естественный отбор объектов с полоидальной структурой магнитного поля.

Поэтому предсказание теории ранних стадий эволюции звёзд о разрушающей роли крайне неомологичного и анизотропного сжатия протозвездного облака, по-видимому, преувеличено, так как основная полоидальная составляющая B_0 сохраняется («выживает») в течение всего времени эволюции протозвезды вплоть до главной последовательности. Нет данных, что полоидальное поле может сформироваться в поздних стадиях эволюции. В последних стадиях эволюции вблизи ZAMS присутствует мелкомасштабная составляющая, общее поле которой $\Sigma B_i \sim 0$ вследствие случайной ориентации магнитных неоднородностей. Это значит, что спектральные линии расщеплены магнитным полем не только от основной продольной составляющей, но и от мелких неоднородностей. Это один из факторов, которые могут приводить к искаженным, заниженным измерениям магнитного поля у молодых магнитных звезд.

В случае однородного начального магнитного поля или если величина поля пропорциональна плотности, при условии отсутствия нестабильностей, возникают магнитные структуры с максимальной напряженностью, совпадающей с максимальной плотностью в центре протозвезды. В результате неоднородного коллапса, неоднородной начальной плотности и магнитного поля наблюдаются различные характерные крупномасштабные структуры магнитного поля в магнитных звездах, которые можно разделить на несколько основных типов: это а) центральный диполь, б) диполь, смещенный вдоль оси, в) диполь, смещенный поперек оси, г) сложные структуры, состоящие из двух — трех диполей, как показано в таблице 1 (Glagolevskij 2016a). В работе Price et al. (2009) приводятся результаты расчета, показывающие, что во время формирования звезды из намагниченного протозвездного облака магнитное поле препятствует слиянию плотных областей, вследствие чего в звезде могут сохраняться магнитные неоднородности. Это еще одна возможная причина формирования несимметричных относительно центра звезды магнитных структур.

Дипольное приближение магнитных структур в звездах оказалось достаточно успешным в физике магнитных звезд, оно позволяет получить основные параметры структур, используемые в исследованиях. У звезд со смещенным из центра звезды диполем максимальная напряженность поля не совпадает с максимальной плотностью. Здесь уместно уточнить, что реальная магнитная структура не вполне соответствует теоретическому точечному диполю, при котором напряженность магнитного поля в месте расположения диполя равнялась бы бесконечности. В реальных условиях это не наблюдается. В модельном диполе расстояние между виртуальными магнитными монополями может составлять десятки доли радиуса звезды. При таких

Таблица 1. Основные структуры магнитного поля звезд

| Структура | Доля звезд, % |
|-------------------------------|---------------|
| Центральный диполь | 17 |
| Смещенный вдоль оси диполь | 32 |
| Смещенный поперек оси диполь | 9 |
| Двух—трех дипольная структура | 20 |
| Структура неизвестна | 20 |

условиях параметры модели (диполя) выбираются так, чтобы силовые линии в поверхностных слоях совпадали бы с наблюдаемыми силовыми линиями (Glagolevskij 2016a). Это говорит о том, что магнитное поле в области максимальной напряженности имеет полоидальную форму и силовые линии не сходятся в точку.

Поскольку коллапс вдоль силовых линий происходит легче, чем поперек, то наблюдается большее число звезд с продольным смещением диполя и малое с поперечным (Glagolevskij 2017a; 2018), как это видно из таблицы 1. В результате многообразия сложных структур родительских магнитных облаков получаем сложные структуры магнитного поля звезд. По этой причине фактически нет двух звезд с одинаковыми параметрами магнитного поля.

Существует мнение, что сжатие протозвездного облака должно происходить в значительной степени вдоль силовых линий. В случае однородного поля на ранних этапах эволюции должна получаться сплюснутая вдоль магнитных силовых линий конфигурация — «псевдодиск», с максимальным полем в центре (Bodenheimer and Black 1978, перевод 1982, т. 1, стр. 321). Но в следующем параграфе мы увидим, что магнитные протозвезды теряют момент вращения преимущественно в том случае, если магнитные силовые линии лежат в экваториальной плоскости вращения $\alpha = 0^\circ$ (α — угол между направлением силовых линий и плоскостью экватора вращения). Это противоречит предположению о сплюснутом псевдодиске. Псевдодиск может формироваться только в том случае, если силовые линии параллельны оси вращения ($\alpha = 90^\circ$).

A2) Потеря момента вращения

Хорошо известно, что скорости вращения магнитных звезд в 4–5 раз меньше, чем у нормальных объектов. Несмотря на то, что предложено несколько механизмов потери момента вращения магнитных звезд, наибольшее число наблюдаемых свойств объясняется только механизмом, предложенным в работе Mouschovias and Paleologou (1979), при котором угловой момент протозвездного облака переносится во внешнюю среду вдоль

силовых линий. Критика других предлагаемых механизмов потери момента вращения магнитных звезд приводится в работе Glagolevskij (2017a). Важнейшее замечание касается того, что намагниченное протозвездное облако испытывает наиболее эффективную потерю момента вращения при плотности $\rho \leq 10^4 \text{ см}^{-3}$, т.е. практически в фазе АВ (Mouschovias 1978, Mouschovias and Paleologou 1979). В результате магнитное протозвездное облако становится медленным ротатором, передавая это свойство магнитным звездам «по наследству». Потом облако сохраняет приблизительно постоянную угловую скорость, а не постоянный момент вращения. Важное замечание состоит в том, что небольшая часть магнитных протозвезд принадлежала самому медленному концу начального распределения по скоростям и «магнитное торможение» для них уже не имело существенного значения. Если $j \perp B$, где j — момент вращения, а B — величина магнитного поля, то потеря момента вращения, как минимум, на порядок эффективнее, чем в случае $j \parallel B$. В результате возникает избыток магнитных звезд с углом $\alpha \sim 0-20^\circ$ (рис. 2), где α — угол между направлением силовых линий и плоскостью экватора вращения. Это свойство магнитных звезд заметил Preston (1967a; b). Наши результаты по этой проблеме опубликованы в Glagolevskij (2016c; 2017a). Процесс потери момента вращения с участием магнитного поля в течение фазы АВ, по-видимому, ограничивается началом нестационарной фазы. Расчеты показывают, что рассматриваемый механизм способен изменить момент вращения протозвездного облака на несколько порядков величины за время 10^6 лет (Mouschovias and Paleologou 1979). Механизм потери момента вращения в дальнейших фазах эволюции не эффективен. Факт потери момента вращения протозвездного облака в фазе АВ говорит о том, что предполагаемое негомологичное и анизотропное сжатие протозвездного облака не влияет на процесс потери момента вращения, составляющая полоидального поля B_0 сохраняется.

Попутно сделаем замечание о потере момента вращения «родственных» Am-протозвезд. Среди магнитных звезд наблюдается дефицит тесных двойных (Abt and Snowden 1973, Glagolevskij 2017b), тогда как среди Am-звезд практически все они тесные двойные. Отсюда делается вывод, что наиболее вероятный способ потери момента вращения Am-звезд — торможение путем приливных взаимодействий (Abt 1965a). Мы также придерживаемся этой точки зрения. Среди медленных ротаторов немагнитных HgMn-звезд количество тесных двойных нормальное. Поэтому предполагается, что они произошли из «медленного» конца первоначального распределения скоростей вращения.

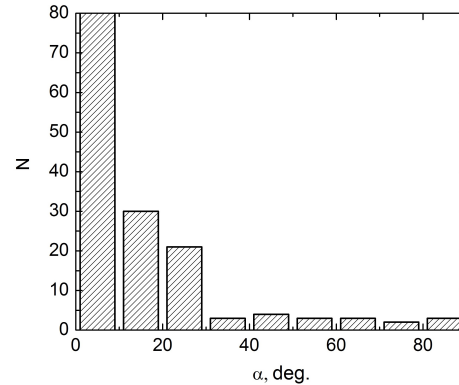


Рис. 2. Распределение магнитных звезд по углу наклона α к плоскости экватора вращения.

A3) Ориентация диполей

Избирательный по отношению к углу α механизм потери момента вращения приводит к тому, что число звезд с малым наклоном $\alpha \approx 0-20^\circ$ (рис. 2) магнитного поля к плоскости экватора вращения существенно преобладает. Таким образом, этот способ одновременно «отсортировывает» объекты с полоидальным магнитным полем и «отбраковывает» сложные неполюидальные структуры. В диапазоне углов $\alpha = 0-20^\circ$ приходится 3.6 звезд на 1° , в то время как в диапазоне $\alpha = 20-90^\circ$ всего 0.5 ($3.6/0.5 = 7.2$). При равномерном распределении углов α соотношения равнялись бы как 5.9 и 3.2 ($5.9/3.2 = 1.8$). Поскольку потеря момента вращения произошла преимущественно у тех протозвездных облаков, у которых силовые линии ориентированы вдоль плоскости экватора вращения, то это частично объясняет такое хорошо знакомое и ранее непонятное свойство магнитных звезд, как 10% доля их среди нормальных немагнитных звезд. Кроме того, сюда добавляются объекты с малой начальной скоростью вращения. Только порядка 10% магнитных протозвезд и звезд удается «пробиться» через барьер по углу α и скорости вращения V_c (см. далее).

A4) Степень потери момента вращения протозвездного облака

Естественно предположить, что степень «магнитного торможения» зависит в первую очередь от величины магнитного поля. Искомая зависимость для магнитных звезд малой массы (Si+SrCrEu) типа приведена на рис. За из работы Glagolevskij (2016c). Очевиден рост периода вращения звезд $\lg P$ при увеличении среднего поверхностного поля вплоть до $B_s = 5 \text{ кГс}$. Неожиданным является наличие максимума, после которого происходит

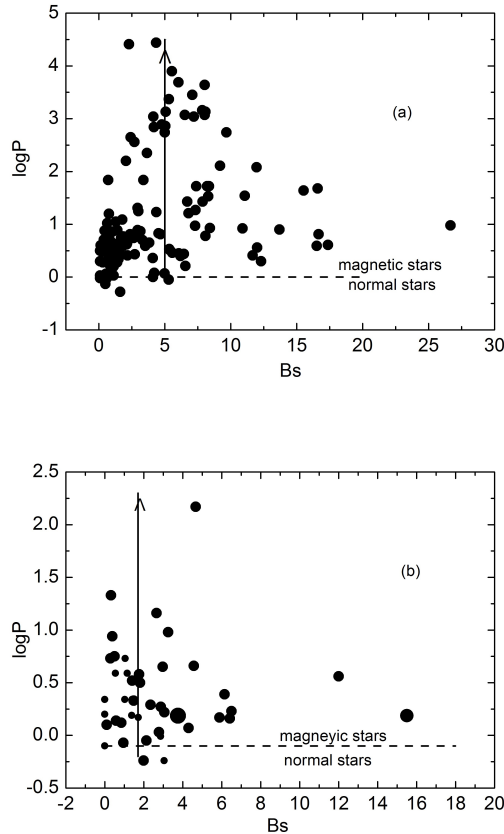


Рис. 3. Зависимость периода вращения P магнитных звезд от среднего поверхностного магнитного поля B_s . а) SrCrEu-звезды, б) He-r+He-w-звезды.

падение зависимости. Этот факт следует понимать таким образом, что при величинах магнитного поля у протозвезды, соответствующего звездному полю $B_s \geq 5$ кГс, эффективность торможения протозвездного облака уменьшается обратно пропорционально B_s . Как это связано с обсуждаемым механизмом «магнитного торможения» (Mouschovias and Paleologou 1979), пока неясно. Такая же зависимость для звезд большой массы (He-r+He-w) типов приведена на рис. 3б. В этом случае максимум зависимости приходится на $B_s = 2$ кГс. Из этих двух примеров следует, что степень потери момента вращения зависит также от массы протозвездного облака. У маломассивных звезд величина среднего поверхностного магнитного поля больше, чем у массивных звезд с гелиевыми аномалиями (рис. 4) (Glagolevskij 2016c).

Подробнее. Магнитные звезды He-r+He-w, Si и SrCrEu-типов пекулярности имеют средние массы $M = 3-6M_\odot$, $2-4M_\odot$ и $1.5-3M_\odot$ соответственно, кроме того, они занимают диапазон периодов вращения $\lg P = 0-1.5$, $0-3.5$ и $0-4.5$ дней

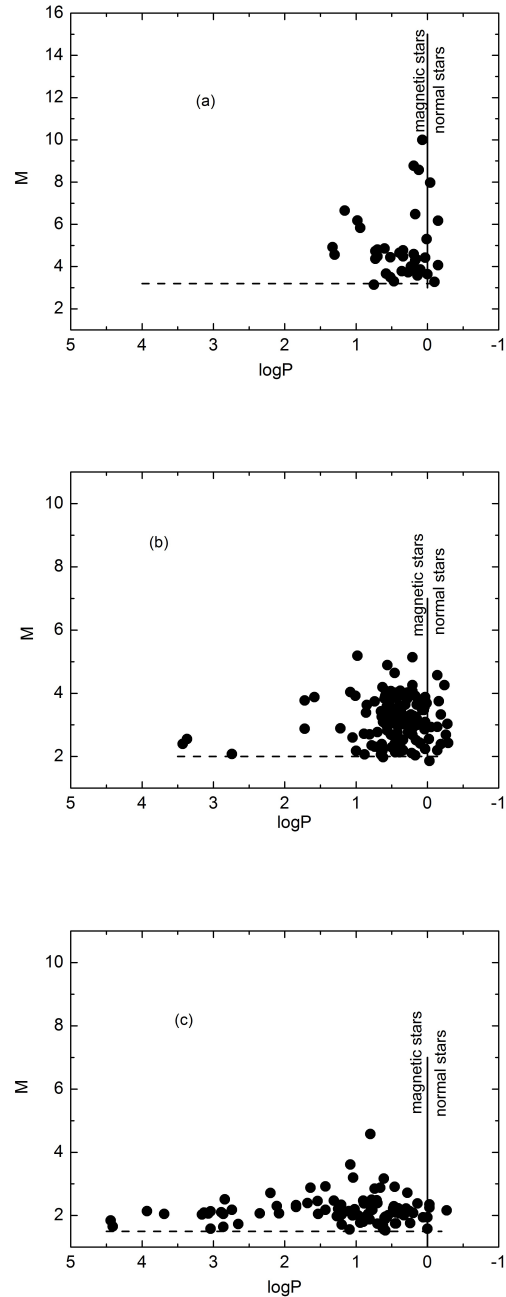


Рис. 4. Распределение масса—период вращения магнитных звезд. а) He-r+He-w-звезды, б) Si-звезды, в) SrCrEu-звезды.

(Glagolevskij 2016c). Максимальные периоды вращения соответственно равны $P = 20$ дней, 7 лет и около 70 лет. Из этих данных мы видим, что величина максимального периода вращения обратно пропорциональна массе звезды (рис. 5). Существует также прямая зависимость периода вращения от возраста, так как средний возраст указанных типов звезд соответственно равен 5×10^7 , 2×10^8

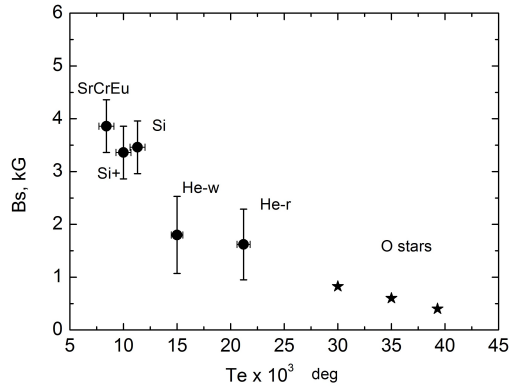


Рис. 5. Средние поверхностные величины магнитного поля B_s у звезд разных типов пекулярности. Звездочки — объекты O-типа.

и 6×10^8 лет. Эти замечания важны для усовершенствования теории «магнитного торможения». Разброс точек на приведенных зависимостях частично происходит вследствие влияния начальной скорости вращения протозвездного облака, которая неизвестна.

Таким образом, на потерю момента вращения магнитного протозвездного облака на рис. 3а,в влияют следующие факторы: 1) сложная зависимость от величины магнитного поля, 2) зависимость от массы родительской протозвезды, 3) возможно, зависимость от возраста (степень потери момента вращения у маломассивных звезд больше потому, что они дольше эволюционируют), 4) величина момента вращения зависит от начальной скорости вращения, 5) степень потери момента вращения зависит от величины угла α .

Экстремально медленные ротаторы не обладают самыми сильными полями и не имеют самые малые массы, для того, чтобы объяснить их многолетнее вращение. Поэтому предполагаем, что они происходят из самой медленной части начального распределения. Тогда два фактора — почти нулевая начальная скорость вращения и наибольшая эффективность торможения при $B_s \sim 5$ кГс приводят к экстремально медленному вращению. Небольшое количество экстремально медленных ротаторов сильно искажает изучаемые зависимости от периода вращения. Этот эффект при построении зависимостей практически оказывается незаметным, если использовать звезды с $P \leq 50^d - 100^d$. Таким образом, мы наблюдаем сложное переплетение взаимозависимых свойств.

A5) Стабильность магнитных структур

Обнаружение изменений структур магнитного поля со временем могло бы указывать на наличие

движения масс внутри протозвезд и звезд, например, таких, как меридиональная циркуляция, дифференциальное вращение, турбулентия и другие. Поэтому обращаем внимание на четкость зависимости $N(\alpha)$ для магнитных звезд на рис. 2. Это значит, что она как сформировалась в фазе АВ, так без изменений сохранилась до настоящего времени. Таким образом, нет признаков того, что внутри магнитных протозвезд в течение эволюции действовали какие-либо значительные дестабилизирующие процессы, которые изменили бы структуры магнитного поля, и, как следствие, распределение углов α (кроме конвективного ядра). Наличие небольшого количества звезд, имеющих $\alpha = 20-90^\circ$, можно объяснить только несущественным влиянием дестабилизирующих факторов, а также тем, что некоторое количество протозвезд изначально имело малую скорость вращения и не подвергалось процессу торможения. Дополнительным признаком стабильности магнитных конфигураций является тот факт, что существует значительное число звезд во всем диапазоне возрастов со структурой поля, соответствующей центральному диполю (таблица 1). Естественно предположить, что крупномасштабные движения внутри протозвезд скорее могут привести от дипольных конфигураций к сложным, чем от сложных к простым дипольным. Одновременно отметим, что этими двумя примерами отвергается возможность существования меридиональной циркуляции, которая тоже могла бы искажать магнитные структуры (Mestel and Moss 1977, Moss 1974). Все эти данные приводят к выводу о твердотельности вращения медленных магнитных родительских протозвезд и, затем, звезд Главной последовательности, и стабильности их внутренних структур (Glagolevskij and Nazarenko 2019). По аналогии с магнитными объектами, предполагаем такое же свойство у Am-звезд. Таким образом объясняются 5-й и 6-й пункты основных свойств магнитных звезд. На поверхности звезд имеет место только слабая микротурбулентия, которая полностью подавляется при магнитном поле $B_s \geq 4 - 5$ кГс (Glagolevskij and Nazarenko 2019), но, очевидно, существует у Am-звезд.

A6) Граница перехода между нормальными и магнитными (а также Am) звездами

На ранних стадиях эволюции происходит приобретение многих свойств магнитными (и Am) звездами, отличающих их от нормальных объектов (Glagolevskij 2014b). Например, из рис. 4 и рис. 6 (Glagolevskij 2020b) видно, что магнитные звезды имеют минимальный период вращения $P = 1^d$, причем эта граница достаточно резкая. Это означает, что если $P \leq 1^d$, то звезда перестает быть магнитной. Мы всегда придерживались

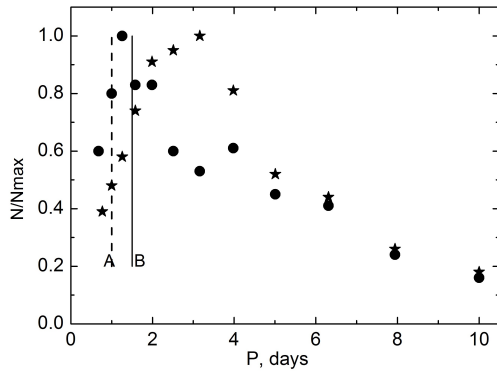


Рис. 6. Распределение магнитных звезд по величинам периода вращения. Круги — SrCrEu-звезды, звездочки — He-g+He-w-звезды.

мнения (Glagolevskij 1988; 2015b; 2016b; 2017a), что это происходит вследствие возникновения дифференциального вращения у быстрых ротаторов, которое закручивает магнитные силовые линии в «невидимую» тороидальную форму (другие предположения нам неизвестны). В магнитных протозвездных облаках возникает состояние, близкое к однородному вращению (как и у вообще у SR-звезд). Это означает, что для возникновения дифференциального вращения необходимо единственное условие — превышение некоторой критической скорости вращения магнитной протозвезды V_c , которая на стадии звезд соответствует $P = 1^d$. Тороидальное поле стремится утонуть вглубь звезды (Mestel and Moss 1977). Такая форма магнитного поля не обнаруживается у звезд современными методами. Попутно делаем еще одно важное замечание — у большого количества быстро вращающихся «нормальных» звезд, сформированных из намагниченных протозвездных облаков, сохраняется тороидальное магнитное поле внутри, которое может быть достаточно сильным. Если протозвезда не магнитная, но имеет скорость вращения меньше критической, она становится немагнитной SR-звездой типа Am, HgMn, λ Boo и др. Существование таких звезд показывает, что не все протозвездные облака магнитные. Только 10% магнитных звезд удается «пробиться» через барьер по скорости вращения и углу α . Как известно, доля немагнитных SR-звезд примерно такая же. Уже в работе Abt and Morrell (1995) отмечалась принципиальная роль эффекта вращения в эволюции магнитных звезд.

Рассмотрим зависимость рис. 7а, построенную по данным Abt and Morrell (1995) для магнитных Ar (круги) и немагнитных (звездочки) Am-звезд. Вертикальная линия соответствует $P \approx 1^d$. Видно,

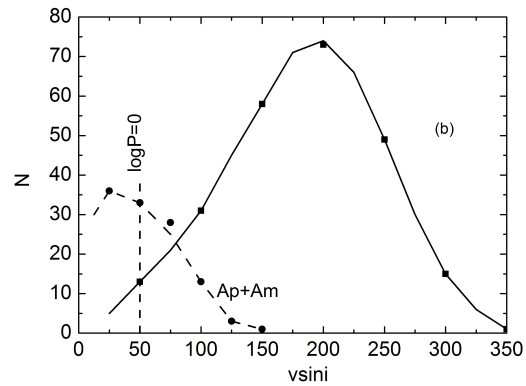
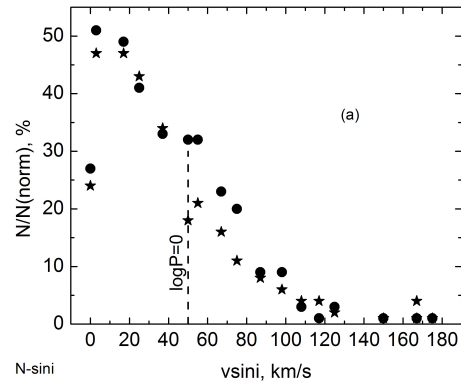


Рис. 7. а) Распределение магнитных Ar-звезд и металлических Am-звезд по величинам скорости вращения $v \sin i$. Круги — Ar-объекты, звездочки — Am-объекты. б) Распределение (Ar+Am) звезд (штриховая линия) и нормальных звезд (сплошная линия) по $v \sin i$.

что зависимости у данных химически пекулярных объектов одинаковые. Отсюда вытекает важнейший вывод о том, что разделение нормальных звезд и (Ar+Am) объектов зависит только от скорости вращения (попутно заметим, что такие же распределения имеют другие немагнитные Ar-звезды, такие как HgMn, λ Boo).

На рис. 7б приведены зависимости числа звезд N от $v \sin i$ для (Ar+Am) и нормальных звезд. Вертикальная линия соответствует $P \sim 1^d$. Выше мы показали, что степень потери момента вращения магнитных протозвезд на ранних стадиях эволюции зависит не только от величины магнитного поля, но и от начальной скорости их вращения. Очевидно, что самые медленные ротаторы происходят от протозвезд, принадлежащих самой медленной части начального распределения. К сожалению, мы не можем изучить такую зависимость, так как не знаем начальные скорости вращения конкретных протозвезд, но можем только предполагать, что она

должна заметно влиять на периоды вращения P , создавая заметный разброс точек на зависимости рис. 3.

Резюмируя сказанное выше, получаем, что в фазе эволюции А–В магнитная протозвезда приобретает основные свойства 1–5.

В) Фаза появления ядра — В–С (Schulz 2005)

Когда увеличиваются гравитационные силы, развивается плотное ядро, магнитное поле в нем усиливается, но дальнейшее сжатие происходит крайне негомологично, т.е. центральное ядро сжимается быстрее, оно становится плотнее и на него происходит уже аккреция. Вокруг ядра возникает аккреционный ударный фронт. Это обстоятельство исключает возможность «магнитной» потери момента вращения ядра в этот период. Но в ядре создаются условия, достаточно стабильные, при которых должна сохраниться структура магнитного поля, заложенная в фазе АВ, вплоть до будущей магнитной звезды. В результате потери момента вращения в фазе АВ ядро медленно вращается. Это достаточно стабильное образование размером в несколько астрономических единиц. Магнитные структуры продолжают сжиматься вместе с ядром. Очевидно, ничего существенного в этой фазе с состоянием магнитного ядра не происходит. Магнитная структура здесь сохраняется.

С) Фаза неустойчивости в нижней части вертикального трека — С–D

Дальнейшие расчеты показывают, что в этой фазе происходит второй коллапс протозвезды (Schulz 2005). Несколько циклов сжатия возникают вследствие ионизации He и легких элементов. Масса ядра составляет примерно $0.01 M_{\odot}$. Протозвезда по-прежнему эволюционирует вдоль вертикального трека. В работах Dudorov (1990), Moss (2004) предполагается, что в нестационарной фазе протозвездное облако приобретает сложную структуру, она выглядит как слои, волокна, оболочки, течения, струи, области за ударными и ионизационными фронтами. Очевидно, что потеря момента вращения при таких условиях не могла бы произойти, но в ядре продолжает эволюционировать, сжиматься, полоидальная структура, заложенная в предыдущих фазах. Тем не менее, факт обнаружения в фазе НАеВе протозвезд только со слабыми магнитными полями показывает, что в период неустойчивости магнитные силовые линии протозвезды частично закручиваются, поле ослабляется, создаются сложные конфигурации, но все еще сохраняется основная, полоидальная составляющая магнитного поля B_0 .

Moss (1989; 2001) предполагает, что турбулентность уменьшает характерные размеры магнитных структур с последующим разрушением вследствие неустойчивости. Поле закручивается в жгуты, которые сопротивляются дальнейшему искажению и распаду поля. Очевидно, влияние неустойчивости вместе амбиполярной диффузией обеспечивают небольшой уровень наблюдаемых магнитных полей у звезд НАеВе.

Рассматриваемая фаза неустойчивости остается недостаточно разработанной, но, повторяем, в условиях неустойчивости не могут возникнуть процессы потери момента вращения протозвезды и сформироваться полоидальное магнитное поле. Фаза АВ остается единственной, в которой условия формирования основных свойств магнитных звезд наиболее подходят для этого.

Исходя из сказанного, делаем вывод, что в нестационарной фазе С не происходит коррекция основной дипольной структуры магнитного поля, наклона α , но происходит ослабление магнитного поля, как это видно на примере звезд НАеВе (см. п. D). Итак, в магнитной протозвезде в фазе С происходит формирование мелкомасштабной фракции магнитных структур из-за перемешивания силовых линий и общее ослабление поля. На формирование немагнитных СР-звезд рассматриваемая фаза не влияет.

D) Аккреционная фаза D (горизонтальная ветвь эволюционного трека)

Это стадия Ae/Be Хербига, в которой звезда окружена сильным аккреционным диском. В точке D начинается отсчет возраста звезды $t = 0$. Конвективное ядро разрушает внутреннюю полоидальную структуру магнитного поля, но окружающая его область остается без изменений вследствие стабильности, в соответствии с формулами (1) и (2). Молодые звезды с $M \geq 2M_{\odot}$, к которым относятся магнитные и немагнитные объекты, оказываются с лучистым переносом энергии, без конвекции (Schulz 2005). С момента $t = 0$ в молодой магнитной звезде начинает формироваться дипольная структура магнитного поля в результате действия двух основных факторов — постепенного омического затухания и натяжения силовых линий, описываемых формулами (1) и (2). Расчеты, сделанные Bodenheimer and Black (1978, перевод 1982, т. 1, стр. 328), дают приблизительное представление о возрасте звезд, выходящих на ZAMS (таблица 2). Это время отводится для релаксации и формирования магнитных структур.

В молодой звезде, очевидно, сохраняется равнодействующая, соответствующая начальной реликтовой ориентации B_0 . Полный вектор магнитного

Таблица 2. Возраст звезд с разными радиусами на ZAMS

| Радиус, R_{\odot} | Время t , yrs |
|---------------------|-------------------|
| 2 | 1.2×10^6 |
| 3.0 | 4.3×10^5 |
| 4.5 | 10^5 |
| 5.7 | 3×10^4 |

поля молодой звезды $B = B_0 + \sum B_i$, где B_i — поля отдельных мелких неоднородностей. Роль мелкомасштабной фракции проявляется в том, что вследствие постепенного омического затухания и натяжения силовых линий полоидальное магнитное поле B_0 растет постоянно (Glagolevskij 2015b), а $\sum B_i$ уменьшается. Согласно Cowling (1953, Chapter 8), вследствие омической диссипации магнитные структуры исчезают за время

$$t = 4\pi\sigma R^2, \quad (1)$$

где σ — электропроводность, а R — характерный размер неоднородности магнитного поля. Кроме омической диссипации магнитное поле упрощается вследствие натяжения силовых линий с силой

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

где H — напряженность магнитного поля, A — поперечное сечение силовой трубки. Например, на Солнце поверхностная структура магнитного поля сложна, но отчетливо проявляется дипольная составляющая. Плотность тока при тех размерах звезд, которые наблюдаются, исключительно мала, джоулев нагрев пренебрежимо мал и не может быть измерен. По нашему мнению описанные свойства быстрого исчезновения мелких магнитных структур, а также результат действия натяжения силовых линий магнитных полей являются одними из фундаментальных свойств в эволюции магнитных звезд. Это значит, что любые конфигурации, меньшие по масштабу, чем основные полоидальные, исчезают со временем в первую очередь, остается только основная, которая хорошо описывается магнитным диполем. Наличие сложных, несимметричных наблюдаемых структур (таблица 1) показывает, что в течение времени жизни на ГП они не успевают стать простыми. Длительность релаксации происходит у звезд разных радиусов одинаково вследствие высокой проводимости σ , если распределение неоднородностей подобно. На сформировавшуюся молодую звезду происходит падение оставшейся оболочки, вследствие чего в пограничной зоне возникает аккреционный ударный фронт, который не позволяет магнитным силовым линиям молодой звезды выйти наружу. Наблюдения показывают, что в стадии

НАеВе нет звезд с сильными магнитными полями, полоидальная составляющая магнитного поля слабая (Glagolevskij and Chountonov 1997; 2001, Glagolevskij and Chuntonov 1998). После повышения точности измерений впервые слабые магнитные поля порядка сотен Гаусс у звезд НАеВе были измерены в работе Wade et al. (2007). Слабые поля у звезд НАеВе были также обнаружены в целом ряде других работ Alecian et al. (2013), Catala et al. (2007), Donati et al. (1997), Hubrig et al. (2011; 2007; 2010; 2004; 2006), Wade et al. (2007; 2005). Среди звезд НАеВе, в соответствии с самыми точными измерениями, продольное поле отдельных звезд оказалось не более 100–300 Гс (Alecian et al. 2009). В работе Wade et al. (2007) отмечается, что слабые магнитные поля встречаются у 10% звезд НАеВе, что согласуется с частотой встречаемости магнитных звезд. Таким образом, очевидно, что они являются предшественниками магнитных звезд Главной последовательности. Темп релаксации магнитных полей таков, что у некоторых звезд НАеВе, например HD 200775 и V 380 Ori, дипольные магнитные структуры успевают сформироваться еще до выхода на ZAMS (Alecian et al. 2008; 2009). По этим данным в работах Glagolevskij (2012; 2014c) были определены модели магнитных структур. Оказалось, что у них магнитные диполи ориентированы в плоскости экватора вращения, что типично для магнитных звезд. Это значит, что не медленная меридиональная циркуляция ориентирует поле молодой звезды, а избирательный механизм, описанный выше (Mouschovias and Paleologou 1979). Таким образом, некоторые звезды, вышедшие на ZAMS и начинающие свою эволюцию на ГП, уже обладают преимущественной ориентацией магнитных диполей $\alpha = 0-20^\circ$, как и все магнитные звезды (рис. 2) (Glagolevskij 2016a). Слабость магнитных полей звезд НАеВе подтверждает действие в прошлом амбиполярной диффузии и нестабильной фазы C, в которой магнитные силовые линии запутываются, а полоидальная составляющая поля значительно ослабляется. Радиус звезды от линии рождения до ZAMS изменяется только в два раза (Stahler 1983), поэтому слабость поля только этим фактором объяснить нельзя. Оно действительно слабое. «Магнитное торможение» в фазе НАеВе невозможно вследствие слабого запутанного поля молодой звезды и наличия нестационарной оболочки. После выхода звезды на ZAMS и прекращения аккреции магнитное поле продолжает расти в результате релаксации мелкомасштабных структур, а также в результате исчезновения нестабильности на поверхности, нарушающей поверхностную структуру магнитного поля и экранирующей внутренние области. Обнажается фотосфера звезды с разившимся сильным дипольным

магнитным полем, которое можно измерить после выхода звезды на ZAMS (рис. 8а) (Glagolevskij 2013; 2014a; 2020b). Время релаксации достаточно велико (таблица 2). После ZAMS магнитное поле растет вплоть до достижения относительного радиуса $R/R_z \approx 1.05$ (относительный радиус звезды, R_z — ее радиус на ZAMS). Важный момент состоит в том, что быстрый рост магнитного поля скорее соответствует внезапному раскрытию намагниченной области, чем постепенной релаксации. Если это так, то слабость магнитных полей в звездах НАеВе частично может быть вызвана экранированием, а не действительной слабостью. Для решения этой проблемы необходимо уточнить зависимость на рис. 8а, проведя работы по дополнительному определению значительного количества величин среднего поверхностного магнитного поля B_s , что мало вероятно осуществить в ближайшем будущем. После преодоления максимальной величины поле начинает уменьшаться вследствие преобладания эффекта эволюционного роста радиуса. Если исключить влияние этого фактора, то получаем изменение среднего поверхностного магнитного поля, представленное на рис. 8б. После резкого подъема магнитное поле остается практически постоянным вплоть до $R/R_z \approx 1.7$, после чего оно изменяется в результате внутренней перестройки звезды и изменения радиуса, которое происходит в пределах $\Delta R/R_z \approx 1.7-2.2$.

Несколько замечаний. Перед выходом на ГП в звезде вследствие хаотических направлений мелких магнитных структур среднее поле их равно $\Sigma B_i = 0$. Это приводит к тому, что на зеэмановское расщепление спектральных линий от основного полоидального поля налагаются эффекты от мелких неоднородностей, которые уширяют спектральные линии, уменьшая точность измерений. Относительно крупные магнитные фрагменты не успевают исчезнуть в течение всей жизни на ГП и наблюдаются у ряда звезд (Kochukhov et al. 2004).

Штриховая линия на рис. 8а показывает степенную зависимость (пропорционально примерно $1/R^2$) этого уменьшения. Из этого следует, что структура магнитного поля отличается от теоретического магнитного диполя, при котором эта зависимость была бы кубической. Наблюдения показывают (Glagolevskij 2016a), что распределение звезд вдоль эволюционного трека испытывает максимум после примерно 30% времени жизни звезд на Главной последовательности. В то же время максимум магнитного поля B_s на рис. 8а происходит после 15% времени жизни. Различия положения максимумов на зависимостях представляет собой проблему.

Итак, процесс потери момента вращения мало вероятен в фазе D. Не происходит также коррекция основной полоидальной структуры магнитного

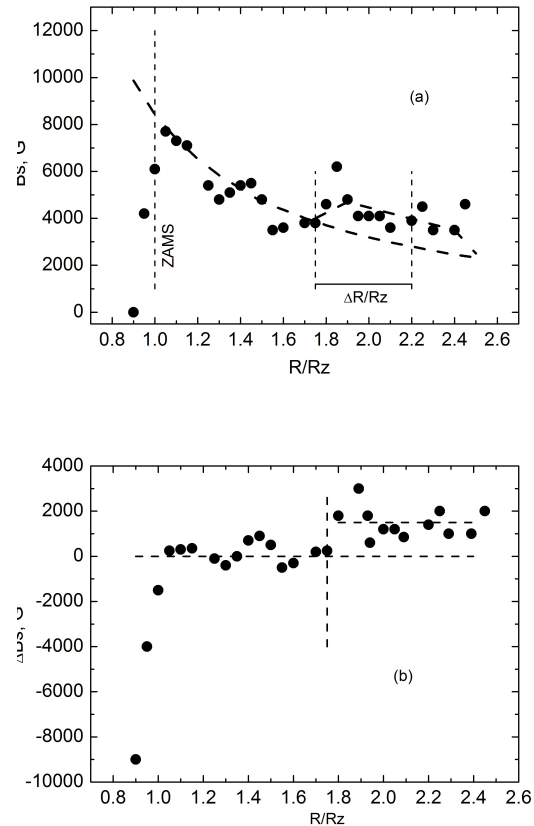


Рис. 8. Изменение среднего поверхностного магнитного поля при эволюционном движении звезд поперек полосы Главной последовательности. а) измеренное магнитное поле, б) то же после вычитания влияния эволюционного роста радиуса (R/R_z — относительный радиус звезды, R_z — ее радиус на ZAMS).

поля в молодой звезде и наклона α , но происходит релаксация магнитного поля, приводящая к структуре магнитного поля в звезде подобной дипольной.

3. ПОВЕДЕНИЕ МАГНИТНОЙ ЗВЕЗДЫ НА ZAMS

Маломассивные звезды (Si, SrCrEu) раскрываются еще до выхода на ГП, они эволюционируют медленно сжимаясь (Bertout and Yorke 1978, Palla and Stahler 1993). Магнитное поле в молодой звезде увеличивается еще до выхода на ZAMS из-за релаксации и уменьшения радиуса (радиус уменьшается после линии рождения до ZAMS примерно в 2 раза). Только отдельные экземпляры, такие как HD 200775 и V 380 Ori, появляются раньше. По-видимому, только в момент выхода на ZAMS внешние нестабильные слои исчезают, а внутренние намагниченные слои становятся видимыми. В течение фазы НАеВе у некоторых звезд перед выходом

на ZAMS дипольное магнитное поле уже сформировалось в достаточной степени для надежных измерений (Glagolevskij 2015a; 2016a). К моменту выхода звезды на ZAMS аккреция прекращается, нестационарные слои исчезают, открываются верхние слои фотосферы, открываются намагниченные слои, в которых происходит релаксация магнитного поля, магнитное поле растет (рис. 8a). Вследствие достаточной стабильности атмосфер медленных ротаторов начинают появляться химические аномалии (Glagolevskij 2018; 2019), управляемые магнитным полем. Диффузия химических элементов в немагнитных звездах происходит без участия магнитного поля. В этом заключается различие химсостава. В магнитных звездах диффузия ионов возможна только вдоль силовых линий. В пределах $\Delta R/Rz = 1.75-2.2$ наступает внутренняя перестройка, которая влияет на величину магнитного поля.

У массивных (He-г)-звезд горение водорода начинается до прекращения аккреции (Bertout and Yorke 1978, Palla and Stahler 1993). Звезда уже на ZAMS, но еще не видна. Это значит, что наблюдаемые массивные магнитные звезды уже отошли от ZAMS и радиус у них увеличивается. Но в работе Glagolevskij (2020a) показано, что магнитное поле растет в момент выхода на ZAMS, так же быстро, как и у маломассивных объектов. Таким образом, фотосферы (He-г)-звезд уже видны в этот момент. В этой же работе показано, что одновременно с появлением магнитного поля начинает расти гелиевая аномалия.

В работах Glagolevskij (1996), Shevchenko (1989) рассматриваются так называемые Post-NAeBe-звезды, находящиеся вблизи ZAMS. Они имеют характеристики CP-звезд, поэтому, вероятно, они магнитные. Эти звезды имеют слабую оболочку и обладают ИК-избытками, незначительная аккреция на них все еще продолжается.

4. РАЗЛИЧИЕ ЭВОЛЮЦИОННОГО ПУТИ МЕЖДУ МАГНИТНЫМИ AP И НЕМАГНИТНЫМИ Am-ЗВЕЗДАМИ

Эти звезды различны по ряду свойств, в первую очередь по особенностям химсостава и отсутствию магнитного поля у Am-объектов. Вместе с тем между ними существует важное сходство: те и другие являются медленными ротаторами. Am-звезды имеют такие же температуры (массы), как магнитные звезды (SrCrEu) типа, у них одинаковое распределение по возрастам (рис. 9). На рис. 7 приведены распределения Ap+Am и нормальных звезд по величине скорости вращения $v \sin i$, построенного по данным (Abt and Morrell 1995, Glagolevskij 2017b). Важнейший вывод из этих зависимостей состоит в том, что распределения магнитных и

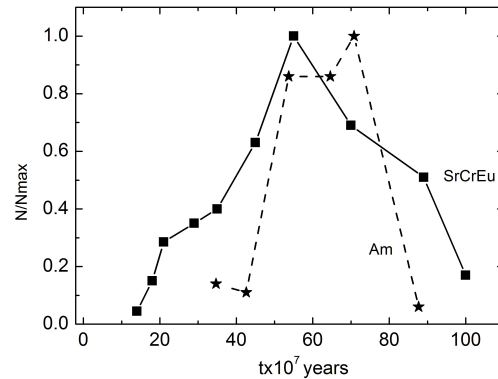


Рис. 9. Распределение магнитных (сплошная линия) и Am-звезд (штриховая линия) по возрастам

немагнитных Am-звезд по $v \sin i$ одинаковы и они резко отличаются от распределения нормальных звезд. Количественное соотношение между ними составляет 1:10. Это значит, что магнитное поле не влияет на отделение обсуждаемых звезд от нормальных, причина кроется только в их медленном вращении. Разделение с нормальными объектами происходит после потери момента вращения протозвездного облака в фазе АВ. Из этого следует основной вывод: Am-звездами становятся медленные немагнитные ротаторы. В отличие от магнитных протозвезд Am-объекты теряют момент вращения другим способом, а именно путем приливного взаимодействия с тесным компонентом (см. п. А1), потому что в отличие от Ap-звезд Am-объекты практически все тесные двойные (Abt 1961; 1965b). Тесные пары возникают при условии, что удельный угловой момент протозвездного облака (Bodenheimer 1981, Tutukov 1983)

$$l \geq 10^{20} (M/M_{\odot})^{-23} \text{ см/с} \quad (3)$$

Процесс потери момента вращения с участием магнитного поля, по-видимому, ограничивается началом нестационарной фазы. Что касается Am-объектов, то потеря момента вращения путем приливных взаимодействий, вероятно, могла происходить также в стадии NAeBe.

Принципиальная роль медленного вращения в формировании магнитных и других химически peculiar звезд отмечена в (Abt and Morrell 1995). Очевидно, что медленное вращение магнитных и немагнитных медленных ротаторов приводит стабильности атмосфер этих звезд, в результате чего возникают условия для диффузии химических элементов, приводящей к аномальному химсоставу. Диффузия химических элементов происходит под управлением магнитного поля в случае Ap-звезд и

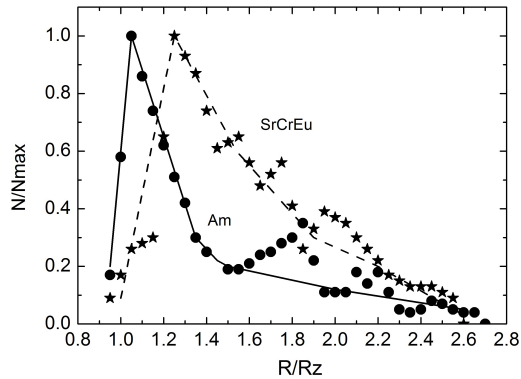


Рис. 10. Распределение магнитных звезд Si и SrCrEu типов (сплошная линия) и Am-звезд (штриховая линия) поперек полосы ГП.

без влияния такового во втором случае. Периоды вращения Am-звезд неизвестны, но принимая во внимание сходство зависимостей Ar и Am-звезд на рис. 6 предполагаем, что Am-объекты отделяются от нормальных тоже на $P = 1^d$. Интересный факт виден на рис. 10, где представлены распределения Ar и Am-звезд поперек полосы Главной последовательности. По сравнению с Ar-звездами металлические формируются после выхода на ZAMS гораздо быстрее. В магнитных звездах диффузия химических элементов затруднена, так как движение ионов возможно только вдоль силовых линий. Химический состав магнитных звезд формируется медленно. Различие особенностей химсостава связано с участием магнитного поля у магнитных звезд.

В связи со сказанным возникает интерес к тому, что наблюдаются тесные пары Am+Am, Am+нормальная звезда, Am+Ar. Особенно интересен последний вариант. Трудно представить себе происхождение из намагниченного облака Am-объекта без магнитного поля. Пока неясно, почему Am-объекты, в отличие от Ar-звезд, занимают узкий диапазон масс. Предполагается, что условия происхождения тесных двойных слишком сильно зависят от массы (3).

5. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Итак, коротко, наше предварительное представление о происхождении и формировании магнитных звезд в настоящее время заключается в следующем:

1) Большое разнообразие величин магнитного поля и плотностей в родительских протозвездных облаках приводит к большому разнообразию величин и структур магнитных полей в Ar-звездах.

В процессе коллапса происходит сжатие силовых линий магнитного поля вместе с протозвездным облаком. Общий вектор магнитного поля в протозвезде соответствует полоидальной составляющей, который сохраняется в течение всех фаз эволюции и который в фазе звезды описывается магнитным диполем. Нет оснований предполагать, что наблюдаемые крупномасштабные структуры, ориентированные вдоль экватора вращения, могли сформироваться в более поздних фазах, чем АВ.

2) Основные свои свойства магнитные звезды приобрели в фазе первоначального коллапса. В этот период магнитная протозвезда потеряла момент вращения посредством передачи его окружающим областям через магнитные силовые линии посредством механизма, описанного в Mouschovias and Paleologou (1979). Степень потери момента вращения протозвезды сложным образом зависит от величины магнитного поля, потеря момента тем сильнее, чем меньше масса родительской протозвезды, степень потери момента вращения у мало массивных протозвезд больше вследствие большего возраста, величина конечного момента вращения зависит от начальной скорости вращения, процесс потери момента эффективнее в случае, если магнитное поле направлено параллельно плоскости вращения. В результате наблюдается избыток магнитных звезд с наклоном магнитных полей по отношению к экватору вращения в диапазоне $\alpha = 0^\circ - 20^\circ$. Четкий максимум распределения по углу α , а также значительное количество звезд с центральным диполем, служит признаком того, что в процессе эволюции не происходит существенная деформация магнитных структур.

3) Вследствие вмороженности магнитных силовых линий в период нестабильной фазы коллапса происходит запутывание и ослабление магнитного поля протозвезды. Благодаря этому фактору и действию амбиполярной диффузии общий магнитный начальный поток значительно ослабляется. Ситуация в этой фазе пока недостаточно ясна.

4) Потеря момента вращения протозвездных облаков приводит к условиям, при которых дифференциальное вращение и другие нестабильности прекращаются. В облаках, не преодолевших границу скорости вращения V_c , происходит «закручивание» силовых линий в ненаблюдаемую тороидальную форму, которые затем тонут в глубину протозвезды. В результате такого процесса значительное количество «нормальных» звезд, имеют сильное тороидальное магнитное поле внутри. Медленное вращение приводит также к остановке меридиональной циркуляции. Вековая стабильность структур магнитного поля означает «твердость» вращения магнитных звезд. Твердотельное вращение магнитных и, по-анalogии, Am-звезд является одним из фундаментальных свойств CP объектов.

Граница разделения CP и «нормальных» звезд соответствует в звездной стадии периоду вращения $P = 1^d$. На поверхности звезд имеет место слабая микротурбулентция, которая полностью подавляется при магнитном поле $B_s \geq 4-5$ кГс.

5) Am-звезды возникают из медленно вращающихся не магнитных протозвездных облаков. В отличие от магнитных звезд потеря момента вращения у Am-объектов произошла путем приливных взаимодействий в тесных парах. HgMn, λ Boo и др. Ар-звезды произошли, вероятно, тоже из медленных немагнитных ротаторов.

6) Магнитные структуры начинают формироваться в момент возникновения лучистой звезды в аккреционной фазе D. Химически пекулярные магнитные и не магнитные звезды формируются вблизи ZAMS, когда прекращается аккреция и поверхностные слои стабилизируются. Быстрое исчезновение мелких магнитных структур, а также результат действия натяжения силовых линий магнитных полей являются фундаментальными процессами в эволюции магнитных звезд.

7) Магнитное поле участвует в процессе потери момента вращения протозвездных облаков, подавляет микротурбулентцию в магнитных звездах, влияет на степень химических аномалий, управляет распределением химических элементов по поверхности.

8) Малая доля (10%) Am и Ар-звезд показывает, что критическую скорость вращения V_c преодолевает только небольшая часть вращающихся протозвездных облаков. Благоприятные условия для этого существуют для тех будущих Ар-звезд, у которых 1) угол $\alpha \approx 0^\circ-20^\circ$, 2) если начальные скорости вращения родительских протозвезд достаточно низкие, 3) нестабильная фаза C умеренная. Благоприятные условия для Am-звезд происходят, если 1) начальные скорости вращения достаточно низкие, 2) параметры тесных двойных у Am-звезд удовлетворяют условиям торможения.

9) Am-звезды занимают узкий диапазон масс, по сравнению с Ар-объектами. Предполагается, что это происходит вследствие очень сильной зависимости условий формирования тесных двойных систем от массы (3).

10) Наблюдаемые крупномасштабные магнитные структуры, вследствие высокой электропроводности и стабильности звезды (отсутствие турбулентности, меридиональной циркуляции, дифференциального вращения) теоретически могут сохраняться в течение $t = 10^{10}-10^{11}$ лет, что много больше наблюдаемого максимального возраста магнитных звезд $t = 10^9$ лет. Поэтому общий магнитный поток в течение всего времени жизни звезды остается постоянным. Магнитное поле не надо поддерживать вследствие высокой проводимости плазмы.

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Автор заявляет об отсутствии конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. H. Abt, *Astron. J.* **70**, 277 (1961).
2. H. A. Abt, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **77** (458), 367 (1965a).
3. H. A. Abt, *Astrophys. J. Suppl.* **11**, 429 (1965b).
4. H. A. Abt and N. I. Morrell, *Astrophys. J. Suppl.* **99**, 135 (1995).
5. H. A. Abt and M. S. Snowden, *Astrophys. J. Suppl.* **25**, 137 (1973).
6. E. Alecian, C. Catala, G. A. Wade, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **385** (1), 391 (2008).
7. E. Alecian, G. A. Wade, C. Catala, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **400** (1), 354 (2009).
8. E. Alecian, G. A. Wade, C. Catala, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **429** (2), 1001 (2013).
9. H. W. Babcock, *Astron. J.* **56**, 116 (1951).
10. C. Bertout and H. W. Yorke, in *Protostars and Planets, Proceedings of IAU Colloq. 52*, ed. by T. Gehrels (University of Arizona Press, 1978), p. 648.
11. P. Bodenheimer, in *Fundamental problems in the theory of stellar evolution; Proceedings of the Symposium, Kyoto, Japan, July 22-25, 1980*, ed. by D. Sugimoto, D. Q. Lamb, and D. N. Schramm (Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1981), vol. 93, pp. 5-24.
12. P. Bodenheimer and D. C. Black, in *Protostars and Planets, Proceedings of IAU Colloq. 52*, ed. by T. Gehrels (University of Arizona Press, 1978), p. 288.
13. C. Catala, E. Alecian, J. F. Donati, et al., *Astron. and Astrophys.* **462** (1), 293 (2007).
14. T. G. Cowling, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **105**, 166 (1945).
15. T. G. Cowling, *Solar Electrodynamics* (Chicago, The University of Chicago Press, 1953), p. 532.
16. J. F. Donati, M. Semel, B. D. Carter, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **291** (4), 658 (1997).
17. A. E. Dudorov, *Itogi nauki i tekhniki. Astronomiya* **39**, 77 (1990).
18. E. Gerth and Y. V. Glagolevskij, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **56**, 25 (2003).
19. E. Gerth, Y. V. Glagolevskij, and G. Scholz, in *Stellar Magnetic Fields, Proceedings of the International Conference, held in the Special Astrophysical Observatory, May 13-18, 1996*, ed. by Yu. V. Glagolevskij, I. Romanyuk (SAO RAS, 1997), pp. 67-75.
20. Y. V. Glagolevskij, in *Magnetic Stars, Proceedings of an International Meeting on the Problem: "Physics and Evolution of Stars held in Nizny Arkhyz, October 12-17, 1987*, ed. by Yu. V. Glagolevskij (Leningrad, Nauka, 1988), p. 206.
21. Y. V. Glagolevskij, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **41**, 80 (1996).
22. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **55** (2), 169 (2012).

23. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **56** (2), 173 (2013).
24. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **57** (2), 204 (2014a).
25. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **57** (3), 315 (2014b).
26. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **69** (3), 305 (2014c).
27. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **58** (1), 29 (2015a).
28. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **58** (3), 350 (2015b).
29. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **71** (1), 43 (2016a).
30. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **59** (2), 164 (2016b).
31. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **59** (3), 321 (2016c).
32. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **72** (3), 305 (2017a).
33. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **72** (4), 418 (2017b).
34. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **61** (3), 413 (2018).
35. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **74** (1), 66 (2019).
36. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **75** (2), 139 (2020a).
37. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **63** (3), 376 (2020b).
38. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, in *Stellar Magnetic Fields, Proceedings of the International Conference, held in the Special Astrophysical Observatory, May 13-18, 1996*, ed. by Yu. Glagolevskij, I. Romanyuk (SAO RAS, 1997), pp. 116–121.
39. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **51**, 88 (2001).
40. Y. V. Glagolevskij and G. A. Chountonov, *Bulletin of the Special Astrophysics Observatory* **45**, 105 (1998).
41. Y. V. Glagolevskij and A. F. Nazarenko, *Astrophysics* **62** (4), 491 (2019).
42. S. Hubrig, Z. Mikulášek, J. F. González, et al., *Astron. and Astrophys.* **525**, L4 (2011).
43. S. Hubrig, M. A. Pogodin, R. V. Yudin, et al., *Astron. and Astrophys.* **463** (3), 1039 (2007).
44. S. Hubrig, M. Schöller, I. Savanov, et al., *Astronomische Nachrichten* **331** (4), 361 (2010).
45. S. Hubrig, M. Schöller, and R. V. Yudin, *Astron. and Astrophys.* **428**, L1 (2004).
46. S. Hubrig, R. V. Yudin, M. Schöller, and M. A. Pogodin, *Astron. and Astrophys.* **446** (3), 1089 (2006).
47. O. Kochukhov, S. Bagnulo, G. A. Wade, et al., *Astron. and Astrophys.* **414**, 613 (2004).
48. L. Mestel, in *Magnetic and Related Stars, Proceedings of the AAS-NASA Symposium on the Magnetic and other Peculiar and Metallic-Line A Stars, held at Greenbelt, Maryland, November 8-10, 1965*, ed. by Robert C. Cameron (Baltimore, Mono Book Corporation, 1967) p. 101.
49. L. Mestel and D. L. Moss, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **178**, 27 (1977).
50. L. Mestel and J. Spitzer, L., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **116**, 503 (1956).
51. D. Moss, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **236**, 629 (1989).
52. D. Moss, *ASP Conf. Ser.* **248**, 305 (2001).
53. D. Moss, *IAU Symp.* **224**, 245 (2004).
54. D. L. Moss, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **168**, 61 (1974).
55. T. C. Mouschovias, in *Protostars and Planets, Proceedings of IAU Colloq. 52*, ed. by T. Gehrels (University of Arizona Press, 1978), p. 209.
56. T. C. Mouschovias and E. V. Paleologou, *Astrophys. J.* **230**, 204 (1979).
57. F. Palla and S. W. Stahler, *Astrophys. J.* **418**, 414 (1993).
58. G. W. Preston, *Astrophys. J.* **150**, 547 (1967a).
59. G. W. Preston, in *Magnetic and Related Stars, Proceedings of the AAS-NASA Symposium on the Magnetic and other Peculiar and Metallic-Line A Stars, held at Greenbelt, Maryland, November 8-10, 1965*, ed. by Robert C. Cameron (Baltimore, Mono Book Corporation, 1967), p. 3.
60. D. J. Price, M. R. Bate, and C. L. Dobbs, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series* **36**, 128 (2009).
61. N. S. Schulz, *From Dust To Stars. Studies of the Formation and Early Evolution of Stars* (Berlin, Springer, 2005).
62. V. S. Shevchenko, *Herbig Ae/Be stars* (Tashkent, FAN, 1989).
63. L. Spitzer, *Diffuse matter in space* (Interscience Publishers, 1968).
64. S. W. Stahler, *Astrophys. J.* **274**, 822 (1983).
65. A. V. Tutukov, *Pisma v Astronomicheskii Zhurnal* **9**, 160 (1983).
66. G. A. Wade, S. Bagnulo, D. Drouin, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **376** (3), 1145 (2007).
67. G. A. Wade, D. Drouin, S. Bagnulo, et al., *Astron. and Astrophys.* **442** (3), L31 (2005).

Characteristics of Magnetic Star Formation at the Early Stages of Evolution

Yu. V. Glagolevskij¹

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

The results of works dedicated to the study of the early stages of evolution of magnetic and non-magnetic chemically peculiar stars are discussed. The fossil hypothesis of the formation of magnetic stars was taken as a basis.

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