

УДК 524.35–337:524.38

МАГНИТНЫЕ ЗВЕЗДЫ В ТЕСНЫХ ДВОЙНЫХ И КРАТНЫХ СИСТЕМАХ

© 2026 Ю. В. Глаголевский ^{1*} ¹ Специальная астрофизическая обсерватория Российской академии наук, Нижний Архыз, 369167 Россия

Поступила в редакцию 15 декабря 2025 года; после доработки 26 марта 2026 года; принята к публикации 20 мая 2026 года

Исследовано поведение магнитного поля и других параметров членов двойных и кратных систем. Происхождение звездных систем рассматривается с точки зрения гипотезы о разделении массивной магнитной протозвезды на компоненты в результате значительного момента вращения. Сохранившееся реликтовое магнитное поле в компонентах свидетельствует о стационарном процессе разделения протозвезд. Очень малая доля звезд в скоплениях имеет параметры, свидетельствующие о существующих там процессах синхронизации. Предполагавшееся ранее отождествление вторичных компонентов как Ам-объектов подвергнуто сомнению. Анализируются некоторые трудности гипотезы формирования Ам-звезд в тесных двойных системах.

Ключевые слова: *звезды: магнитное поле — звезды: химически пекулярные — звезды: двойные (включая кратные); тесные — звезды: отдельные: HD 5550, HD 37017, HD 37061, HD 98088, HD 136504, HD 156324, HD 161701, BD –19 5044L, V380 Ori*

1. ВВЕДЕНИЕ

Мы продолжаем исследование структур магнитного поля и других свойств химически пекулярных (Ap) и металлических (Am) звезд в двойных и кратных системах, начатое в статье Glagolevskij (2025b). Модели магнитного поля строились при помощи стандартной методики, описанной в работах Gerth and Glagolevskij (2003) и Glagolevskij (2019). Условия формирования магнитных Ap-звезд в случае гравитационно взаимодействующих компонентов несколько отличаются от одиночных объектов, поэтому особенности таких условий интересно рассмотреть. Поведение магнитных звезд в сложных системах мы изучаем в предположении, что эти системы формируются путем деления протозвездного облака на компоненты вследствие экстремального момента вращения.

Магнитные Ap-звезды образуются на ранних стадиях эволюции после потери момента вращения из-за торможения магнитным полем (Mouschovias and Paleologou, 1979) и достижения критической скорости вращения V_c , после чего они становятся медленными ротаторами. Примерно для 10% звезд выполняется это условие. Будущие металлические Ам-звезды частично теряют момент вращения под действием того же магнитного механизма, однако этого торможения недостаточно для уменьшения скорости их вращения до величины ниже критической V_c . В тесных двойных системах (ТДС) часть

звезд, уже замедленных этим механизмом, испытывают дополнительное торможение вследствие приливного взаимодействия с близким компонентом. Таким образом, Ам-звезды достигают малой скорости вращения в два этапа.

Основная проблема заключается в обнаруженном различии — в выборке из 91 Ам-звезды спектрально-двойными оказались лишь 58 объектов (Carquillat and Prieur, 2007), что составляет около 64%. Эта доля выше, чем у обычных звезд. В то же время по данным Abt and Snowden (1973) примерно 80% Ам-звезд являются тесными спектрально-двойными. Данное несоответствие говорит о том, что значительная часть (20–30%) таких звезд не входит в ТДС, оставаясь либо изолированными объектами, либо образуя широкие двойные системы. Этот результат согласуется с выводами статистического исследования Abt and Levy (1985), в котором была выдвинута гипотеза о существовании сценария, альтернативного приливному механизму торможения, например эволюционного расширения одиночной звезды на главной последовательности (ГП), приводящего к уменьшению скорости вращения звезд спектрального класса А. Заметим, что по всем данным Ам-объекты формируются еще до начальной ГП (Zero Age Main Sequence, ZAMS). На начальном этапе протозвезды могут делиться на близкие компоненты, из которых затем возникают Ам-объекты. Но в этой стадии эволюции происходит уменьшение размеров молодых звезд и

*E-mail: glagol@sao.ru

скорость вращения увеличивается. Поэтому, по нашему мнению, одна из возможностей состоит в том, что небольшая часть предельно тесных двойных звезд теряет не только скорость вращения, но и орбитальную скорость. В результате происходит слияние и формирование медленного Am-ротатора без магнитного поля. Такие объекты не входят в ТДС, очевидно, это как раз наблюдаемые 30%.

В работе Carquillat and Prieur (2007) показано, что распределение орбитальных периодов систем с Am-звездами с $P < 100^d$ согласуется с теоретическими моделями, которые объясняют происхождение Am-объектов как следствие замедления осевого вращения звезд А-типа, вызванного приливными эффектами. Однако наличие долгопериодических систем ($P > 100^d$) показывает, что некоторые Am-звезды не были сформированы этим механизмом. Если, как мы считаем, долгопериодические Ар-звезды образовались из самых медленных ротаторов начального распределения протозвезд (Glagolevskij, 2025a), то в случае Am-объектов такой механизм не работает. Можно предположить, что в ТДС после разделения на компоненты потеря момента вращения происходит обычным образом, но из-за слишком высокой орбитальной скорости компоненты «разбегаются». Таким образом, можно выделить три сценария образования Am-звезд:

- 1) слияние компонентов в сверхтесных двойных системах, приводящее к появлению одиночной Am-звезды;
- 2) приливное торможение в ТДС с орбитальным периодом $P < 100^d$, позволяющее объяснить основную долю Am-звезд в спектрально-двойных системах;
- 3) распад системы из-за высокой орбитальной скорости, в результате которого компоненты становятся широкой парой ($P > 100^d$) или одиночными Am-звездами.

Магнитные звезды в ТДС практически отсутствуют. Частота встречаемости тесных двойных магнитных Ар-систем с расстояниями 10^6 – 10^9 км, как найдено в работе Abt and Snowden (1973), очень низкая — только единицы, в то время как в широких визуально-двойных системах число Ар-звезд нормальное. Предположительно, в тесных системах приливные взаимодействия разрушают крупномасштабное магнитное поле, тогда как Am-объекты в таких условиях формируются. Как известно, потеря момента вращения необходима для динамической стабилизации объема звезд, при которой возникают благоприятные условия для диффузии химических элементов и сохранения реликтового магнитного поля. В широких системах поле Ар-звезд сохраняется, потому что приливные взаимодействия там слабые. Вопрос в том, почему

не разрушается магнитное поле Ар-звезд в тесных двойных системах. Это реальный факт или ошибка наблюдений? Каково минимальное расстояние между компонентами, при котором магнитное поле еще может сохраняться? Это задача. Далее мы рассмотрим примеры таких систем.

2. УСЛОВИЯ ДЕЛЕНИЯ МАССИВНОЙ ПРОТОЗВЕЗДЫ НА КОМПОНЕНТЫ ТЕСНЫХ И ШИРОКИХ ДВОЙНЫХ СИСТЕМ

В общих чертах мы определили схемы формирования магнитных Ар- и немагнитных Am-звезд — как одиночных, так и входящих в тесные или широкие пары. Разделение общего протозвездного облака на фрагменты происходит при условии, что его удельный угловой момент превышает критическое значение, зависящее от массы (Bodenheimer and Boss, 1981; Tutukov, 1983):

$$l > 10^{20} (M/M_{\odot})^{2/3} \text{ см}^2 \text{ с}^{-1}. \quad (1)$$

Имеется много признаков того, что протозвездные облака чаще всего неоднородны по своим свойствам, поэтому компоненты никогда не получаются с совершенно одинаковыми параметрами.

В данном исследовании мы делим двойные (и кратные) системы на три типа:

- 1) предельно тесные, в которых происходит обмен масс;
- 2) тесные, в которых формируются Am-звезды;
- 3) широкие, в которых могут находиться Ар-объекты.

В нашем случае компоненты не обмениваются массой, но должны быть достаточно близкими для сильного гравитационного взаимодействия.

3. ФОРМИРОВАНИЕ КОМБИНАЦИЙ С Ар- И Am-ЗВЕЗДАМИ В РАЗДЕЛИВШИХСЯ СИСТЕМАХ

Как отмечал Abt (1965), среди двойных систем могут встречаться различные комбинации типов — Am, Ар и нормальные звезды. Мы рассмотрим возможность формирования разных пар: Am + Am, Am + нормальная звезда, Ар + Am, Ар + Ар и Ар + нормальная звезда. Ранее мы уже обсуждали возможность формирования Am-звезд в паре Ар + Am (Glagolevskij, 2021).

3.1. Одиночная Ар-звезда — типичный случай

Если родительская протозвезда имеет момент вращения меньше, чем необходимо для разделения на компоненты двойной или кратной системы, то из нее может сформироваться одиночная магнитная звезда. Для этого протозвезда должна в достаточной степени потерять момент вращения из-за торможения магнитным механизмом и преодолеть критическую скорость вращения V_c . Если же она сохраняет v_e выше V_c , то становится динамически нестабильной и превращается в нормальную звезду с запутанными силовыми линиями внутреннего магнитного поля.

В более редких случаях, когда момент вращения протозвезды достаточен для ее разделения на компоненты, формируются тесные или широкие двойные системы. В тесной паре магнитная Ар-звезда не может сохраниться вследствие разрушения магнитного поля приливными взаимодействиями. Поэтому магнитные звезды практически отсутствуют в тесных двойных, но беспрепятственно образуются в широких парах. Ам-звезда, как принято считать в настоящее время, формируется именно в тесных двойных системах (Glagolevskij, 2025a). У будущей Ам-звезды не происходит снижения скорости вращения «магнитным» способом и она не достигает критической скорости вращения V_c . Звезда становится динамически нестабильной, реликтовое полоидальное магнитное поле разрушается. Но в тесной паре из-за приливных взаимодействий скорость вращения постепенно теряется в достаточной мере, чтобы стать ниже критической величины V_c . Звезда динамически стабилизируется, но она уже без магнитного поля. В случае формирования широких пар Ам-звезда не может образоваться вследствие слабых приливных взаимодействий. В широких парах или кратных системах магнитные звезды действительно наблюдаются, что указывает на динамически стационарный процесс деления протозвезды на компоненты, и магнитное поле сохраняется. В таких системах потеря момента вращения из-за магнитного механизма у будущей Ар-звезды, по-видимому, может продолжаться при наличии окружающих облаков.

3.2. Системы Ам + нормальная звезда и Ам + Ам

Системы Ам + нормальная звезда и Ам + Ам теоретически возможны. Если выполняется условие формулы (1), протозвездное облако делится на тесные компоненты, которые, как правило, имеют разную скорость вращения. Компонент (или оба), который в конце концов преодолевает порог критической величины V_c , становится динамически стабильным, и образуется Ам-звезда. Если второй компонент не достигает скорости V_c и оказывается

нестабильным, он превращается в обычную нормальную звезду. Такой сценарий приводит к появлению пары Ам + нормальная звезда — наиболее распространенного типа. Случай, когда у обоих компонентов скорости становятся ниже V_c , реализуется редко и соответствует системе Ам + Ам.

3.3. Двойные системы Ар + Ар

Система типа Ар + Ар может сформироваться только в широкой паре, где приливные взаимодействия несущественны, а оба компонента представляют собой медленные ротаторы. Малая скорость вращения компонентов может быть либо унаследована от родительской протозвезды, замедлившейся на ранних стадиях эволюции благодаря магнитному торможению, либо обусловлена изначально медленным вращением протозвездного облака. Необходимым условием для возникновения (Ар + Ар)-пар является достаточное расстояние между компонентами: в тесных парах приливные эффекты разрушают полоидальное магнитное поле, превращая звезды в нормальные. Таким образом, пара Ар + Ар может сформироваться только в случае однородного протозвездного динамически стабильного медленно вращающегося облака. Такие пары встречаются исключительно редко вследствие редкости ситуации, когда протозвездное облако однородно по скоростям вращения фрагментов (вероятность стать магнитной звездой не более 10%).

3.4. Система Ар + нормальная звезда

Система Ар + нормальная звезда является фактически предыдущим случаем. В результате различия моментов вращения один из компонентов не успевает достичь критической величины скорости вращения V_c . Возникшая динамическая нестабильность приводит к разрушению реликтового магнитного поля, и компонент становится нормальной звездой. Тесные пары Ар + нормальная звезда маловероятны из-за сильного влияния приливных взаимодействий. Поэтому такой вид систем следует искать только среди достаточно широких пар. Ар- и Ам-звезды могут возникать из самых медленных роторов начального распределения моментов вращения родительских протозвезд, потому что магнитный механизм потери момента вращения относительно слаб. В частности, по-видимому, именно таким путем формируются Ар-звезды с периодом вращения порядка многих лет и десятилетий (например, γ Eri с $P \approx 100$ лет). Кроме того, количество образовавшихся Ар-звезд зависит от угла наклона α оси диполя к плоскости экватора вращения, потому что наиболее эффективно потеря

момента вращения магнитным механизмом происходит при $\alpha = 0-20^\circ$ (Mouschovias and Paleologou, 1979). Совокупность этих ограничений объясняет, почему доля Ар-звезд составляет около 10%.

3.5. Двойные системы Ар + Ам

Формирование системы Ар + Ам проблематично, как мы видели выше, потому что Ар-компонент не может сохраниться в тесной системе, где приливные взаимодействия разрушают магнитное поле, тогда как Ам-звезды, напротив, требуют именно таких условий. В свою очередь, в широких системах приливные силы слабы, чтобы разрушить магнитное поле Ар-звезды, но и недостаточно активны для снижения скорости вращения Ам-компонента. Таким образом, в наблюдаемых тесных системах вариант Ар + Ам невозможен (Glagolevskij, 2021). Два различных механизма торможения не могут действовать в одной системе таким образом, чтобы обеспечить формирование обоих типов пекулярности. Не исключено, что в наблюдаемых тесных системах идентификация (Ар + Ам)-пекулярности является ошибочной. Более вероятны системы Ар + Ар, Ар + нормальная звезда, Ам + Ам, Ам + нормальная звезда.

Таковы имеющиеся проблемы. С учетом замечаний, сделанных на основе существующих представлений о физике магнитных звезд, а также теоретических аспектов образования одиночных Ар- и Ам-звезд, рассмотрим некоторые системы с компонентами, являющимися химически пекулярными и/или магнитными компонентами.

4. ПРИМЕРЫ НАБЛЮДАЕМЫХ ДВОЙНЫХ СИСТЕМ С ПЕКУЛЯРНЫМИ КОМПОНЕНТАМИ

Обсудим особенности формирования тесных и широких двойных систем и их роль в образовании тех или иных пекулярных объектов на примере некоторых наблюдаемых систем с компонентами типа Ар + нормальная звезда, Ар + Ам и др. В таблице 1 приведены данные для нескольких короткопериодических двойных систем, в которых могли сформироваться магнитные звезды. Результаты их детального исследования представлены в статьях Landstreet et al. (2017) и Glagolevskij (2025b).

В работе Landstreet et al. (2017) справедливо предполагается, что тесные двойные системы формируются из единого разделившегося вращающегося облака. Мы замечаем, что по всем признакам процесс разделения протозвездного облака на компоненты должен происходить достаточно стабильно, поскольку реликтовое магнитное поле в

компонентах сохраняется. В разделе 2 мы обсуждали проблему, каким образом из единого облака могут возникать объекты с различающимися свойствами. Представляется, что тесные или широкие системы, возникшие из единого облака, должны иметь согласованное орбитальное вращение и осевое вращение компонентов, а оси i_{orb} и i_{rot} — быть параллельны. На самом деле все сложнее. Приблизительная параллельность осей обнаруживается только в пяти случаях (см. таблицу 1). Для других звезд в настоящее время нет каких-либо данных о предполагаемом равенстве $i_{\text{orb}} \approx i_{\text{rot}}$. На основе имеющегося бедного наблюдательного материала можно предварительно утверждать, что случаи $i_{\text{orb}} = i_{\text{rot}}$ и $i_{\text{orb}} \neq i_{\text{rot}}$ равновероятны. То же утверждение справедливо и в отношении периодов P_{orb} и P_{rot} . Вероятности того, что $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$ и $P_{\text{orb}} \neq P_{\text{rot}}$ также примерно одинаковы. Таким образом, рассмотренные параметры компонентов не обнаруживают убедительных признаков связи, ожидаемой при их формировании из единого протозвездного облака.

У разных звезд наблюдается сильное различие углов i_{orb} и α (см. таблицу 1). Этот факт указывает на отсутствие связи между ориентацией силовых линий магнитного поля и вращением родительской протозвезды. Известно только о преимущественной ориентации углов α вследствие избирательности магнитного механизма потери момента вращения (Mouschovias and Paleologou, 1979). Складывается впечатление, что параметры ориентации компонентов в сформировавшихся двойных системах не связаны между собой. Следовательно, есть основания предполагать, что причиной большого разнообразия свойств ТДС являются разнородные начальные условия. К ним относятся локальное вращение, локальные плотности, локальные направления силовых линий и напряженность магнитного поля, особенности химического состава, неоднородность температуры и так далее.

4.1. HD 37017

Система HD 37017 содержит один магнитный объект — ее главный компонент, который является звездой He-г-типа (Walborn, 1974). Для нее мы получили оценки B_s , B_p , α и R/R_Z . Параметры вторичного компонента неизвестны. Оба компонента имеют примерно одинаковую массу, около $7 M_\odot$, что сразу же отвергает классификацию звезды В как Ам. Период вращения Ар-звезды $P = 0^d901$ резко отличается от $P_{\text{orb}} = 18^d65$, что указывает на отсутствие синхронизации в системе. Угол наклона А-компонента, $i = 42^\circ$, получен из параметра $v_e \sin i = 130 \pm 17 \text{ км с}^{-1}$. На основании этих данных построена модель магнитного поля

Таблица 1. Параметры исследованных звездных систем. В колонках приведены: величины орбитального периода систем P_{orb} и периода вращения компонентов P_{rot} ; углы наклонов орбиты i_{orb} , звезды i_{rot} и оси диполя к плоскости экватора вращения α ; величины среднего поверхностного магнитного поля B_s и магнитного поля B_p на магнитных полюсах; физические параметры (T_{eff} , $v_e \sin i$, $M/M_\odot$, $R/R_\odot$, R/R_Z); тип пекулярности компонентов; литературные источники. Величины среднего поверхностного магнитного поля B_s , поля на магнитных полюсах B_p , углы наклона магнитного поля к плоскости экватора вращения α и относительные радиусы магнитных звезд R/R_Z определены нами с помощью моделирования магнитных структур. Остальные параметры — орбитальные периоды (P_{orb}) и периоды вращения (P_{rot}) компонентов, углы наклона орбит (i_{orb}) и компонентов (i_{rot}) к лучу зрения и т.д. — взяты из Landstreet et al. (2017), Glagolevskij (2025b)

Object	P_{orb} , days	P_{rot} , days	i_{orb} , deg	i_{rot} , deg	α , deg	B_s , G	B_p , G	R/R_Z	T_{eff} , K	M , $M_\odot$	R , $R_\odot$	$v_e \sin i$, km s $^{-1}$	Pec. type	Reference
HD 5550 A	6.82054(20)	6.84	—	32	—	—	65	—	11 400	2.5	1.24 R_B	4.7	SrCrEu	[2, 6]
HD 5550 B		—	—	—	—	—	—	—	7800	1.7		3.2	Am?	
HD 37017 A	18.65609	0.9011836	41.3	42	25	2460	± 3823	1.48	19 900	7.6	4.81	130	He-r	[3, 6]
HD 37017 B		—		—	—	—	—	—	—	7.3	2.7	32	B6 III–IV	
HD 37061 Aa	14.3027(7)	0.5–1.5	72	47	—	—	—	1.0	30 500	14.9	5.1	190	?	[6 12]
HD 37061 Ab		0.3–12.6		65	—	—	—	0.9	15 200	3.9	2.2	10	?	
HD 37061 C	476(1)	1.09468(7)	70.1	38	30	2136	$+2794$ -3782	0.9	22 200	7.8	3.3	100	He-r	
HD 98088 A	5.9051102	5.90510	69	68	10	1100	± 1657	1.54	8300	2.19	2.76	24.4	SrCrEu	[4, 6]
HD 98088 B		—		—	—	—	—	1.5	7500	1.67	1.77	20.6	Am?	
HD 136504 A	4.56	—	20.5	21	—	200:		1.32	21 880	8.7	4.9	42	He-r	[6, 10, 13]
HD 136504 B				21	—	100:		1.23	20 400	7.3	4.0	37	He-r	
HD 156324 Aa	1.5805(1)	1.5804	25.6	23.1	23	3029	$+6458$ -3521	1.1	22 000	8.5	3.8	53	He-r	[6, 11]
HD 156324 Ab		1.58		23	—	—	—	0.9	15 500	4.1	2.3	32	?	
HD 156324 B	6.67(2)	—	—	—	—	—	—	1.0	14 500	3.8	2.2	5	?	
HD 161701 A	12.45123	—	72	—	—	—	—	—	12 400	3.96	4.34	16.8	HgMn	[6–8]
HD 161701 B		12.4490		7	—	—	—	—	9750	2.36	2.14	7.6	Ap	
BD –19 5044L A	17.63011	5.041	30.3	37	65	453	± 642	1.1	13 200	3.4	2.27	13.8	Si	[6, 9]
BD –19 5044L B		9.1		—	—	—	—	1.11	10 000	2.3	1.9	6.3	Am?	
V380 Ori A	104	4.31276	—	32	0	2010	± 3580	—	10 500	2.87	3.0	6.7	Herbig Ae	[1, 5]
V380 Ori B		—		—	—	—	—	—	5500	1.6	3.0	2.0	?	

Ссылки: [1] — Alecian et al. (2009), [2] — Alecian et al. (2016), [3] — Bolton et al. (1998), [4] — Folsom et al. (2013), [5] — Glagolevskij (2012), [6] — Glagolevskij (2025b), [7] — González et al. (2014), [8] — Hubrig et al. (2014), [9] — Landstreet et al. (2017), [10] — Shultz et al. (2015), [11] — Shultz et al. (2018), [12] — Shultz et al. (2019), [13] — Uytterhoeven et al. (2005).

звезды в виде центрального диполя. Простая дипольная структура свидетельствует об отсутствии у звезды HD 37017 значительных динамических нарушений в течение эволюции на ранних ее этапах и об однородности родительского протозвездного облака. Оба компонента имеют практически одинаковые массы, что указывает на близкие условия формирования. Величина угла наклона оси диполя, $\alpha = 25^\circ$, находится вблизи типичных величин ($\alpha = 0\text{--}20^\circ$) для магнитных звезд. Малая скорость вращения является следствием, вероятнее всего, преимущественно магнитного торможения протозвездного облака. Также интересен тот факт, что звезда вращается с максимально возможной скоростью ($P = 0^d.9$), при которой звезды обычно теряют динамическую стабильность. Величина i_{orb} неизвестна. Магнитное поле у компонента В отсутствует. Причину следует искать в различии скоростей вращения и условиях фрагментации протооблака. В отличие от компонента А, компонент В, очевидно, не смог преодолеть порог критической скорости вращения $V_c \approx 1^d$ и, оказавшись в условиях возникшей динамической неустойчивости, превратился в нормальную звезду.

4.2. HD 37061

В связи с рассмотренными выше проблемами интерес представляет четырехкратная система HD 37061 (Shultz et al., 2019), которая содержит магнитную звезду, но не относится к тесным системам. Приведенные в таблице 1 параметры взяты из Landstreet et al. (2017), оценки B_s , B_p , α и R/R_Z сделаны нами.

Все компоненты системы (обозначаемые Аа, Аб, В и С) массивные и не могут быть Ам-объектами. Самый массивный из них, Аа, по температуре соответствует магнитным звездам типа He-г. Параметры самого слабого компонента В неизвестны, он находится на большом расстоянии ($0''.047$) от Аа. Предполагаемое расстояние до компонента В составляет около 190 а.е., что указывает на орбитальный период в столетия. Очевидно, что гравитационное влияние этого компонента несущественно, поэтому рассмотрим только Аа, Аб и С. Компонент С отстоит от Аа примерно на $0''.015$. Система сформировалась из очень большого общего облака, влияние неоднородности свойств могло быть разными у разных компонентов. Оказалось, что магнитной является звезда С, не самая массивная. В такой конфигурации она является членом широкой системы и не подвергается приливным взаимодействиям.

Измерения лучевых скоростей трех компонентов HD 37061 (Shultz et al., 2019) указывают на то, что они образуют кратную систему следующей

конфигурации. Тесная внутренняя, Аа + Аб, включает первичный Аа-компонент с $M = 15 M_\odot$ и вторичный Аб-компонент с $M = 4 M_\odot$. Орбитальный период этой системы составляет $P_{\text{orb}} = 14^d$. Она, в свою очередь, вращается вокруг третьего компонента (С) с массой $8 M_\odot$ и орбитальным периодом приблизительно 476^d (Shultz et al., 2019). Очевидно, что в столь широкой системе компонент С практически не влияет на физические условия в звездах пары Аа + Аб, и наоборот. Внутренняя система имеет почти круглую орбиту, а внешняя в небольшой степени эксцентрична. Углы наклона орбитальных осей $i_{\text{orb}} \approx 70^\circ$. Поэтому, несмотря на то что компонент С стоит особняком, очевидно, что система сформировалась из единого облака. Однако, если система Аа + Аб сформирована из однородного фрагмента, то особенности, присущие компоненту С, вызваны некоторыми неоднородностями родительского облака. Угол наклона звезды С $i = 38^\circ$, что может указывать на динамическую неоднородность в объеме формирования этого компонента (см. далее).

Величина магнитного поля на магнитных полюсах компонента С, вычисленная в работе Shultz et al. (2019) по методике Престона (Preston, 1967) для модели центрального диполя, равна $B_s \sim 8$ кГс, что совершенно не согласуется с нашей моделью. Наша модель соответствует структуре магнитного поля, смещенного из центра звезды диполя на небольшую величину: $\Delta A \approx -0.1 R_*$. Среднее поверхностное магнитное поле $B_s = 2136$ Гс, поле на полюсах $B_p = +2794$ и -3782 Гс. Важный параметр $\alpha = 30^\circ$ близок к характерным величинам магнитных звезд — $\alpha = 0\text{--}20^\circ$. Роль магнитного торможения в таком случае значительна. Простая дипольная структура магнитного поля HD 37061, только что вышедшей на ZAMS ($R/R_Z = 1$), свидетельствует о стабильном коротком «жизненном» пути звезды и достаточно однородном и динамически стабильном магнитном родительском протозвездном облаке.

Относительный радиус звезд системы находится в пределах $R/R_Z = 0.9\text{--}1$ и показывает, что компоненты только что вышли на ZAMS и еще не полностью освободились от аккрецирующей эмиссионной оболочки (Palla and Stahler, 1993). Компоненты Аа и Аб вращаются, по-видимому, быстрее, чем предельная величина $P = 1^d$ (оценка неточная), поэтому они не могут сохранить магнитное поле. Компонент С имеет граничный период вращения $P = 1^d.09$, при котором звезда становится динамически стабильной. Расстояние между компонентами $5\text{--}15 R_*$ оказываются достаточно большими, чтобы не происходили сильные приливные взаимодействия, разрушающие магнитное поле в С-компоненте.

В работе Shultz et al. (2019) отмечается: «орбита Aa–Ab почти круговая, поэтому можно было бы ожидать, что это будет указывать на синхронизированное орбитальное и вращательное движение, а также на близкие оси орбит и собственного вращения». Однако это не так. Угол $i_{\text{orb}}(\text{Aab} - \text{C}) = 70^\circ$, что значительно отличается от среднего угла наклона компонентов, $i = 50^\circ$. Если учесть молодость системы (около 500 тысяч лет, $\log t = 5.7$), то у HD 37061 не было достаточно времени для орбитальной эволюции, и вполне возможно, что система родилась такой, какая она сейчас (Shultz et al., 2019). Скорее всего, аналогичный вывод следует сделать относительно рассмотренной выше системы.

Интересно, что в четырехкратной системе HD 37061 C только одна звезда магнитная. Очевидно, здесь отражается основной закон — доля магнитных Ap-звезд составляет 10% от общего их количества, то есть формирование магнитных звезд — маловероятный процесс. Причина в том, что порог предельной скорости вращения преодолевают только самые медленные протозвездные ротаторы. Дополнительная потеря вращения вследствие магнитного торможения — процесс относительно слабый (Glagolevskij, 2021). Оказывается, каждая точка первоначального распределения протозвездных облаков по скоростям вращения под действием магнитного торможения смещается на некоторый коэффициент K , зависящий от начальной величины скорости вращения v (Glagolevskij, 2021). Минимальное смещение испытывают протозвезды с максимальной величиной v (различие примерно в 10 раз). Это значит, что эффект уменьшения скорости вращения Ap-звезд магнитным механизмом возникает в основном за счет самых медленных протозвездных ротаторов, которых к тому же относительно мало. Потеря момента вращения протозвездного облака зависит также от угла направления силовых линий магнитного поля. Что касается доли Am-звезд (которых тоже около 10%), то она объясняется малой вероятностью формирования тесных двойных систем.

4.3. HD 98088

Следующая интересная система, HD 98088, состоит из двух компонентов с близкими характеристиками, которые соответствуют звездам SrCrEu-и Am-типов Folsom et al. (2013). В таблице 1 приведены параметры системы из Folsom et al. (2013) и наши оценки B_s , B_p , α и R/R_Z . Скорости вращения компонентов HD 98088 близки: $v_e \sin i = 24.4$ и 20.6 км с^{-1} . Возрасты тоже совпадают. Это подтверждает их рождение из одной протозвезды. Интересно то, что в отличие от HD 37017 и BD –19 5044L (см. раздел 4.6), у которых $P_{\text{orb}} \neq P_{\text{rot}}$,

у звезды HD 98088A $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$. Это может означать, что у HD 98088 в результате гравитационных взаимодействий произошла синхронизация вращения, которой не было у двух упомянутых звезд.

В таблице 1 приведены также другие звезды, у которых есть признаки синхронизации: HD 5550 и HD 161701. Но противоположные примеры в других системах показывают, что синхронизация в тесных двойных — нетипичный случай. Пары HD 98088, BD –19 5044L и HD 136504 (Walborn, 1974) имеют одинаковые углы наклона, $i_{\text{orb}} = i_{\text{rot}}$. Это служит признаком того, что они сформировались из единого облака и имеют одинаковую ориентацию внутри орбиты. Таким образом, в одних системах проявляются ожидаемые гравитационные взаимодействия, в других нет.

Структура магнитного поля в HD 98088A — центральный диполь (Glagolevskij, 2025b), тоже служит признаком его происхождения из однородного облака в отсутствии динамической неустойчивости. Модель магнитного поля получена на основании измерений $B_e(\Phi)$, выполненных Folsom et al. (2013).

В этой работе авторы оценили принадлежность В-компонента к Am-типу. Как и в случае проблемы с Am-компонентом в системе BD –19 5044L мы предполагаем неправильную классификацию компонента В в системе HD 98088. Отсюда снова важный вывод: либо в одной системе наблюдаются два неизвестных взаимоисключающих механизма формирования химически пекулярных звезд — стабильный и нестабильный, либо мы должны склониться к предположению о сложных, пока еще не изученных особенностях диффузии химических элементов, приводящих к неопределенности (неправильности) спектральной классификации. Параметры магнитного поля звезды HD 98088 приведены в таблице 1. На основании представленных данных оцениваем $P = 4^d$, такая величина соответствует Ap-звездам. Малый угол $\alpha = 10^\circ$ является типичным для магнитных звезд и служит признаком магнитной потери момента вращения на ранних стадиях эволюции.

4.4. HD 136504

В работе Shultz et al. (2015) обнаружено магнитное поле в обоих тесных компонентах звезды HD 136504. Максимальная величина продольного поля первичной звезды $B_e \approx -200 \text{ Гс}$, вторичной — $+100 \text{ Гс}$. Авторы интерпретируют наблюдательные данные с помощью модели, предполагающей магнитные поля двух звезд с примерно параллельными осями вращения. Это может указывать на совершенно одинаковые условия формирования скоростей вращения. Двойная система с двумя магнитными звездами — единственный известный пример.

Величины $i_{\text{orb}} = i_{\text{rot}} = 21^\circ$, что может указывать на симметричное однородное разделение материнской протозвезды на компоненты. Величины магнитного поля у компонентов тоже близкие. К сожалению, нет достаточного количества измерений B_e для моделирования.

В работе Shultz et al. (2015) измерены малая и большая полуоси, равные 0.061 и 0.073 а.е. в плоскости орбиты, что соответствует всего $3R_*$ (для А-компонента) и $4R_*$ (для В-компонента). Эта важнейшая оценка показывает, при каких расстояниях между компонентами магнитное поле не разрушается приливными взаимодействиями. Заметим, что в звездной системе BD – 19 5044L это расстояние составляет порядка $10R_*$. Указанные данные заставляют задаться вопросом, при каких расстояниях магнитное поле разрушается приливными взаимодействиями и начинается процесс потери момента вращения Ам-звездами. Это проблема. Возникает предположение, что при одном и том же расстоянии приливные взаимодействия в одних условиях формируют нестабильность и приливные взаимодействия, в других — полную динамическую стабильность и твердотельное вращение. Соответственно, могут формироваться либо Ам-, либо Ар-объекты. Таким образом, величина расстояния между компонентами может быть не столь критична. При данном расстоянии медленный Ар-компонент не взаимодействует и сохраняет магнитное поле, а быстрый Ам-компонент возбуждает приливные взаимодействия и теряет момент вращения. Пока это кажется неправдоподобным.

Переход от стабильного к нестабильному состоянию компонентов зависит, очевидно, также от взаимной ориентации осей вращения. На границу перехода должны сильно влиять условия совпадения или несовпадения скоростей вращения компонентов — 1) оба компонента медленные ротаторы, 2) оба — быстрые ротаторы, 3) один медленный, другой быстрый ротатор и др. К сожалению, количество и надежность данных в этой работе крайне недостаточны для более глубокого анализа проблемы.

4.5. HD 156324

Трехкратная система HD 156324 изучена в работе Shultz et al. (2018), параметры приведены в таблице 1, причем значения B_s , B_p , α и R/R_Z получены нами. По S_p и температуре компоненты можно отнести к магнитным звездам He-rich типа, масса которых не соответствует Ам-объектам. Данная система относится к широким, в которых наличие магнитных звезд не представляет проблемы.

По обозначению в работе Shultz et al. (2018) система HD 156324 состоит из Аа, Аб и В массивных компонентов. Основные параметры системы,

приведенные в таблице 1ab, взяты в основном из работы Shultz et al. (2018). Все компоненты одинакового возраста $\log t = 6.9$ (Shultz et al., 2018) и они только что вышли на ZAMS ($R/R_Z \approx 1$). Интересно, что мы наблюдаем систему одинакового возраста и с разными массами и скоростями вращения. Очевидно, материнская протозвезда не разделилась на совершенно одинаковые компоненты.

Главный компонент Аа (He-г) обладает эмиссией в $H\alpha$ и сильным магнитным полем, которое, по мнению (Shultz et al., 2018), предположительно возникает в его центробежной магнитосфере. Но скорость вращения мала для этого, и поскольку Аа-звезда массивная, то это значит, что она еще не полностью освободилась от окружающего ее газопылевого облака (Glagolevskij, 2021). Поэтому появление эмиссионных линий $H\alpha$ закономерно.

Компонент Аа имеет большое количество достаточно точных измерений продольных величин магнитного поля $B_e(\Phi)$. Используя угол наклона звезды $i = 23^\circ$, мы вычислили модель магнитного поля звезды, которая показала, что структура соответствует смещенному на величину $\Delta A = +0.1 R_*$ диполю. Величины магнитного поля значительные: $B_s = 3029$ Гс, $B_p = +6458$ и -3521 Гс. По всем параметрам это типичная магнитная звезда He-г-типа. Количество измерений и точность недостаточны для построения моделей компонент Аб и В, и не похоже, что в них вообще присутствует поле.

Лучевые скорости указывают на то, что система состоит из двух подсистем, которые мы обозначаем как А и В. Анализ периодов дает орбитальные периоды $P_{\text{orb}} = 1^{\text{d}}.5806$ для системы А (Аа–Аб) и $P_{\text{orb}} = 6^{\text{d}}.67$ для компонента В. Периодический анализ продольного магнитного поля B_e и эквивалентных ширин $H\alpha$ тоже дают период вращения $P_{\text{rot}} \approx 1^{\text{d}}.58$ у магнитного компонента Аа. Поскольку в звезде Аа $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$, то это может быть признаком того, что компоненты Аа и Аб испытывали приливные взаимодействия до момента полной синхронизации. В результате орбита сформировалась в форму круга, а наклоны углов вращения звезды и орбиты оказались близкими: $i_{\text{orb}} = 25^\circ$ об, а $i_{\text{rot}} = 23^\circ$ (в пределах неопределенности). Возникает вопрос: почему в магнитной звезде Аа до момента синхронизации не разрушилось магнитное поле? Это значит, что в медленных магнитных тесных ротаторах с $P > 1^{\text{d}}$ приливные взаимодействия не формируют динамические нестабильности.

Другое объяснение заключается в том, что система сформировалась изначально с $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$ и $i_{\text{orb}} \approx i_{\text{rot}}$. Период вращения HD 156324 (Аа) синхронизован с орбитальным периодом:

$P_{\text{orb}} = 1^{\text{d}}5806 = P_{\text{rot}} = 1^{\text{d}}58$. В этом случае нестабильность не могла возникнуть, магнитное поле сохранилось. Таким образом, равенства $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$ и $i_{\text{orb}} \approx i_{\text{rot}}$ не обязательно являются признаками синхронизации. Система требует дополнительных исследований.

Величина периода вращения Аа-компонента в полтора раза больше критической величины $P_c = 1^{\text{d}}$, следовательно, динамическая нестабильность возникнуть не может. Второе замечание состоит в том, что реликтовое магнитное поле Аа-компонента могло сохраниться только в результате стационарного разделения родительской звезды на компоненты. Вероятно, звезда HD 156324 является тем случаем, когда скорость вращения компонента Аа была достаточно мала, чтобы сформировалась магнитная звезда.

В данной системе снова наблюдается характерное свойство: массивная звезда магнитная, менее массивный вторичный компонент — немагнитная или, возможно, слабомагнитная звезда. В таком случае снова проявляется известное свойство — вероятность формирования магнитной звезды всего 10%. Такое ограничение возникает в результате необходимости достижения достаточно медленного вращения, что зависит главным образом от величины магнитного поля, ориентации α магнитного поля в звезде и начальной скорости вращения.

4.6. BD – 195044L

Рассмотрим свойства системы BD – 195044L. В таблице 1 мы приводим данные, взятые из Landstreet et al. (2017), и полученные нами оценки B_s , B_p , α и R/R_Z . Главный компонент BD – 195044L A имеет температуру, характерную для звезд Si-типа, а вторичный — по температуре соответствует SrCrEu-звездам, если бы он был химически пекулярным объектом. Что касается Ар-звезд с магнитным полем, то здесь нет сомнений в правильности определения типа пекулярности, но вторичные объекты, как будет сказано далее, не могут быть классифицированы как Am.

Периоды вращения компонентов близки ($P_{\text{rot}}(A) \approx 5^{\text{d}}$ и $P_{\text{rot}}(B) \approx 9^{\text{d}}$), что может служить признаком частичной синхронизации или возникновения членов системы из фрагментов с близкими свойствами. Landstreet et al. (2017) отмечают, что эксцентриситет пары довольно большой, $e = 0.048$, поэтому частичная синхронизация могла произойти только в моменты сближения компонентов. С другой стороны, периоды вращения P_{orb} и P_{rot} значительно различаются ($17^{\text{d}}63$ и $5^{\text{d}}04$ соответственно), что может свидетельствовать об отсутствии синхронизации. BD – 195044L является типичным

примером несогласованности свойств в тесной системе.

Достаточно близкие углы ориентации орбиты и главного компонента А ($i_{\text{orb}} = 30^\circ$ и $i_{\text{rot}} = 37^\circ$), вероятно, указывают на то, что компоненты сформировались из одного общего облака. Эффективная температура вторичного компонента BD – 195044L В меньше температуры главного А-компонента примерно на 3500 К, что соответствует холодным SrCrEu-звездам. В этом состоит заметное различие свойств компонентов, возникшее в ходе их образования после фрагментации облака. Вторичный компонент по массе значительно уступает первичному. Сохранение магнитного поля в А-компоненте демонстрирует динамическую стабильность и его медленное вращение в течение всего предыдущего времени жизни. Отсутствие магнитного поля у компонента В является нарушением указанных свойств. Если компонент В не преодолел порог критической скорости V_c , то он перешел в нестабильное состояние, потерял реликтовое поле и стал нормальным объектом.

Возраст рассматриваемых компонентов $\log t = 8.02$, а параметр $R/R_Z = 1.11$ показывает, что система незначительно проэволюционировала от ZAMS. Расстояние в периастре невелико, примерно $12 R_{*,A}$ (Landstreet et al., 2017). Эта величина важна для того, чтобы понять, при каком расстоянии между компонентами приливные взаимодействия уже настолько слабы, что магнитное поле не разрушается. Простая дипольная структура магнитного поля дополнительно свидетельствует о динамической стабильности главного компонента в течение всего предыдущего времени эволюции. В такой ситуации формирование Am-компонента с участием приливных сил было невозможно. Тем не менее Landstreet et al. (2017) нашли дефицит Са и избыток Ва для вторичного компонента, характерный для Am-звезд. Мы видим, что условий для формирования Am-звезд не было. Гипотеза формирования Am-компонента требует наличия приливных взаимодействий между компонентами, которые, очевидно, должны сопровождаться динамической нестабильностью, подавляющей магнитное поле. Учитывая все обстоятельства, представленные выше, мы подозреваем неправильную классификацию. С подобной проблемой мы столкнулись при изучении звезды HD 98088. Скорее всего BD – 195044L В является Ар-звездой со слабым полем. В таком случае мы имеем дело с системой Ар + Ар. В системе BD – 195044L А + В заметны различия скоростей вращения компонентов: $v \sin i(A) = 13.8 \text{ км с}^{-1}$ и $v \sin i(B) = 6.3 \text{ км с}^{-1}$. Отсюда период вращения компонента В оценивается как $P = 9^{\text{d}}$, величина, соответствующая Ар-звездам.

Для исследования структуры магнитного поля звезды BD-195044L A было необходимо определить угол наклона оси вращения i_{rot} . На основании величины $v \sin i = 13.8 \text{ км с}^{-1}$ экваториальная скорость вращения звезды $v = 50.6 R/P = 22.8 \text{ км с}^{-1}$, откуда $i = 37^\circ$. С учетом этого угла с использованием фазовой зависимости компонента A, взятой из Landstreet et al. (2017), была рассчитана модель магнитного поля, приведенная в работе Glagolevskij (2025b). Структура соответствует теоретическому диполю, помещенному в центре звезды. Важнейший параметр $\alpha = 65^\circ$. Такая ориентация невыгодна для магнитной потери момента вращения, поэтому мы предполагаем, что медленная скорость вращения частично была определена медленным вращением родительского протозвездного облака либо делением протозвезды на тесные компоненты. Простая, неискаженная форма магнитного поля A-компонента свидетельствует о том, что в данной системе в течение всего предыдущего времени эволюции отсутствовали признаки динамической нестабильности. Звезда сохранила реликтовое магнитное поле. При таких условиях диффузионные процессы поддерживаются и возникают химические аномалии. На основании приведенных данных заключаем также, что процесс деления протозвезды на компоненты произошел стационарно.

Попутно делаем следующее важное замечание. В работе Landstreet et al. (2017) эволюция короткопериодических двойных рассматривается в пределах фазы ГП. На основании вышеизложенных деталей формирования и эволюции Ар- и Ам-звезд видно, что наиболее реален для этого ранний период, но не в пределах ГП. Наблюдения показывают, что все без исключения состоявшиеся Ар- и Ам-объекты наблюдаются уже на ZAMS, на ГП происходит только эволюционное увеличение радиуса и уменьшение температуры звезд.

4.7. V380 Ori

Тройная система V380 Ori изучена в работе Alecian et al. (2009). Главный магнитный компонент $T_{\text{eff}} = 10\,500 \text{ K (Si+)}$, вторичный 5500 K , третий — очень слабый инфракрасный компонент. Орбитальный период $P_{\text{orb}} = 104^{\text{d}}$, период вращения главного компонента $P_{\text{rot}} = 4^{\text{d}}.31276$. Очевидно, что это широкая пара, при которой не могут возникнуть приливные взаимодействия, разрушающие магнитное поле. В указанной работе сделаны оценки параметров магнитного поля: $B_p = 2.12 \text{ кГс}$, $\alpha = 24^\circ$, $i = 32^\circ$.

Магнитное поле $B_e(\Phi)$ главного компонента измерено Wade et al. (2005). Модель магнитной

структуры главного компонента получена в работе Glagolevskij (2012), параметры оказались следующими: среднее поверхностное магнитное поле $B_s = 2010 \text{ Гс}$, магнитное поле на магнитных полюсах $B_p = \pm 3580 \text{ Гс}$ (центральный диполь), угол наклона оси диполя к плоскости экватора вращения $\alpha = 0^\circ$, наклон оси вращения звезды к лучу зрения $i = 11^\circ$. Магнитное поле во вторичном компоненте отсутствует, третий компонент не изучен ввиду его слабости (расстояние до системы примерно 40 пк). В таких широких системах Ар-звезды встречаются относительно часто. В данной системе мы видим типичную ситуацию, когда магнитный компонент самый массивный.

5. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В таблице 2 представлены данные обо всех рассмотренных в разделе 4 системах. Как можно заметить, магнитными являются почти исключительно массивные, главные компоненты. Единственное исключение из этого правила — HD 37061 C. Вероятно, эта звезда сформировалась самостоятельно, как любая одиночная магнитная звезда, и не очень связана гравитационно и динамически с остальными звездами системы. Очевидно, что родительское намагниченное протозвездное облако было неоднородным по плотности. Массивные компоненты сформировались из более плотного объема, магнитное поле в них сильнее — в среднем $\langle M_1/M_2 \rangle = 1.6$. Магнитное поле главных компонентов сохранилось благодаря динамически стабильному процессу разделения. В таком случае из-за меньшей плотности поле вторичных компонентов должно быть в некоторой степени меньше, чем первичных. Но практически у всех вторичных компонентов магнитное поле отсутствует. Поскольку главным требованием сохранности магнитного поля является медленное вращение, остается предположить, что вторичные компоненты после деления не смогли остаться медленными ротаторами, их скорость вращения превысила критическую величину, в результате возникшая динамическая нестабильность разрушила поле. Для решения проблемы необходимы данные об особенностях процесса деления протозвезд на компоненты.

Рассмотрим итоги моделирования магнитных полей у этих семи звезд в тесных и широких системах. Во всех случаях мы имеем дело с объектами, обладающими сильным магнитным полем. Получено достаточно надежное представление о величине и структуре магнитного поля и его ориентации внутри изучаемых звезд. Важнейший параметр — среднее поверхностное магнитное поле B_s преимущественно используется при исследовании различных зависимостей. Величины магнитного поля на магнитных полюсах B_p — важнейший параметр

Таблица 2. Основные параметры звезд в тесных и широких системах

Звезда	M1	M2	M3	M4	$B_{s,1}$	$B_{s,2}$	$B_{s,3}$	$B_{s,4}$	R/R_Z
V380 Ori	2.87	1.6	IR	—	2010	no	?	—	< 1
HD 37017	7.6	7.3	—	—	2460	no	—	—	1.48
HD 37061	15	8	4	?	no	2136	?	—	0.9
HD 98088	2.19	1.67	—	—	1657	no	—	—	1.54
HD 136504	8.7	7.3	—	—	200:	100:	—	—	1.32
HD 156324	8.5	4.1	3.8	—	3029	no	?	—	1.10
BD –19 5044L	3.4	2.3	—	—	642	no	—	—	1.10

магнитной структуры, показывающий особенности локальных физических условий (в данной работе мы их не используем). Угол α между осью диполя и плоскостью экватора вращения показывает особенности ориентации магнитных структур внутри звезд и демонстрирует степень магнитной потери момента вращения звезды на ранних стадиях эволюции. Угол наклона оси вращения звезды к лучу зрения наблюдателя i , используется при моделировании магнитных структур и изучении ориентации звезды внутри орбиты i_{orb} . Интересен параметр ΔA , который показывает величину смещения диполя из центра звезды, то есть указывает на отклонение структуры магнитного поля от центрального диполя. Из рассмотренных примеров видно, что во всех случаях величина и структура магнитного поля типичны для магнитных звезд и соответствуют структуре реликтового полоидального магнитного поля, которое не искажается в течение всех этапов эволюции. Такой результат мы обычно объясняем тем, что избранные магнитные звезды сформировались из достаточно однородного облака. В двух случаях диполь смещен вдоль оси на небольшую величину $\Delta A \approx 0.1R_*$, близкую ошибкам измерений. Тем не менее параметры звезд в парах заметно различаются. В двух случаях главный компонент около полутора раз массивнее вторичного, и только в системе HD 37017 массы совершенно одинаковые. Температуры, радиусы, скорости вращения тоже различаются. Это может указывать на наличие незначительной неоднородности облаков по плотности, локальной скорости вращения и другое.

Типичным свойством в рассмотренных системах является то, что только одна звезда магнитная, несмотря на предполагаемое общее формирование. Частично здесь сказывается статистический закон — только 10% звезд становятся магнитными. Главная причина — трудность преодоления критической скорости вращения V_c . Анализ свойств вторичных компонент показывает, что они, как правило, не Ar и не Am. Магнитный компонент A

имеет обычно большую массу. Только один случай обратный, который вполне объясним. Создается впечатление о некотором законе. По-видимому, родительская протозвезда неоднородна по плотности и магнитному полю. Поэтому компоненты разделяются примерно пополам по массе, но различия масс доходят до 1.5–1.7 раз. Очевидно, более плотный и сильнее намагниченный компонент остается, а менее плотный со слабым полем каким-то образом теряет магнитное поле. Поскольку единственное свойство, которое определяет магнитную звезду, — это ее малая скорость вращения v_e , то свойства вторичного компонента зависят тоже только от v_e , которая оказывается больше критической величины V_c .

Складывается впечатление, что в сформировавшейся двойной или более сложной системе параметры ориентации звезд не связаны между собой — полное разногласие. Это могло бы свидетельствовать о том, что разделение звезд на близкие компоненты сопровождается нестабильным состоянием, но сохранность магнитного поля опровергает это предположение. Очевидно, главную роль играет разнообразие начальных условий.

Очень большой диапазон масс рассмотренных объектов указывает на то, что Ar-звезды являются нормальным явлением в тесных двойных и кратных системах.

Дипольные структуры магнитного поля изученных систем свидетельствует о стабильном жизненном пути звезд и в некотором приближении — о достаточно однородном и динамически стабильном состоянии магнитных протозвездных облаков.

В тех случаях, когда $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$, можно предполагать синхронизацию в тесных системах. Не всегда тесные двойные системы приводят к синхронным орбитальным движениям и синхронному вращению — синхронизация в тесных двойных не типичный случай. Равенство $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$ оказывается в четырех случаях из десяти, поэтому пока не заметна какая-либо закономерность. Равенство или

неравенство периодов одинаково вероятны. Случаи, когда $i_{\text{orb}} = i_{\text{rot}}$ происходят в четырех звездах из семи, что может быть признаком синхронизации, но только в двух случаях одновременно наблюдаются $P_{\text{orb}} = P_{\text{rot}}$ и $i_{\text{orb}} = i_{\text{rot}}$, когда синхронизация не вызывает сомнения. К сожалению, имеющихся данных слишком мало, чтобы делать окончательные выводы. Но делится на близкие компоненты единое, намагниченное, медленно вращающееся протозвездное облако! Перечисленные отличия свойств химически пекулярных звезд в парах свидетельствуют о том, что условия формирования отдельных тесных систем в небольших пределах все же различаются. Это локальное вращение, локальные плотности, локальные направления силовых линий и напряженность магнитного поля, особенности химического состава, неоднородность температуры и так далее.

Только одна звезда из семи имеет малый угол, $\alpha = 10^\circ$, поэтому пока невозможно оценить степень магнитного торможения в тесных двойных системах. Не исключено, что в процессе деления материнского облака этот угол изменяется. Углы α связаны в основном с потерей скорости вращения магнитным механизмом на ранних этапах коллапса и не зависят от ориентации орбит и звезд в системе.

К настоящему времени не предложены другие механизмы формирования Ам-звезд, кроме приливных взаимодействий в ТДС. Одновременное сосуществование Ар- и Ам-объектов в тесных двойных крайне сомнительно. Ар-компонент не может быть сформирован в тесной системе, так как магнитное поле разрушится приливными взаимодействиями. Ам-компонент не может быть сформирован в динамически стабильной системе.

Возникает вопрос, в каких пределах системы можно считать тесными. В изученных выше случаях расстояния между компонентами с магнитной звездой находятся в пределах $3\text{--}15 R_*$, что оказывается достаточно большим, при котором не происходят сильные приливные взаимодействия, разрушающие магнитное поле, как, например, в С-компоненте BD –19 5044L. В звезде HD 136504 оба магнитных компонента удалены друг от друга на расстояние $3.4 R_*$. В HD 37061 оно колеблется в пределах $5\text{--}15 R_*$. Если наблюдаемые расстояния порядка $3\text{--}15 R_*$ — это широкие пары, то непонятно, что такое тесные двойные? Складывается впечатление, что для формирования Ам-звезд помимо близости компонентов нужно что-то еще. Кроме того, проблема в том, что не все Ам-объекты двойные.

Можно предположить, что Ам- и Ар-объекты формируются при одинаковом расстоянии между компонентами, но тогда надо искать причины неустойчивости или устойчивости. Таким образом, величина расстояния между компонента-

ми не столь критична. Переход от стабильного к неустойчивому состоянию зависит, очевидно, от скорости вращения компонентов. На эту границу должны сильно влиять условия совпадения или несовпадения скоростей вращения компонентов: 1) оба компонента медленные ротаторы, 2) оба компонента быстрые ротаторы, 3) один медленный, другой быстрый ротатор. Таким образом, известное свойство магнитных звезд — присутствие только в широких парах — не столь фундаментально. Отсюда наблюдаемые исключения — единицы Ар-звезд встречаются в тесных парах, а единицы Ам-звезд в широких системах.

Одна из проблем — в тесных системах идентификация (Ар + Ам)-пекулярности, вероятно, ошибочна. Мы склоняемся к предположению о сложных, пока еще не изученных особенностях диффузии химических элементов, приводящих к неопределенности спектральной классификации. Разброс получаемых оценок содержания химических элементов в Ар- и Ам-звездах слишком велик. Известно свойство переналожения распределений химически пекулярных звезд разных типов по температурной шкале.

В работе Carquillat and Prieur (2007) показано, что как минимум 64% Ам-звезд являются членами спектрально двойных систем СП. Эта частота значительно выше, чем у обычных звезд. Хотя некоторые спектрально двойные могли быть не обнаружены, данное исследование показывает, что значительная доля Ам-звезд (менее 30%) не принадлежит к СП — они являются либо изолированными звездами, либо членами широких двойных систем.

ФИНАНСИРОВАНИЕ

Работа выполнена в рамках государственного задания CAO РАН, утвержденного Министерством науки и высшего образования Российской Федерации.

КОНФЛИКТ ИНТЕРЕСОВ

Автор заявляет об отсутствии конфликта интересов.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. H. A. Abt, *Astrophys. J. Suppl.* **11**, 429 (1965). DOI:10.1086/190120
2. H. A. Abt and S. G. Levy, *Astrophys. J. Suppl.* **59**, 229 (1985). DOI:10.1086/191070
3. H. A. Abt and M. S. Snowden, *Astrophys. J. Suppl.* **25**, 137 (1973). DOI:10.1086/190265

4. E. Alecian, G. A. Wade, C. Catala, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **400** (1), 354 (2009). DOI:10.1111/j.1365-2966.2009.15460.x
5. E. Alecian, A. Tkachenko, C. Neiner, et al., *Astron. and Astrophys.* **589**, id. A47 (2016). DOI:10.1051/0004-6361/201527355
6. P. Bodenheimer and A. Boss, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **197** (2), 477 (1981). DOI:10.1093/mnras/197.2.477
7. C. T. Bolton, P. Harmanec, R. W. Lyons, et al., *Astron. and Astrophys.* **337**, 183 (1998).
8. J.-M. Carquillat and J.-L. Prieur, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **380** (3), 1064 (2007). DOI:10.1111/j.1365-2966.2007.12143.x
9. C. P. Folsom, K. Likuski, G. A. Wade, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **431** (2), 1513 (2013). DOI:10.1093/mnras/stt269
10. E. Gerth and Y. V. Glagolevskij, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.* **56**, 25 (2003).
11. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **55** (2), 169 (2012). DOI:10.1007/s10511-012-9225-x
12. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **74** (1), 66 (2019). DOI:10.1134/S1990341319010073
13. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **76** (1), 91 (2021). DOI:10.1134/S1990341321010089
14. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysics* **68** (3), 360 (2025a). DOI:10.1007/s10511-025-09882-1
15. Y. V. Glagolevskij, *Astrophysical Bulletin* **80** (3), 418 (2025b). DOI:10.1134/S1990341325600425
16. J. F. González, C. Saffe, F. Castelli, et al., *Astron. and Astrophys.* **561**, id. A63 (2014). DOI:10.1051/0004-6361/201322327
17. S. Hubrig, T. A. Carroll, J. F. González, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **440**, L6 (2014). DOI:10.1093/mnras/slu012
18. J. D. Landstreet, O. Kochukhov, E. Alecian, et al., *Astron. and Astrophys.* **601**, id. A129 (2017). DOI:10.1051/0004-6361/201630233
19. T. C. Mouschovias and E. V. Paleologou, *Astrophys. J.* **230**, 204 (1979). DOI:10.1086/157077
20. F. Palla and S. W. Stahler, *Astrophys. J.* **418**, 414 (1993). DOI:10.1086/173402
21. G. W. Preston, *Astrophys. J.* **150**, 547 (1967). DOI:10.1086/149358
22. M. Shultz, J.-B. Le Bouquin, T. Rivinius, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **482** (3), 3950 (2019). DOI:10.1093/mnras/sty2985
23. M. Shultz, T. Rivinius, G. A. Wade, et al., *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **475** (1), 839 (2018). DOI:10.1093/mnras/stx3238
24. M. Shultz, G. A. Wade, E. Alecian, and BinaMICS Collaboration, *Monthly Notices Royal Astron. Soc.* **454** (1), L1 (2015). DOI:10.1093/mnras/slv096
25. A. V. Tutukov, *Soviet Astronomy Letters* **9**, 86 (1983).
26. K. Uytterhoeven, P. Harmanec, J. H. Telting, et al., *Astron. and Astrophys.* **440**, 249 (2005). DOI:10.1051/0004-6361:20053009
27. G. A. Wade, D. Drouin, S. Bagnulo, et al., *Astron. and Astrophys.* **442** (3), L31 (2005). DOI:10.1051/0004-6361:200500184
28. N. R. Walborn, *Astrophys. J.* **191**, L95 (1974). DOI:10.1086/181558

Magnetic Stars in Close Binary and Multiple Systems

Yu. V. Glagolevskij¹

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

The behavior of the magnetic field and other parameters in components of binary and multiple systems has been investigated. The origin of stellar systems is considered from the point of view of the hypothesis of the separation of a massive magnetic protostar into components as a result of a significant angular momentum. The preserved fossil magnetic field in the components indicates a steady process of protostar fission. A very small fraction of stars in clusters have parameters indicating synchronization processes existing there. The previously assumed identification of secondary components as Am objects has been questioned. Some difficulties in the hypothesis of the formation of Am stars in close binary systems are analyzed.

Keywords: *stars: magnetic field, stars: chemically peculiar, stars: binaries (including multiple): close, stars: individual: HD 5550, HD 37017, HD 37061, HD 98088, HD 136504, HD 156324, HD 161701, BD –19 5044L, V380 Ori*