

**МАГНИТНЫЕ ЗВЕЗДЫ***С. Б. Пикельнер, В. Л. Хохлова***СОДЕРЖАНИЕ**

1. Магнитные поля звезд . . . . .	389
2. Общие сведения об Ар-звездах . . . . .	391
3. Аномалии химического состава . . . . .	393
4. Возможность создания аномалий ядерными реакциями . . . . .	395
5. Диффузионное разделение элементов . . . . .	400
6. Происхождение поля . . . . .	402
7. Заключение . . . . .	403
Цитированная литература . . . . .	404

**1. МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ ЗВЕЗД**

Магнитное поле на ближайшей звезде — Солнце было открыто Хэллом. В 1908 г. он сумел измерить зеemanовское расщепление линий в спектре пятен — темных, относительно холодных образований, существующих по несколько месяцев и занимающих незначительную часть поверхности Солнца. Магнитное поле пятен составляет в среднем 1—3 кГс, поэтому измерить его было сравнительно легко, тем более, что яркий свет Солнца позволяет использовать спектрографы с большой дисперсией. Вне пятен этот метод поля не обнаруживал.

В 50-х годах<sup>1а</sup> Бебкоком был разработан сложный фотоэлектрический прибор — солнечный магнитограф, позволяющий измерять ничтожное расщепление линий и соответственно слабые магнитные поля. Принцип новой методики заключается в следующем. Спектрограф строит изображение спектра некоторого участка Солнца с большой дисперсией. Выбирается линия с большим фактором Ландé. В правом и левом крыльях этой линии устанавливаются щели, за которыми стоят приемники радиации. Перед щелями стоят поляроиды с относительно ортогональными направлениями. Продольная составляющая поля смещает компоненты с правой и левой эллиптической поляризацией в разные стороны, причем это смещение мало по сравнению с доплеровской шириной линии.  $\lambda/4$ -пластинка превращает эллиптические поляризации в линейные разных направлений. В магнитографе такой пластинкой является кристалл ADP, приобретающий двупреломляющие свойства под влиянием приложенного электрического поля.

Поскольку приложенное поле переменное, компонента данной поляризации смещается то в правое, то в левое крыло. Это модулирует интенсивность света, проходящего в каждую щель, причем в противофазе друг с другом. Соответствующая калибровка позволяет перейти к величине

напряженности продольной компоненты магнитного поля <sup>13в</sup>. С помощью магнитографа на поверхности Солнца были обнаружены протяженные области, где поля достигают нескольких десятков и сотен гаусс и имеют сложную структуру. На остальной части поверхности поля в несколько десятков гаусс сосредоточены в виде сетки по периферии ячеек грануляции (напр., <sup>2, 3</sup>), а внутри ячеек они практически отсутствуют. Общее дипольное поле Солнца, по-видимому, не превосходит нескольких гаусс.

Основная трудность измерений магнитного поля у других звезд заключалась в малом количестве света. Поэтому Беккок с 1946 г. применял методику, сходную с той, которой Хэл обнаружил поля пятен. Анализатор, устанавливаемый на щель спектрографа, состоял из  $\lambda/4$ -пластинки и из кристалла шпата, разделяющего пучки с различной поляризацией. Этот метод дает среднее взвешенное по диску звезды значение компоненты поля по лучу зрения. Весом служит яркость диска, уменьшающаяся к краям. Для получения эффекта необходимо, чтобы на видимом полушарии преобладала одна полярность. При этом условии поле может быть обнаружено, если оно сильнее 200—1000 гс, в зависимости от яркости звезды и резкости ее линий.

С помощью этой методики Беккоку удалось обнаружить у некоторых звезд магнитные поля, достигающие в отдельных случаях до 10 кгс и больше. В каталоге <sup>16</sup> (см. также <sup>1в</sup>) приведены данные о 89 магнитных звездах, а к настоящему времени их известно больше сотни. Подавляющее число магнитных звезд относится по своим спектральным характеристикам к особой группе. Их спектральные классы заключены в некотором интервале около класса А (от В5 до F0), что соответствует температурам от 18 000° К до 7500° К. Сильные поля обнаруживались, однако, не у всех звезд с такими температурами, а у тех из них, которые ввиду ряда особенностей в спектре получили название *пекулярных* (особенных) звезд. Поэтому звезды этой группы называются А-пекулярными и обозначаются Ар. В данной статье будут рассматриваться именно эти звезды, представляющие особый интерес из-за аномалий химического состава и других особенностей.

Среди других магнитных звезд следует отметить группу звезд, несколько более холодных, чем Ар, — от А7 до F5. Поля у них достигают нескольких сотен гаусс. Эта группа отличается от нормальных звезд тех же спектральных классов усиленными линиями металлов и обозначается Ам. Кроме того, поля до 1 кгс наблюдались у нескольких красных гигантов и еще у нескольких звезд. Применение солнечного магнитографа в сочетании с телескопом ЗТШ с диаметром зеркала 2,6 м позволило измерить у нескольких самых ярких звезд, не имеющих спектральных особенностей, значительно более слабые поля — до нескольких десятков гаусс <sup>3б</sup>.

После открытия в 1968 г. пульсаров — сколлапсировавших нейтронных звезд стало ясно, что магнитное поле играет определяющую роль в механизмах их излучения и должно достигать  $10^{10}$  гс и более <sup>4</sup>. Это поле является полем звезды, сжатым при коллапсе. Идея сжатия магнитного поля в процессе эволюции звезды привлекла внимание к белым карликам, которые представляют собой тоже ядра проэволюционировавших звезд, сжатие которых уравновешено давлением вырожденного электронного газа. Попытки обнаружить зеемановское расщепление водородных линий в спектре нескольких белых карликов привели к оценке верхней границы  $B < 10^5$  гс <sup>5б</sup>.

Белые карлики делятся по спектру на две группы. В первой имеются широкие линии водорода, у вторых спектр практически непрерывный с несколькими очень слабыми неотожествленными полосами. У одного из таких белых карликов без водородных линий была обнаружена круго-

вая поляризация, достигающая 1—3 %<sup>6</sup>. Это было интерпретировано как результат наличия магнитного поля напряженностью более  $10^7$  э, при которой ларморовская частота становится не слишком малой по сравнению с частотой видимой области спектра. При этом коэффициент поглощения плазмы зависит от знака круговой поляризации волны и градиент температуры в атмосфере карлика делает интенсивности разных знаков вращения различными. Аналогичные исследования для шести других белых карликов без водородных линий дали отрицательный результат, для них поляризация меньше 0,1 %<sup>7</sup>.

Природа магнитного поля у всех перечисленных объектов не одинакова. У звезд типа Солнца с сильно развитой конвекцией во внешней части основную роль играет генерация поля за счет энергии конвективных движений, которые не являются сферически-симметричными из-за вращения звезды. Сильное регулярное поле пульсаров и белых карликов возникло при сжатии проводящего газа, и оно зависит от наличия и от регулярного характера поля во внутренней области звезды до коллапса. Поле Ар-звезд, как будет аргументировано ниже, возникло, по-видимому, из межзвездного магнитного поля при сжатии межзвездного газа в звезду. Возможно, что таково же происхождение поля Ам-звезд. Нужно подчеркнуть, что наличие магнитного поля очень существенно для образования самих звезд. Если сжатие газа происходит с сохранением момента импульса, то вращение не позволяет облаку сжаться в звезду, даже двойную. Поле, связывающее центральную и внешнюю части сжимающегося облака, закручивается, магнитные силы переносят моменты во внешние слои, и центральная часть сжимается. Так объясняется, в частности, медленное вращение Солнца, передавшего момент протопланетному облаку.

## 2. ОБЩИЕ СВЕДЕНИЯ ОБ АР-ЗВЕЗДАХ

Ар-звезды обладают полями от 1 до  $34$  кгс. В нескольких случаях, при  $B > 10$  кгс, у некоторых линий наблюдались непосредственно  $\pi$  и  $\sigma$ -компоненты зеемановского расщепления, что позволило определить величину полного вектора поля<sup>5а</sup>. Поле Ар-звезд сравнительно однородно в больших областях поверхности, его нельзя представлять как некоторое среднее из протяженного слабого поля и очень сильных полей, сосредоточенных в маленьких пятнах типа солнечных, так как тогда в спектре всей звезды не было бы видно зеемановского расщепления. Однако поле нельзя считать и однородным по всей поверхности, его изменения говорят о том, что оно имеет некоторую структуру, сосредоточено в магнитных полях, занимающих не всю поверхность.

Пекулярность Ар-звезд проявляется в том, что у них ряд линий имеет аномальную интенсивность, по сравнению с нормальными звездами тех же классов. При этом интенсивности меняются с периодом от 0,5 до 10—20 дней. Несколько звезд имеют период около 100 дней, и недавно выявлена звезда с периодом 22 года. С таким же периодом меняется и поле.

Изменения поля могут иметь довольно сложный характер (рис. 1, а), причем часто меняется не только величина напряженности, но и знак (на рисунке кружки — наблюдения, линия — расчет для модели наклонного ротатора<sup>8</sup>). С тем же периодом меняются с очень небольшой амплитудой (несколько процентов) светимость и цвет звезд. Помимо регулярных изменений, наблюдались быстрые (с периодом 1—2 часа) нерегулярные изменения блеска с амплитудой менее 1%.

Пекулярность и сильное магнитное поле тесно связаны — все Ар-звезды с линиями, достаточно узкими для исследования эффекта Зеемана, показывают переменное магнитное поле, и, наоборот, все звезды с таким

полем — пекулярны. Группа Ар-звезд составляет примерно 10% всех звезд в том же интервале спектральных классов.

Одной из существенных характеристик звезд является их вращение. Имеется статистическая зависимость скорости вращения от спектрального класса т. е., в конечном счете, от массы звезды — звёзды более ранних спектральных классов вращаются быстрее. Магнитные пекулярные звезды вращаются в среднем медленнее, чем нормальные звезды тех же классов. Средняя величина проекции экваториальной скорости на луч зрения

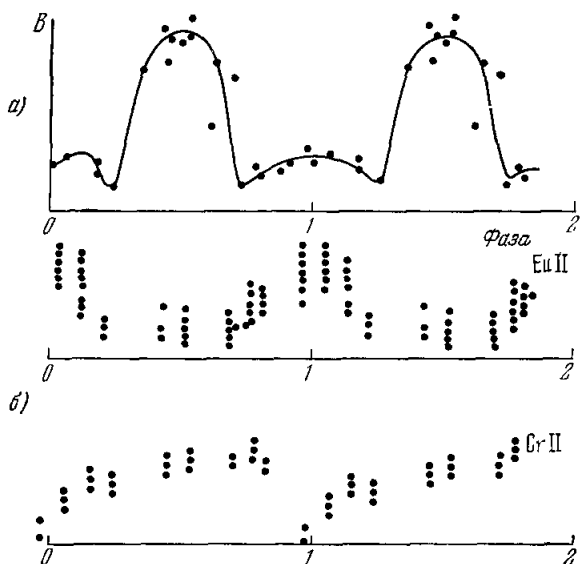


Рис. 1. Изменение напряженности поля звезды  $\alpha^2$  Гончих Псов в зависимости от фазы (а) и линий Eu II и Cr II в той же звезде (б).

$\langle v \sin i \rangle$  для нормальных звезд составляет 177 км/сек, а для пекулярных — 52 км/сек. Сначала предполагали, что это может быть эффектом селекции, — поле можно измерить, если только линии не слишком расширены, т. е. когда звезды видны с полюса. Однако аномалии интенсивности, в отличие от поля, могут быть заметны и у быстро вращающихся звезд, так что Ар-звезды действительно вращаются медленнее нормальных. Кроме того, эти звезды, по-видимому, реже входят в двойные системы: если среди обычных звезд А двойные составляют 40%, то среди Ар-звезд обнаружено менее 20% двойных.

Ар-звезды расположены на диаграмме спектр — светимость в пределах главной последовательности. Анализ спектров показывает, что строение их фотосфер почти не отличается от строения фотосфер нормальных звезд того же класса. Массы (определенные у компонентов двойных), радиусы и соответственно ускорение силы тяжести на поверхности также не показывают систематических отличий.

Наблюдаемые периодические изменения магнитного поля трудно объяснить реальными изменениями напряженности на поверхности звезды. Поле вморожено в проводящий газ, силовые линии движутся вместе с веществом, и трудно представить изменение знака регулярного поля. Различные модели, типа крутильных колебаний, не могут изменить знак поля в тонком поверхностном слое. Аналогии с солнечным циклом в данном случае также не годятся, так как конвекция, необходимая для механизма динамо, у звезд типа А слабая и охватывает лишь тонкий слой у поверхности звезды, поэтому поле в несколько килогаусс полностью ее подавляет. К тому же у значительного количества магнитных переменных звезд период изменений слишком мал. Радиальные колебания Ар-звезд имеют слишком малую амплитуду, чтобы привести к изменению поля. Кроме того, собственный период таких колебаний у звезд с массой от двух до пяти масс Солнца равен нескольким часам, в то время как наблюдаются весьма различные значительно большие периоды изменения поля. Периодические изменения поля естественно объясняются вращением звезды, имеющей

квазипостоянное поле почти дипольного характера, причем ось диполя составляет с осью вращения угол, близкий к  $90^\circ$ , а сама ось вращения образует некоторый угол  $i$  с лучом зрения (рис. 1, а) <sup>8</sup>. Такая модель, называемая *моделью наклонного ротатора*, подтверждается тем, что ширины линий, определяемые скоростью вращения, показывают обратную зависимость от периода изменения поля <sup>9</sup>. В некоторых случаях приходится предполагать наличие на поверхности нескольких магнитных полюсов, чтобы объяснить более сложную кривую изменения поля. Как будет видно из дальнейшего, модель наклонного ротатора является также единственным приемлемым объяснением спектральной переменности магнитных Ар-звезд.

### 3. АНОМАЛИИ ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА

Аномальные интенсивности линий в спектре магнитных Ар-звезд не удается объяснить аномалиями физических условий в их атмосферах, т. е. отличиями условий ионизации и возбуждения атомов, как это имеет место в относительно холодных солнечных пятнах. Расщепление линий полем также не может дать заметного эффекта. Имеет место реальное изменение химического состава атмосфер этих звезд, причем переменность интенсивности линий говорит о неравномерном распределении элементов по поверхности. Это подтверждается изучением ширин аномальных линий и изменением их лучевых скоростей: если линии образуются на части поверхности звезды, то они должны периодически смещаться и не будут так расширены, как линии, образующиеся по всей поверхности звезды. Количественный анализ всех этих факторов показал, что аномалии имеют в основном локальный характер, причем эти области с аномальным химическим составом занимают существенную часть поверхности звезды. Отличие химического состава влияет на коэффициент поглощения в фотосфере и, следовательно, на выходящее излучение. Это объясняет тонкие особенности в непрерывном спектре магнитных звезд, а также, по-видимому, изменения цвета и блеска при вращении звезды.

Связь спектральной переменности с изменением поля говорит о том, что области аномального состава, как правило, соответствуют магнитным областям. Однако имеются исключения — некоторые линии меняются в противофазе с другими (рис. 1, б), т. е. избыток этих элементов находится вне областей сильного поля. Например, в звезде  $\alpha^2$  Гончих Псов имеется сильный избыток Eu и почти 100-кратный избыток Sr, однако эти элементы концентрируются на разных участках поверхности звезды <sup>10</sup>.

Количественные определения химического состава проводятся или *методом кривых роста*, или более точным методом, в котором используется модель атмосферы. Путем численного решения уравнения переноса вычисляются профили и эквивалентные ширины линий, которые затем сравниваются с наблюдениями. Такие весьма трудоемкие определения выполнены разными авторами приблизительно для 30 Ар-звезд. Однако определения делались, как правило, по отдельным спектрограммам, без учета изменения линий при изменении фазы. Между тем определяемое содержание элементов может сильно зависеть от фазы, что видно из исследований, проведенных, например, для «кремниевых» звезд <sup>11</sup>.

Общая картина аномалий химического состава видна из рис. 2. Каждая точка соответствует обилию данного элемента относительно водорода в одной звезде в долях солнечного обилия <sup>12</sup>. Большой разброс данных в основном отражает реальные различия для разных звезд. Несмотря на этот разброс, отчетливо выделяется рост аномалий с увеличением атомного веса.

В литературе принято классифицировать Ар-звезды по типам peculiarity, т. е. по усилению линий тех или иных элементов в спектре звезды. Принятая Сарджендом и Сирлом (см. <sup>13</sup>) классификация содержит несколько групп, основные из которых: кремниевая, марганцевая, европиево-хромовая и стронциевая с несколькими промежуточными группами, причем эффективная температура звезд уменьшается от 15 000° К для первой группы до 7500° К для последней. Однако при введении такого деления не учитывались условия возбуждения и ионизации атомов, по линиям которых производится классификация. В то же время линии ионизованного

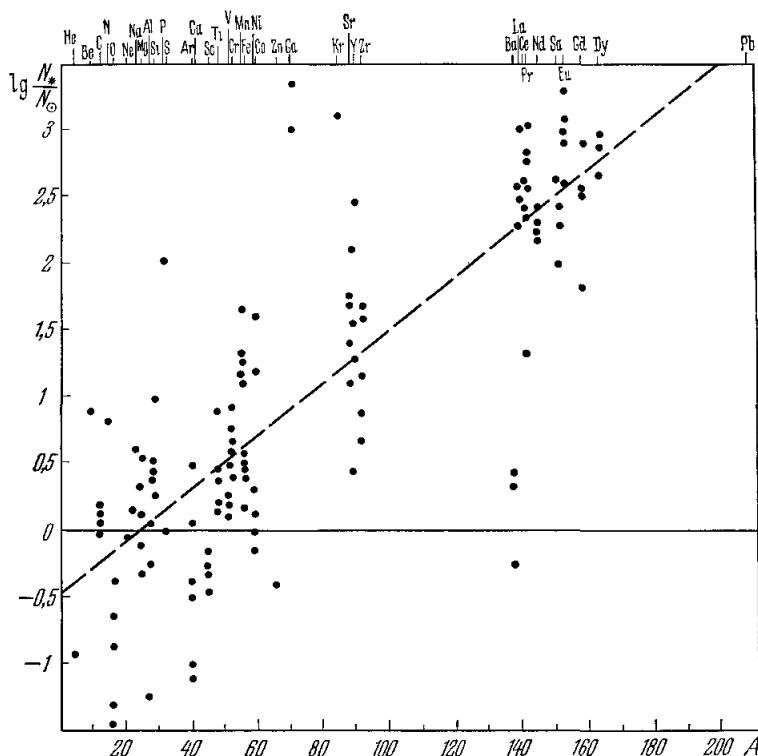


Рис. 2. Зависимость содержания элемента (по отношению к солнечному) от атомного веса для Ар-звезд (по <sup>4</sup>).

кремния сильно ослабевают при  $T_{\text{эфф}} < 10\,000^\circ$  вследствие слабой ионизации и относительно высоких потенциалов возбуждения. Линии Sr II и Eu II сильно ослабевают при  $T_{\text{эфф}} > 10\,000^\circ$  К из-за вторичной ионизации этих элементов. При использовании количественных определений химического состава атмосфер Ар-звезд, когда содержание элемента определяется с учетом условий возбуждения и ионизации, систематической зависимости избытка того или другого элемента от эффективной температуры звезды не выявляется.

Рассмотрение всех имеющихся результатов количественного определения химического состава Ар-звезд позволяет выделить следующие основные аномалии, по сравнению с составом солнечной атмосферы.

а) Дефицит He для большинства звезд горячее A0 (в более холодных линиях He I очень слабы). Для некоторых из них, например, HD 124224, 56 Овна и HD 193722, в которых имеется избыток Si и спектральная переменность, содержание гелия на части поверхности нормально, на другой

части наблюдается дефицит до 10 раз. У одной из Ар-звезд 3 Центавра А при общем дефиците He имеется больше He<sup>3</sup>, чем He<sup>4</sup>.

б) Небольшой дефицит легких элементов C, O, Mg и Si в некоторых звездах.

в) Избыток легких элементов Al, Si, P, S и Cl в некоторых звездах доходит иногда до 2—3 порядков. Имеется весьма четкая корреляция между содержанием Mg и Si.

г) Во многих Ар-звездах наблюдается избыток элементов железного пика (Sc, Ti, Cr, Mn, Fe, иногда Ni и Co) в 10—100 раз. Между содержанием этих элементов имеется, по-видимому, корреляция, хотя и не очень сильная.

д) Избыток элементов пятого периода Sr, Y, Zr, достигающий до 1000 раз. Содержание этих элементов очень хорошо коррелирует между собой, и имеется корреляция с элементами железного пика, особенно с Mn.

е) Избыток редких земель: La, Eu, Gd, Dy — и иногда других элементов этого ряда в 300—1000 раз и более. Корреляцию этих элементов с другими установить трудно, так как они плохо наблюдаются в звездах, более горячих, чем A0. Все же существует, по-видимому, корреляция редких земель с элементами железного пика (Cr, Ti, Mn).

ж) В отдельных звездах наблюдается избыток Hg, Pt, U и Au. Недавно появились сообщения<sup>14</sup> об отождествлении Os и Pm, причем наиболее интересно то, что самый долгоживущий изотоп Pm из тех, что может быть создан захватом нейтронов, имеет период полураспада менее трех лет, а для легких изотопов период меньше 18 лет. Интересен изотопный состав ртути<sup>5в</sup>. В трех пекулярных звездах изотопы, богатые нейтронами, содержатся в относительно большем количестве, чем на Земле. При этом избыток этих изотопов на разных звездах разный — от небольшого до экстремального у звезды HR 4072, где Hg<sup>204</sup> составляет 97%, а самый обильный на Земле изотоп Hg<sup>202</sup> составляет всего 3%.

з) В большей части звезд имеется дефицит Ca, однако он не коррелирует ни с содержанием легких элементов (Mg + Si), ни с элементами железного пика.

и) В ряде холодных Ар-звезд обнаружена линия Li II, указывающая на повышенное содержание Li в этих звездах.

Для объяснения происхождения перечисленных выше особенностей магнитных Ар-звезд в настоящее время высказан ряд различных гипотез. В принципе наблюдаемые аномалии химического состава могут возникнуть либо как действительное изменение химического состава вещества вследствие ядерных реакций, либо в результате действия какого-то механизма сепарации элементов в веществе, имеющем нормальный химический состав. Поскольку имеющиеся до настоящего времени наблюдения указывают на однозначную связь сильного регулярного магнитного поля звезды с пекулярностью в виде сильных аномалий химического состава, теория магнитных Ар-звезд должна установить природу этой связи: является ли магнитное поле причиной аномалий, или поле и аномалии появляются вместе вследствие действия какого-то механизма. Ниже мы детально рассмотрим существующие гипотезы, учитывая доводы за и против каждой из них.

#### 4. ВОЗМОЖНОСТЬ СОЗДАНИЯ АНОМАЛИЙ ЯДЕРНЫМИ РЕАКЦИЯМИ

Изменение химического состава можно связывать с ядерными реакциями, происходящими в звезде (в ее недрах или на поверхности), или ядерными реакциями в окрестностях звезды, например, на более быстро эволюционировавшем компоненте в двойной системе с последующим попаданием вещества аномального химического состава в атмосферу

Ар-звезды. Достаточно хорошо известно, что в звездах главной последовательности синтезируется только He, синтез остальных легких элементов происходит путем  $\alpha$ -захвата и горения C и O на поздней стадии эволюции красных гигантов. Более тяжелые элементы образуются при медленном захвате нейтронов ( $s$ -процесс), а самые тяжелые элементы могут образоваться только при быстром захвате нейтронов ( $r$ -процесс), условия для которого создаются, например, при взрывах сверхновых<sup>15</sup>.

Можно было бы предположить, что Ар-звезды были ранее красными гигантами, точнее, сверхгигантами. Такие звезды имеют протяженную внешнюю конвективную зону, а при определенных условиях, когда равновесие поддерживается давлением вырожденного газа, но в ядре начался синтез C из He,— и внутреннюю зону. Если зоны становятся настолько протяженными, что их границы смыкаются, то может произойти полное перемешивание звезды, состав ее вновь станет однородным, но отличным от начального — в ней будет мало водорода и относительно много гелия и некоторых других элементов.

Звезда теперь не очень сильно отличается от нормальных звезд главной последовательности — гелий делает ее ярче, а тяжелые элементы — слабее, и эти эффекты в значительной степени компенсируются. В стадии красного гиганта звезда могла потерять часть массы, так что после возвращения на главную последовательность она может оказаться среди менее массивных звезд. Это объяснило бы, почему в скоплениях, где есть Ар-звезды, иногда бывают более массивные нормальные звезды главной последовательности<sup>16</sup>. Процесс полного перемешивания действительно иногда происходит. Он объясняет, по-видимому, наличие гигантов с аномальным составом, классифицируемых как S-звезды (избыток Zr, Tc и других элементов, образуемых  $s$ -процессом) и C-звезды, с избытком C, иногда N и некоторых элементов  $s$ -процесса. Изотопный состав C значительно отличается от земного, содержание  $C^{13}$  немногим меньше, чем  $C^{12}$  (см. 17).

В таком виде гипотеза синтеза элементов в красном гиганте с последующим перемешиванием не может объяснить избыток более тяжелых элементов — «железного пика» и редких земель. Элементы «железного пика» и особенно более тяжелые образуются при быстром захвате нейтронов, когда не успевает происходить  $\beta$ -распад. Были попытки получить этот процесс в статической звезде<sup>18</sup>, в результате так называемой *вспышки*, когда начинается реакция в углеродном или кислородном ядре звезды, поддерживаемом давлением вырожденного газа. В этом случае повышение температуры не вызывает сначала расширения ядра, поэтому температура резко растет, происходят реакции слияния с выделением нейтронов, темп которого может приближаться к необходимому для  $r$ -процесса. Однако при этом, по-видимому, нельзя избежать взрыва звезды как сверхновой<sup>19</sup>, после чего звезда не может оказаться на главной последовательности. Кроме того, и количество нейтронов кажется недостаточным для  $r$ -процесса. Недавно Камерон<sup>16</sup> предположил, что для массивных звезд в стадии красного сверхгиганта может осуществляться новый тип процесса ядерного синтеза, названный им *промежуточным*, при котором характерное время между двумя захватами нейтронов тяжелым ядром имеет порядок одного часа. При этом процесс  $\beta$ -распада успевает произойти только у короткоживущих изотопов. Тогда создается сильный избыток таких элементов, как Hg, Au, Pt и других с преобладанием тяжелых изотопов, а также избыток редких земель.

Среди магнитных Ар-звезд марганцевые звезды с их более слабыми полями, слабо выраженной переменностью больше всего подходят к этому механизму, так как аномалии в содержании ртути и ее изотопов встречаются именно у этих звезд.

Гипотеза предшествующей стадии сверхгиганта не может объяснить такие особенности химического состава Ар-звезд, как дефицит гелия и избыток лития. Вещество должно быть обогащено гелием, а литий должен был сгореть в конвективной фазе. Кроме того, локальный характер аномалий на поверхности звезды и их связь с магнитным полем не должны были сохраниться при полном перемешивании.

Быстрый захват нейтронов и образование тяжелых элементов происходит в основном при взрыве сверхновых. Часть выделявшейся при этом гравитационной энергии передается потоком нейтрино<sup>20</sup> и электромагнитными силами<sup>21</sup> внешним слоям ядра. Образуется мощная ударная волна, которая нагревает внешние слои ядра до  $(2-3) \cdot 10^9$  °K при плотности до  $10^5$  г/см<sup>3</sup><sup>22</sup>. При этом происходит множество реакций, продукты которых в свою очередь образуют сложные разветвленные цепочки других реакций до тех пор, пока температура и плотность не понизятся, после чего происходит только распад неустойчивых частиц и состав газа «замораживается»<sup>23, 24</sup>. Только в последние годы удалось построить программы расчетов, которые учитывают всю сетку из тысяч реакций с их вероятностями и дают конечный состав при заданных начальных условиях и темпе охлаждения. Одной из характерных особенностей полученных решений является квазиравновесный характер реакций на определенном этапе, при этом состав ядра определяется не сечениями реакций, например захвата нейтронов, а энергией связи. Это объясняет, в частности, обилие элементов «железного пика». В более поздней стадии реакции неравновесны, поэтому для большинства атомов состав определяется сечениями. Легкие элементы, образованные ранее  $\alpha$  и  $s$ -процессами, частично выживают, а более тяжелые образуются при взрыве в количестве, примерно соответствующем наблюдаемому, если выбрать соответствующие начальные условия.

Поскольку сама Ар-звезда не могла быть сверхновой, обсуждалась гипотеза о том, что элементы попали на звезду в результате взрыва ее более массивного спутника. Роль магнитного поля сводится здесь к двум эффектам. С одной стороны, поле влияет на движение ионов, защищая зону магнитного экватора и направляя поток к полюсам. Правда, при достаточной энергии оболочки отдельные сгустки газа, сжимаясь, могут проникнуть к поверхности, преодолевая диамагнитное выталкивание. С другой стороны, сильное поле останавливает конвекцию и общую циркуляцию, перемешивающие вещество, и тем способствует сохранению аномалий на поверхности. Поэтому, если элементы попали сначала даже на всю поверхность, то сохранятся они только в областях сильного поля, независимо от направления вектора напряженности. Если тяжелые элементы Ар-звезд образовались в результате взрыва сверхновой, то относительное количество элементов внутри этой группы должно быть таким же, как и на Солнце, так как сверхновые являются основным в Галактике источником элементов  $r$ -процесса. Между тем, относительное содержание тяжелых элементов и в отдельных Ар-звездах, и в среднем для них существенно отличается от нормального. Это является серьезным аргументом против гипотезы вспышек сверхновых как причины аномалий химического состава Ар-звезд.

Другим вариантом гипотезы о внешней причине аномалий<sup>18</sup> является предположение о том, что более массивный спутник стал сверхгигантом, в нем синтезировались элементы  $\alpha$ - и  $s$ -процессов, а если возможен статический  $r$ -процесс, то и более тяжелые атомы. В достаточно тесной паре радиус сверхгиганта может стать больше так называемого *предела Роша*, т. е. радиуса поверхности Роша, где приливная сила от второй звезды и центробежная сила от вращения системы становятся сильнее, чем притя-

жение к первой звезде. В этом случае начинается перетекание газа ко второй звезде. На место ушедшего газа поднимается вещество из более глубоких слоев. Кроме того, сама поверхность Роша приближается к звезде, масса которой уменьшается. В результате звезда может потерять большую часть своей массы, от нее останется плотный белый карлик из тяжелых элементов, который трудно заметить из-за его низкой светимости. Вторая же звезда, увеличившая массу, будет иметь во внешних слоях аномальный состав.

С точки зрения статистики вспышек сверхновых и статистики двойных систем гипотезы о внешней причине аномалий не встречают возражений. Однако они встречают ряд других трудностей.

Существенная трудность связана с наблюдаемым дефицитом He. Этот дефицит трудно объяснить сгоранием при ядерных реакциях, так как He должен сгореть раньше. В принципе, такой дефицит мог бы получиться при резком кратковременном повышении температуры и плотности в зоне с нормальным составом, например, когда ударная волна большой амплитуды распространяется в слоях, окружающих ядро. Так как скорость водородных реакций ограничена процессом  $\beta$ -распада, а гелиевых — не ограничена, при достаточно сильном кратковременном нагреве газа высокой плотности мог бы образоваться относительный дефицит He. Однако конкретные расчеты<sup>23</sup> показывают, что He сгорает быстрее. При взрыве плотного нейтронного ядра происходят равновесные процессы с последующим замораживанием состава, причем результирующий состав существенно зависит от начальных условий и от скорости взрыва. Однако имеющиеся в настоящее время расчеты различных вариантов не дают оснований считать, что так может образоваться относительный дефицит He. Общим возражением против сгорания He является то, что дефицит его по массе должен компенсироваться избытком более тяжелых элементов. Такая компенсация наблюдается, по-видимому, только в кремниевых звездах за счет избытка Si. В других Ar-звездах большой относительный избыток тяжелых элементов все же не обеспечивает массу, сравнимую с недостающей массой второго по обилию элемента — гелия.

Создание дефицита He без сгорания могло бы произойти за счет электромагнитной фокусировки. Из-за высокого потенциала ионизации He может быть нейтральным в широком диапазоне физических условий, когда другие элементы ионизованы. Движение ионов зависит от магнитного поля, а атомы He могут лететь поперек силовых линий. В случае взрыва сверхновой оболочка имеет слишком большую плотность и кинетическую энергию, чтобы могло произойти разделение элементов, но при спокойном перетекании можно предположить, что ионы текут вдоль силовых линий в магнитные полюсы, фокусируясь там, а атомы He летят по прямой и их поступление на звезду незначительно<sup>12</sup>. Однако эта гипотеза требует весьма специальных условий и маловероятна.

Другая существенная трудность гипотез, предполагающих приток элементов на магнитную звезду извне, связана с тем, что до взрыва соседней звезды или до перетекания звезда должна была иметь сильное магнитное поле, но нормальный состав. Между тем таких звезд не наблюдается, все магнитные звезды аномальны. Поэтому пришлось бы предположить, что поле приходит на звезду вместе с веществом. В атмосферах гигантов поле имеется и оно могло бы перетекать вместе с газом, образуя поле магнитной звезды<sup>18</sup>. Однако перетекание происходит во многих двойных системах, причем в большинстве случаев до того, как эволюция звезды дойдет до образования элементов в  $s$ -процессе. К тому же в обычных гигантах небольшой массы вообще не происходит синтез элементов тяжелее Mg, Ne, O или даже He. А магнитные поля гигантов вряд ли зависят так

сильно от их массы и особенно от расстояния до второй звезды, поэтому и в этом случае должно быть много магнитных звезд без аномалий.

Если тяжелые элементы образуются при взрывах сверхновых, то соответствие сильного поля и аномального состава требует, чтобы и поле образовалось при взрыве. Здесь можно рассмотреть такую возможность. Взрыву предшествует сжатие ядра, которое приходит в быстрое вращение. Если до взрыва было поле, связывавшее ядро и оболочку, то теперь оно закручивается, и резкое увеличение магнитного давления может быть причиной сброса оболочки<sup>21</sup>. Оболочка может увлечь поле и принести его на вторую звезду вместе с газом аномального состава. Однако для создания устойчивого поля, близкого к дипольному, оболочка должна проникнуть в устойчивую зону звезды на глубину больше  $0,3R$ . Легко оценить, что энергия оболочки недостаточна для этого, так как плотность быстро растет в глубину. Кроме того, в устойчивой зоне энтропия убывает с глубиной, а массивный сгусток оболочки должен погружаться адиабатически. Поэтому через некоторое время он должен всплыть на поверхность.

Можно рассмотреть еще одну возможность внешнего происхождения аномалий, связанную с аккрецией межзвездного газа на магнитную звезду<sup>25</sup>. Поскольку в звездах типа А конвекция слаба, они, по-видимому, не имеют короны и связанного с ней ветра. Поэтому аккреция в принципе возможна. Однако состав межзвездной среды близок к солнечному, так что трудно создать аномалии. Кроме того, плотность ее низка и количество падающих атомов мало по сравнению с числом атомов в фотосфере. Поэтому авторы этой гипотезы предполагают, что магнитные звезды обладают магнитосферой, простирающейся в 2—15 раз дальше, чем расстояние Земли от Солнца (это расстояние определяется из условия, что дипольное поле уменьшается до напряженности межзвездного поля). Захват межзвездных атомов и ионов происходит в тот момент, когда эти частицы, проходя через внешние части магнитосферы, ионизируются радиацией звезды и уже не могут выйти из поля. Постепенно они диффундируют вдоль силовых линий и в конце концов попадают на магнитные полюсы. При достаточном размере магнитосферы и эффективном захвате она замедляет за время жизни звезды количество газа, сравнимое с тем, что нужно для изменения состава самых верхних слоев фотосферы. При этом захват должен быть в принципе более вероятным для тяжелых элементов. Однако центробежная сила у быстро вращающихся магнитосфер такого радиуса гораздо больше силы тяжести, и диффузия в действительности будет происходить не к звезде, а от нее.

Кроме реакций, происходящих во внутренних частях звезд, возможны так называемые *поверхностные реакции*, возникающие под действием потока ускоренных частиц<sup>15</sup>. Если облучать газ нормального состава протонами и  $\alpha$ -частицами, то должны происходить как захваты, включающие  $\beta$ -распад и выброс нуклонов, так и расщепления ядер. Чистый эффект может быть определен детальным расчетом, включающим сетку реакций для 300 сортов исходных ядер и их производных<sup>26</sup>. Исходный спектр предполагался степенным с показателем  $\gamma = 2,5$  от 1 Мэв. Расчеты показали, что в результате облучения протонами происходит больше разрушений ядер, чем созданий более тяжелых, особенно при высоких энергиях, когда они выбивают из ядра два и более нуклонов. Поэтому протоны не могут создать обилие тяжелых ядер, но могут увеличить число мало-распространенных элементов, например Li или P, за счет разрушения соседних, более обильных.

Облучение  $\alpha$ -частицами с энергией 10 Мэв и больше приводит к захвату с выбросом нуклона, так что средний атомный вес растет, если не

учитывать действия частиц очень большой энергии, число которых мало. Поэтому аномальный состав можно, в принципе, объяснить, если принять, что в отдельных местах звезды вещество облучается потоком  $\alpha$ -частиц и потом рассеивается по большой области, смешиваясь с неизмененным веществом<sup>26</sup>. Однако поверхностные реакции, так же как и внутренние, не могут объяснить дефицит некоторых легких элементов в отдельных звездах. Главная трудность здесь, однако, — получить источник  $\alpha$ -частиц без ускорения протонов. В принципе быстрые частицы могут лететь от спутника-сверхновой или генерироваться магнитным полем звезды в разрядах типа хромосферных вспышек, но существенно большей мощности. В обоих случаях трудно объяснить преимущественное количество  $\alpha$ -частиц, так как внешние слои и Ар-звезды, и сверхновой состоят преимущественно из Н. Найти правдоподобный механизм, селективно ускоряющий He, не удалось. Кроме того, гипотеза облучения частицами от сверхновой встречает уже упомянутую общую трудность — в этом случае должны были бы быть магнитные звезды без аномалий. Гипотеза о мощных разрядах на звезде исходит из аналогии с Солнцем, где среднее поле слабо, но в пятнах доходит до нескольких килогаусс. Однако поля пятен создаются сжатием у границ глубоких конвективных ячеек и давлением газа фотосферы, сжимающего холодное пятно с полем, как только это поле станет достаточно сильным, чтобы остановить конвекцию и уменьшить поток тепла. На магнитных звездах имеется крупномасштабное поле порядка нескольких килогаусс. Однако энергия уже этого поля выше, чем энергия конвекции, которая на звездах типа А вообще слаба и не простирается на большую глубину. Таким образом, конвекция не может существенно усилить поле. Давление газа тоже недостаточно, тем более, что температура газа на этих звездах слабо зависит от конвекции, там нет холодных пятен, как на Солнце. Наконец, для вспышек нужны сильные поля сложной структуры, а такие поля могут быть созданы только мощными конвективными движениями. Следовательно, на магнитных звездах нельзя ожидать мощных разрядов. Против таких разрядов говорит также отсутствие сильных всплесков радиоизлучения у Ар-звезд<sup>27</sup>.

Таким образом, ни высокотемпературные, ни поверхностные ядерные реакции не могут объяснить большую часть аномалий химического состава.

## 5. ДИФфуЗИОННОЕ РАЗДЕЛЕНИЕ ЭЛЕМЕНТОВ

Трудности перечисленных выше гипотез и тесная связь магнитного поля и аномалий состава заставляют искать механизм изменения состава фотосферы, вытекающий из наличия магнитного поля. Таким механизмом является диффузионное разделение, т. е. сепарация элементов в звезде с нормальным составом под действием силы тяжести и давления радиации<sup>28</sup>.

Давление радиации может очень сильно различаться для разных элементов. Можно ожидать, что тяжелые атомы со сложной структурой оптических термов имеют много спектральных линий в видимой и ультрафиолетовой области спектра и поглощение в этих линиях создает большее лучевое давление на эти атомы, чем на He и атомы и ионы легких элементов, имеющие относительно простую структуру. Это может объяснить их обилие в фотосфере. С другой стороны, дефицит He и легких элементов можно объяснить их погружением (относительно водорода) под действием силы тяжести. Скорость диффузии атомов очень мала. Для нейтрального He при концентрации водорода  $10^{15} \text{ см}^{-3}$  она меньше  $10^{-4} \text{ см/сек}$ , т. е. для пересечения фотосферы ( $2 \cdot 10^8 \text{ см}$ ) требуются сотни тысяч лет. Для ионов, имеющих большое эффективное сечение, время диффузии значи-

тельно больше. Таким образом, разделение может осуществиться только при полном отсутствии конвекции, т. е. там, где имеется достаточно сильное поле.

Механизм диффузионного разделения привлекателен своей простотой и естественностью. В принципе, если магнитное поле подавляет конвекцию и циркуляцию, действие этого механизма неизбежно. Однако влияние его на наблюдаемый химический состав в Ар-звездах требует количественного исследования. Можно указать ряд противоречий и трудностей, возникающих при попытках объяснить все наблюдаемые аномалии действием этого механизма. Чтобы обеспечить наблюдаемый избыток какого-нибудь элемента в  $10^4$  и более раз, необходимо собрать атомы в верхний слой фотосферы из более толстого слоя. При использовании модели <sup>29</sup> звезды с  $T_{\text{эфф}} = 10\,080^\circ \text{K}$  и  $g = 10^4 \text{ см/сек}^2$  можно рассчитать, что слой всего в 100 раз более массивный, чем до  $\tau = 0,3$ , простирается до оптической глубины  $\tau = 24$ . Температура от  $\tau = 0,3$  до  $\tau = 24$  меняется от  $7900^\circ \text{K}$  до  $17\,500^\circ \text{K}$ . При этом меняются условия ионизации и возбуждения, а также распределение энергии в спектре, однако для действия механизма сепарации давление радиации должно оставаться существенным во всем слое.

Трудностью диффузионного механизма является различие типов пекулярности у разных звезд. Как уже отмечалось вначале, связь типов пекулярности с эффективной температурой звезды является, по-видимому, следствием неучета условий возбуждения. Если это так, то нужно объяснить, почему в разных звездах при сходных условиях поднимаются разные элементы.

Для того чтобы обеспечить накопление атомов в верхних слоях фотосферы, нужно, чтобы давление радиации было эффективным в фотосфере и под ней и прекращалась над фотосферой, иначе атомы улетят от звезды. Качественно решение этой проблемы сводится, очевидно, к тому, что в верхних слоях не выполняется условие локального термодинамического равновесия, атомы не поглощают свет, превращая его в тепло, а рассеивают. При этом интенсивность в центре сильных и средних линий в спектре выходящего излучения падает до 5—7% интенсивности непрерывного спектра, и давление радиации для этих атомов становится незначительным. Количественное исследование этого эффекта должно включать в себя и расчет профилей линий в процессе накопления атомов в верхних слоях атмосферы.

Трудностью гипотезы о диффузионном разделении является то, что не все аномалии сосредоточены на магнитных полюсах. Для некоторых элементов линии меняются в антифазе с другими элементами и с напряженностью поля, например в упоминавшейся выше  $\alpha^2$  Гончих Псов (см. рис. 1, б). Можно было бы допустить, что поле в этих областях тоже сильно, но мала его радиальная составляющая. Однако в этом случае конвекция должна все равно остановиться и состав должен быть таким же, как на магнитных полюсах. Обойти эту трудность можно, например, следующим образом. Большая часть атомов, испытывающих давление радиации, останавливается в верхней части фотосферы, образуя рассеивающий слой с глубокими линиями. Однако ионы некоторых элементов не останавливаются и выталкиваются из фотосферы вдоль силовых линий. Это может иметь место, например, для элементов, имеющих большое число слабых ненасыщенных линий поглощения. В результате эти ионы могут накапливаться в вершинах магнитных дуг, образуя нечто вроде радиационных поясов, находящихся на расстоянии нескольких радиусов от звезды. Эти пояса проектируются на поверхность звезды преимущественно вне магнитных полюсов. Такая гипотеза нуждается, разумеется,

в количественной проверке. Диффузионный механизм не может, в принципе, объяснить одну из особенностей химического состава Ар-звезд — избыток тяжелых изотопов ртути у некоторых марганцевых Ар-звезд и высокое содержание изотопа  $\text{He}^3$  в звезде 3 Центавр А. Единственными мыслимыми механизмами возникновения этих аномалий в первом случае может быть захват нейтронов с промежуточной шкалой времени и разрушение гелия при поверхностных реакциях во втором<sup>16</sup> (сечение этого процесса для  $\text{He}^4$  несколько больше, чем для  $\text{He}^3$ ), хотя здесь должны почти исчезнуть и  $\text{He}^3$ , и  $\text{He}^4$ .

## 6. ПРОИСХОЖДЕНИЕ ПОЛЯ

Исследование магнитных звезд может дать некоторую информацию и о происхождении поля — как в этих звездах, так и в обычных, где напряженность меньше. В настоящее время обсуждаются две основные идеи. Первая исходит из того, что поле порядка  $3 \cdot 10^{-6}$  гс имеется в межзвездной среде, из которой образуются звезды. Сжатие газа в звезду сжимает и усиливает поле. При изотропном сжатии поле  $B$  меняется как  $\rho^{2/3}$ , и измерение поля в межзвездных облаках разной плотности качественно подтверждает эту зависимость<sup>30</sup>. Увеличение  $\rho$  от  $10^{-24}$  до  $10 \text{ г/см}^3$  должно довести  $B$  до  $10^{11}$  гс. Следовательно, проблема не в том, как создать поле звезды, а в том, как уменьшить его до допустимого значения. Это уменьшение связано, по-видимому, с анизотропией сжатия, когда магнитные силы останавливают конденсацию поперек силовых линий<sup>31</sup>.

Проводимость внутренних частей звезды достаточно высока, чтобы поле существовало там миллиарды лет. Правда, турбулентность усиливает затухание поля. Однако большая часть объема звезд, если исключить холодные звезды, устойчива. Кроме того, нужно учитывать влияние поля на возникающую конвекцию. Сильное поле должно остановить ее, по крайней мере в звездах, близких к типу А, где конвекция вообще слаба. Количественной теории всех этих процессов для звезд не создано, но пока нет серьезных оснований сомневаться в том, что остатки сильного начального поля могут сохраниться в звездах А — F в течение их жизни.

Вторая возможность происхождения поля основана на том, что крупномасштабное поле может расти в турбулентной среде, если турбулентность анизотропна, т. е. в ней имеется некоторое выделенное направление<sup>32</sup>. На звездах роль анизотропной турбулентности может играть конвекция. В этой модели была показана возможность генерации дипольного, квадрупольного и более сложных полей. Механизм генерации в турбулентной среде есть один из частных случаев динамо-процессов, где поле генерируется движением проводящей среды. Различные варианты динамо-процессов рассматривались в связи с попытками объяснить цикл солнечной активности и поле Земли.

В принципе, существование поля может быть объяснено и первым, и вторым способами, так что нужно использовать более детальные характеристики поля и различные следствия, сравнив их с наблюдениями. Переменность поля в солнечном цикле говорит в пользу динамо-процессов. С другой стороны, эти процессы создают поле в конвективной зоне, но оно очень медленно должно проникать во внутреннюю устойчивую область. Явления, связанные с пульсарами, объясняются вращением звезды, обладающей полем дипольного характера, которое резко усилилось при коллапсе ядра звезды. Следовательно, в ядре этих звезд до сжатия было регулярное поле. Это говорит в пользу реликтового происхождения

поля, хотя не исключена возможность, что реликтовое поле сохранилось только в ядре, а в конвективной оболочке действует механизм динамо.

Магнитные звезды дают некоторые дополнительные возможности для анализа гипотез о происхождении поля. Если поле усиливается конвекцией, то его энергия не может быть больше энергии конвективных движений. Между тем в Ар-звездах магнитная энергия часто значительно превосходит кинетическую и конвекция там подавлена. Об этом говорит и диффузионное разделение элементов, и локальный характер аномалий химического состава.

Магнитные звезды отличаются от обычных звезд того же класса более медленным вращением и малым числом двойных. Силы Кориолиса способствуют динамо-процессам, поэтому было бы естественнее ожидать, что поле усиливается у быстро вращающихся звезд. Наоборот, начальное поле уносит момент от сжимающейся звезды, и это естественно объясняет медленное вращение звезд с большими полями. Правда, медленное вращение может быть связано с истечением массы в стадии гиганта (такое истечение уносит момент), если Ар-звезды были гигантами. В последнем случае можно предположить, что поле было образовано конвективными движениями в стадии гиганта, а потом еще усилилось при сжатии и остановило конвекцию там, где оно достаточно сильно.

Более сильным аргументом в пользу начального поля является редкая двойственность Ар-звезд. Двойственность, вообще говоря, не может быть существенной для генерации поля, так как приливные силы на стадии главной последовательности малы. Двойные звезды возникают из-за большого момента сжимающейся протозвезды. Если момент эффективно уносится полем, то протозвезда не делится и сжимается в одиночную звезду. Следовательно, малый процент двойных может быть связан с тем, что Ар-звезды имели более сильное поле на дозвездной стадии, когда они были еще облаком размером в тысячи солнечных радиусов и даже больше, так как поле должно охватывать не только область, занимаемую двойной системой, но и более внешние слои, которым передается момент.

## 7. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Основная проблема магнитных Ар-звезд — происхождение аномалий химического состава — пока не нашла однозначного решения. Эти аномалии не могли быть созданы только ядерными реакциями в недрах звезды и не могли быть созданы поверхностными реакциями. Они не могли быть принесены на звезду извне от ее спутника-сверхгиганта или от сверхновой. Наиболее естественной кажется гипотеза о диффузионном разделении, но она требует количественного исследования. Кроме того, эта гипотеза в некоторых случаях встречает значительные трудности — как при объяснении разных типов пекулярности, так и при объяснении  $Pm$ ,  $Li$ , изотопов гелия и ртути. Некоторые из этих особенностей могут быть созданы при захвате нейтронов с промежуточной скоростью, другие — при реакциях расщепления ядер. В разных звездах имеются разные особенности. По-видимому, все их нельзя объяснить только одним механизмом, и приходится предполагать действие разных механизмов в разных звездах. Во всех магнитных звездах действует диффузионное разделение, некоторые были гигантами и испытали перемешивание, на других были быстрые частицы, расколовшие часть атомов. Поле имеет скорее всего первичное происхождение. В целом проблема магнитных Ар-звезд требует дальнейшего и экспериментального, и теоретического исследования.

Государственный астрономический институт  
им. П. К. Штернберга  
Астрономический совет АН СССР

## ЦИТИРОВАННАЯ ЛИТЕРАТУРА

1. а) Н. В. Вабсоск, *Astrophys. J.* **118**, 387 (1953); б) *Astrophys. J. Suppl.* **3**, No. 30 (1958); в) сб. «Звездные атмосферы», под ред. Дж. Гринстейна, М., ИЛ, 1963, стр. 268.
2. С. Б. Пикельнер, *УФН* **88**, 505 (1966).
3. А. Б. Северный, а) *ibid.*, стр. 3; б) *Astrophys. J. (Lett.)* **159**, L73 (1970); в) Н. С. Никулيني др., *Изв. КАО* **19**, 3 (1958).
4. В. Л. Гинзбург, *УФН* **99**, 514 (1969).
5. G. W. Preston, *Astrophys. J.* а) **157**, 247 (1969); б) **160**, L143 (1970); в) **164**, L41 (1971); М. М. Dvoretzky et al., *Bull. Am. Astron. Soc.* **2**, 311 (1970).
6. J. C. Kemp et al., *Astrophys. J.* **161**, L77 (1970).
7. J. R. P. Angel, J. D. Landstreet, *ibid.* **162**, L61 (1970).
8. E. Bohm-Vitense, *Sonderdruck aus Lehrst. Theor. Astrophys. (Univ. Heidelberg)*, Nr. 7, 19 (1967).
9. A. Deutsch, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **68**, 92 (1956).
10. D. Puer, *Astrophys. J. Suppl.* **18**, 347 (1969).
11. В. Л. Хохлова, *Астрон. ж.* **48**, 955 (1971).
12. P. Renson, *Ann. d'Astrophys.* **30**, 697 (1967).
13. W. L. W. Sargent, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **2**, 297 (1964).
14. M. F. Aller, *Sky and Telescope* **41**, 220 (1971).
15. E. M. Burbidge et al., *Rev. Mod. Phys.* **29**, 547 (1957).
16. A. G. W. Cameron, *Publ. Astron. Soc. Pacific* **83**, 585 (1971).
17. Г. А. Шайн, В. Ф. Газе, *Изв. КАО* **2**, 51 (1948).
18. E. P. J. van den Heuvel, *Bull. Astron. Inst. Netherlands* **19**, 326 (1968).
19. J. W. Truran, A. G. W. Cameron, *Magnetic and Related Stars*, ed. by R. C. Cameron, Baltimore, Mono Book Corp., 1967, p. 273.
20. S. A. Colgate, R. H. White, *Astrophys. J.* **143**, 626 (1966).
21. Н. С. Кардашев, *Астрон. ж.* **41**, 807 (1964); **47**, 465 (1970).
22. W. D. Arnett, *Astrophys. J.* **157**, 1369 (1969).
23. D. D. Clayton, *Comm. Astrophys. Space Phys.* **3**, 13 (1971).
24. M. D. Delano, A. G. W. Cameron, *Astrophys. and Space Sci.* **10**, 203 (1971).
25. O. Havnes, P. S. Conti, *Astron. and Astrophys.* **14**, 1 (1971).
26. P. J. Brancasio, A. G. W. Cameron, *Canad. J. Phys.* **45**, 3297 (1967).
27. K. Kodaira, E. B. Fomalout, *Astrophys. J.* **161**, 1169 (1970).
28. G. Michaud, *ibid.* **160**, 641 (1970); M. A. Smith, *Astron. and Astrophys.*, **11**, 325 (1971).
29. D. Michalas, *Astrophys. J., Suppl.* **9**, No. 92 (1965).
30. G. L. Verschuur, *Interstellar Gas Dynamics*, ed. by H. J. Habing, Dordrecht, D. Reidel, 1970, p. 170.
31. L. Mestel, L. Spitzer, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.* **116**, 503 (1956).
32. M. Steenbek et al., *Zs. Naturforsch.* **21A**, 369 (1966).