

ЯДЕРНЫЕ РЕАКЦИИ В Ар-ЗВЕЗДАХ

М. Ковальский

Объединенный институт ядерных исследований, Дубна

Приводятся данные астрономических наблюдений по звездам типа Ар. Кратко представлены теории возникновения аномального химического состава Ар-звезд: диффузионная, магнитной аккреции, ядерных реакций на поверхности и внутри звезды. Сообщаются сведения по изотопному составу ртути и обнаружению прометия в атмосферах Ар-звезд. Рассматриваются попытки теоретического объяснения этих наблюдений. Все особенности химического состава атмосфер Ар-звезд нельзя объяснить лишь одним из представленных в статье механизмов.

Особенности Ар-звезд подчеркивают важность дальнейших наблюдений, а также расчеты распространенности прометия и трансурановых элементов в атмосферах этих звезд.

Data on astronomical observations of Ap-stars are presented. The theories of diffusion, magnetic accretion, surface and interior nuclear reactions of building up the anomalous chemical composition are discussed. The observations of the isotopic composition of mercury and the discovery of the promethium lines in Ap-stars and attempts to explain them are considered. One cannot explain the phenomenon of Ap-stars by only one of the mechanisms described.

The observations of promethium and transuranium elements might be crucial for building up the consistent theory of Ap-stars.

ВВЕДЕНИЕ

Исследование Ар-звезд принадлежит к наиболее быстро развивающимся в последнее десятилетие отраслям астрофизики. Если признаком развития некоторой области знания является постановка все новых вопросов, то, несомненно, трудно будет указать другую, конкурирующую в этом отношении область астрофизики. При объяснении данных астрономических наблюдений по Ар-звездам возникают вопросы, ответы на которые можно дать на основе совершенно разных и даже противоположных представлений. Вполне удовлетворительная теория этих звезд отсутствует. Оби-

лие элементарных и простых вопросов, на которые трудно ответить, служит вызовом исследователям и является, пожалуй, признаком актуальности проблемы.

1. ОСНОВНЫЕ ДАННЫЕ ПО Ар-ЗВЕЗДАМ

Когда впервые стали изучать спектры звезд, предполагалось, что различия в спектрах обусловлены главным образом разницей в химическом составе. Звезды были разделены на спектральные классы; в один спектральный класс были объединены звезды с линиями одних и тех же элементов. Как стало известно, то, что раньше считали разбиением по химическому составу, оказалось разбиением по температуре поверхности. Классы в порядке убывания температуры поверхности обозначаются так: *O*, *B*, *A*, *F*, *G*, *K*, *M*, *R*, *N*, *S*. В каждом спектральном классе имеется десять подклассов. Например, самые горячие звезды класса *A* обозначаются *A0*, а самые холодные — *A9*. Поверхностная температура звезд класса *O* составляет приблизительно $5 \cdot 10^4$ °К, а класса *S* — $3 \cdot 10^3$. Солнце принадлежит к классу *G2*.

Ар-звезды составляют 10%, а по некоторым оценкам 25% всех звезд классов от *B4* до *F0*. Спектры этих звезд странны (*peculiar* — странный, особенный, отсюда и буква *p* в названии класса) по двум причинам. Кроме необычайной силы некоторых спектральных линий наблюдаются также вариации интенсивностей линий. В спектрах этих звезд найдены линии короткоживущих элементов, которые на Земле уже не существуют.

Другие элементы, например лантаноиды, золото, ртуть, содержатся в земной коре в небольших количествах, в то время как в атмосферах Ар-звезд они распространены гораздо сильнее; в некоторых случаях их распространение превышает земную в 10^5 раз!

Основные наблюдаемые характеристики звезд — это светимость и температура поверхности. Светимость — полную энергию, излучаемую звездой в 1 *сек*, — можно вычислить по энергии, получаемой на Земле, если известно расстояние до звезды. Температуру поверхности звезды можно вывести из распределения ее излучения по частотам. Если светимость звезд с известными расстояниями нанести на график в зависимости от их температур, то получим так называемую диаграмму Герцшпрунга — Рассела.

Астрономам известны расположение Ар-звезд на диаграмме Герцшпрунга — Рассела (ГР), их химический состав, частота появления двойных систем, напряженность магнитного поля, скорость вращения, морфологический возраст и другие физические параметры. Неизвестной остается причина «пекулярности» — странности. Прежде чем приступить к изложению теорий, в которых пытаются объяснить странность Ар-звезд ядерными процес-

сами, приведем кратко физические характеристики и данные астрономических наблюдений.

Расположение на диаграмме Герцшпрунга — Рессела. Возраст Ар-звезд. На диаграмме ГР Ар-звезды расположены среди молодых звезд. Однако некоторые особенности их состава напоминают состав красных гигантов. Существуют три возможности для объяснения эволюционной стадии Ар-звезд; именно Ар-звезды это:

- 1) очень молодые объекты, недавно попавшие на главную последовательность;
- 2) звезды, которые скоро покинут главную последовательность;
- 3) звезды, прошедшие стадию красного гиганта и пересекающие главную последовательность вновь.

Возраст звезды для этих трех возможностей соответственно равен 10^6 , 10^8 , $2 \cdot 10^9$ лет. Молодые звезды нашей Галактики концентрируются вблизи Млечного Пути. Однако среди Ар-звезд вблизи Млечного Пути концентрируются [61] лишь звезды кремниевой группы (Si-звезды). Далее рассмотрим существующие группы в классе Ар-звезд. Остальные звезды рассеяны заметно сильнее. Среднее расстояние от галактической плоскости превышает 60 парсек, так что Ар- и Ам-звезды (Ам — «металлические») не очень молодые.

Вместе с тем Ар-звезды были найдены и в очень молодых скоплениях: три Si-, четыре Sr- и две Mn-звезды были обнаружены в ассоциации Scorpius-Centaurus, возраст которой составляет $5 \cdot 10^6$ лет. Кроме того, пять Ар-звезд обнаружены в ассоциации Orion, возраст которой достигает $3 \cdot 10^6$ лет. Большинство астрономов считает, что нет связи между пекулярностью звезды и ее эволюционной стадией.

Физические характеристики Ар-звезд. Средняя индукция магнитного поля типичной Ар-звезды составляет 10^3 — 10^4 гс. В изменениях напряженности магнитного поля наблюдается периодичность. Самые короткие периоды изменения поля составляют несколько дней [1]. Эти изменения можно объяснить с помощью модели наклонного ротатора, в которой магнитная ось звезды наклонена относительно оси вращения, а обе оси наклонены относительно луча зрения.

Типичная Ар-звезда имеет поверхностную температуру порядка 10^4 °К и плотность атмосферы около 10^{15} атом·см⁻³. Конвективная оболочка такой звезды очень тонкая, причем сильные магнитные поля должны существенно замедлять конвекцию. Массы Ар-звезд в 2—5 раз превышают массу Солнца.

Особенности химического состава Ар-звезд. Как уже упоминалось, Ар-звезды привлекают к себе внимание прежде всего химическим составом, сильно отличающимся от солнечного. Данные, приведенные в табл. 1, указывают на отличие химического состава Ар-звезд от состава большинства других звезд клас-

са А. Приведем основные особенности химического состава Ар-звезд. Подчеркнем, что на каждой звезде концентрация элементов различна.

Таблица 1

Степень обогащения элементов в Ар-звездах

Элемент	α^2CVn	HD133029	HD151499	βCVB	γEQu	$\delta CenA$	73Dra	53Tau	αCnc
He	—	—	—	—	—	-0,8	—	—	-1,2
Be	+1,2	—	—	—	—	+0,4	—	—	+2,0
C	—	—	—	—	—	0,0	—	+0,4	—
N	—	—	—	—	—	+0,7	—	—	—
O	-1,0	—	—	<-1,8	<-1,7	-0,8	—	—	+0,3
Ne	—	—	—	—	—	0,0	—	—	—
Na	—	—	—	—	0,0	—	—	—	—
Mg	-0,4	+0,1	+0,1	+0,2	+1,2	-0,6	+2,7	-0,3	-0,8
Al	0,0	+0,3	—	—	—	-0,2	—	—	—
Si	+1,0	+1,4	+0,1	—	+0,5	+0,3	+0,7	+0,1	—
P	—	—	—	—	—	—	—	—	+2,0
S	—	—	—	—	—	-1,0	—	—	—
Ar	—	—	—	—	—	+0,1	—	—	—
Ca	-1,7	-1,3	+0,4	+0,1	+0,7	-0,4	-2,0	-1,5	—
Sc	-0,2	—	—	+0,4	+0,7	<+0,6	—	—	—
Ti	+0,4	+0,4	—	+0,9	+0,2	<+0,2	+0,3	+0,6	-0,2
V	+0,1	+0,5	—	+0,4	+0,8	<+0,7	—	—	—
Cr	+0,7	+1,0	+0,3	+1,5	+1,3	<-1,0	+1,6	-0,9	+0,1
Mn	+1,2	+1,2	+1,0	+1,6	+1,8	+0,6	+1,5	+1,8	+1,5
Fe	+0,5	+0,6	+0,0	+0,8	+0,6	+0,6	+0,6	-0,3	-0,3
Co	—	—	—	+1,0	+1,7	—	—	—	—
Ni	+0,5	+0,4	—	+0,3	+1,6	-0,2	—	—	—
Ga	—	—	—	—	—	+3,8	—	-2,4	—
Kr	—	—	—	—	—	3,1	—	—	—
Sr	+1,1	+1,2	+1,8	+1,6	+2,6	<+1,7	+0,9	+1,5	—
Y	+1,3	—	—	—	+0,6	—	—	—	—
Zr	+1,5	+1,6	—	+2,0	+0,8	—	—	—	—
Ba	<0,0	—	-0,2	+0,7	+1,2	—	—	—	—
La	+3,0	+2,3	—	+2,8	+2,3	—	—	—	—
Ce	+2,6	+2,4	—	+2,9	+2,0	—	+1,3	—	—
Pr	+3,0	+2,8	—	+2,7	+2,4	—	—	—	—
Nd	+2,4	+2,1	—	+2,2	+2,3	—	—	—	—
Sm	+2,6	+2,4	—	+2,3	+1,7	—	—	—	—
Eu	+3,3	+2,9	+2,1	+3,2	+2,6	—	+3,3	—	—
Gd	+2,9	+2,5	—	+2,9	+2,2	—	+2,8	—	—
Dy	+2,9	+2,7	—	+3,6	+2,5	—	—	—	—
Pb	—	+3,2	—	—	—	—	—	—	—

Говоря о возрасте Ар-звезд, мы уже упоминали несколько групп, существующих среди этого типа звезд. Название группы (например, Si) указывает на особенность спектра или на элемент

(кремний), содержание которого аномально и наиболее повышено. Среди пекулярных звезд можно выделить две основные группы: металлические звезды Am, в которых наблюдается избыток металлов, и Ar-звезды.

Отклонения в распространенности элементов на Am-звездах меньше, чем на Ar-звездах. Магнитное поле у Am-звезд отсутствует. Приведенные физические характеристики относятся

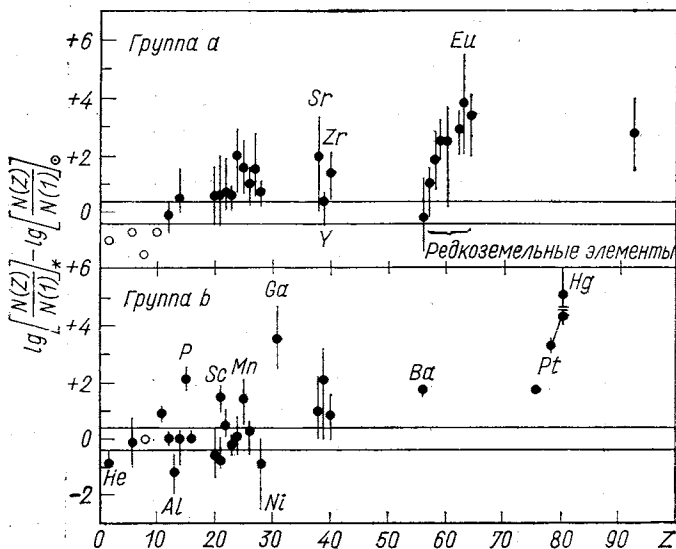


Рис. 1. Логарифм относительной распространенности элементов в Ar- (группа а) и Am-звездах (группа б).

Горизонтальные тонкие линии ($\pm 0,4$ по оси ординат) определяют пределы для отклонений в распространенности элементов в обычных звездах класса А. Рисунок взят из работы [3].

в основном к Ar-звездам. Аномалии в распространенности элементов и различия между Ar- и Am-звездами хорошо видны на рис. 1.

Прокомментируем кратко данные, приведенные в табл. 1 и на рис. 1. Содержание самых легких элементов He, O понижено в 10 раз. Содержание Si увеличено в 10 раз в самых горячих Ar-звездах и несколько меньше — в других. Распространенность Ga часто понижена в 10—100 раз. Содержание элементов в области железного пика — Ti, V, Cr и Mn — чаще всего увеличено, особенно содержание Mn в горячих звездах и Cr — в холодных. Для железа это увеличение не столь заметно. Распространенность

Ga и Kг на звезде 3 Cep A повышена в 100 раз, а избыток Sr, Y и Zr на большинстве Ар-звезд характеризуется фактором 10—100. Самые большие отклонения от нормы наблюдаются для распространенности редкоземельных элементов. Элементы La, Ce, Pr, Nd, Sm, Eu, Gd и Dy у нормальных звезд класса А не наблюдаются вообще, в то время как их распространенность на Ар-звездах увеличена по сравнению с универсальной в 500 раз. Распространенность Ba нормальная или несколько выше нормальной.

Для звезд, у которых наблюдается переменное магнитное поле, переменными являются также и спектры. Интенсивность некоторых линий спектра постоянна, в то время как у других она изменяется с тем же периодом, что и магнитное поле. Встречаются звезды, у которых корреляции между изменениями магнитного поля и изменениями интенсивностей спектральных линий отсутствуют. Как правило, если интенсивность линий одних элементов возрастает, то у других — падает. Например, в звездах $\alpha^2\text{CVn}$ и HD125248 интенсивности линий Eu II и Sr II изменяются в противофазе. Максимальная интенсивность линии Eu II на звезде HD125248 наблюдается тогда, когда магнитное поле положительно, но для $\alpha^2\text{CVn}$ максимальная интенсивность линии Eu II достигается при отрицательной полярности магнитного поля.

Забегая вперед, скажем, что peculiarity спектров вызваны разным обогащением тяжелыми элементами поверхности звезд и разными физическими условиями в слоях, в которых образуются линии. Каждая звезда требует индивидуального исследования, и это значительно осложняет получение общих закономерностей.

В табл. 2 приведены данные о наблюдении тяжелых элементов, которых нет в табл. 1 и на рис. 1. Эти элементы наблюдались лишь на отдельных звездах, и говорить о каких-либо закономерностях пока еще трудно. Далее увидим, что результаты наблюдений этих элементов весьма существенны для построения теории Ар-звезд и проверки моделей нуклеосинтеза.

Из исследования Ар-звезд может получить ценную информацию также и ядерная физика. Некоторые гипотезы, относящиеся к структуре ядра, которые нельзя проверить экспериментально в лабораторных условиях, возможно, удастся проверить в спектрах звезд. Вероятно также, что сверхтяжелые элементы, которые пока еще не удалось обнаружить на Земле или синтезировать искусственно, существуют на некоторых Ар-звездах: «...если сверхтяжелые элементы можно вообще где-либо найти, то, в первую очередь, они должны быть найдены в Ар-звездах» [8].

В свою очередь, астрофизикам, исследующим Ар-звезды, необходимо иметь точные данные о спектрах редкоземельных и трансурановых элементов. Более подробно требования астрофизиков к физикам изложены Престоном [3]. Астрономические проблемы исследования Ар-звезд даны в обзорах [47, 62].

Наблюдения тяжелых элементов на Ар-звездах

Элемент	Звезда
W	HD25354 [27], 73Dra [28], HR8911 [29]
Re	HD35354 [27], 73Dra [28], HR8911 [29]
Os	73Dra [30, 31], HR8911 [29], HD25354 [27], 5 Ар-звезд [32], HR465 [33], βCrB [34], HD5797 [35]
Ir	73Dra [28], HR8911 [29]
Pt	HR4072 [36], Φ Phe [36], 46Dra [36], HD173650 [36], HR465 [33, 37], 73Dra [28, 31, 34], HD25354 [27], 78 Vir [34], HR8911 [29], 5 Ар-звезд [32], HD 5797 [35]
Au	HD25354 [32], HD71866 [32], 73Dra [31], HR4072 [38], γ Lup [38]
Hg	α Anol [39], γ Lup [38—40], τ CrB [40, 41], Φ Phy [36], 46Dra [36], HD173650 [36], HR4072 [38], 73Dra [28], HR465 [33, 37], 10 Ар-звезд [42], 20 Мп-звезд [43]
Pb	73Dra [28], HR4072 [28], HR8911 [29], α ² CVn [13,29]
Bi	73Dra [28]
U	73Dra [30, 31, 34], β CrB [32, 34, 44, 45], HD25354 [27, 46], HR465 [25, 46], HD224801 [25], 17ComA [25], HR8911 [29], 4 Ар-звезд [32], 25 холодных Ар-звезд [4], 25 Ар-звезд [47]
Th	73Dra [28], HD25354 [27], HR465 [37]
Pu	} HD25354 [27, 48]
Am	
Cm	

2. СУЩЕСТВУЮЩИЕ ТЕОРИИ АНОМАЛЬНОГО ХИМИЧЕСКОГО СОСТАВА Ар-ЗВЕЗД

Наблюдаемые аномалии можно объяснить, используя два различных подхода. Один из них заключается в том, что отыскивается такой механизм, с помощью которого можно объяснить обогащение одних и исчезновение других спектральных линий. Таким образом аномалии в распространенности элементов являлись бы только кажущимися. Некоторые элементы, например Ст, Мп, Еи, обладают большими магнитными моментами, и поэтому возможна их миграция в магнитных полях с большим градиентом [9, 10]. Однако нельзя объяснить все наблюдаемые особенности; кроме того, подобный механизм требует слишком большого градиента магнитного поля. Более обоснованно можно объяснить наблюдаемую распространенность тяжелых элементов в поверхностных слоях с помощью гипотезы диффузионного переноса элементов на поверхность Ар-звезд. Согласно этой гипотезе, содержание элементов в звезде не отличается от универсального; только благодаря диффузии некоторые элементы выносятся на поверхность.

Во втором подходе полагают, что аномалии химического состава реальны и вызваны ядерными реакциями или внутри звезды, или на ее поверхности.

В 1965 г. Фаулер, Е. Бэрбидж, Г. Бэрбидж, Хойл попытались объяснить образование тяжелых элементов на Ар-звездах процессом быстрого захвата нейтронов (r -процесс), происходящим во время вспышки Сверхновой. Тем самым они предположили, что эти звезды прошли уже довольно большой участок по своему эволюционному пути, а именно после стадии красного гиганта они снова возвращаются на главную последовательность.

В результате гелиевой вспышки образуется ^{12}C , а протонного захвата — ^{13}C ; $^{12}\text{C} (p, \gamma) ^{13}\text{N} (\beta^+) ^{13}\text{C}$. $^{13}\text{C} (\alpha, n)$ -Реакция — главный источник нейтронов, необходимый для образования тяжелых элементов. Бурное перемешивание слоев звезды переносит продукты реакции на поверхность. Недостаток легких элементов авторы объяснили поверхностными реакциями скалывания. Однако в этой теории предполагается большой возраст Ар-звезд, что, как следует из наблюдений, неверно.

Образование аномального состава атмосферы Ар-звезд в результате ядерных реакций на поверхности звезды. Бранкацио, Камерон [2] анализировали гипотезу о том, что ядерные реакции на поверхности обеспечивают наиболее значительный вклад в механизм образования аномального состава Ар-звезд. Эта гипотеза была высказана Бэрбиджами [13] в 1955 г.

В соответствии с наблюдаемым спектром космического излучения было принято, что спектр протонов и α -частиц, бомбардирующих поверхность звезды, задан формулой $N(E) \sim E^{-n}$, где индекс $n = 2,5$. Для образования тяжелых элементов рассматривался поток частиц, соответствующий участку энергетического спектра 1—50 Мэв. Частицы меньшей энергии теряют энергию на ионизацию, а большей — на реакции скалывания. В сетке происходящих реакций рассматривалось около 300 ядер. Рассчитывалось конечное количество ядер как функция интегрального потока протонов и α -частиц. Поскольку метод расчета сечений захвата был основан на статистической модели [14], результаты, полученные для легких ядер, вызывают некоторые сомнения. Предполагалось, что первоначальная распространенность элементов совпадает с солнечной.

Оказывается, что поток бомбардирующих протонов превращает начальное вещество в смесь водорода и гелия. Изменение начальной распространенности элементов в зависимости от величины полного потока протонов дано на рис. 2. Для небольших интегральных потоков заметны понижение содержания Fe, Co и Ni и обогащение элементами от Ca до Fe. Большие потоки приводят к деструкции всех тяжелых элементов, а поток α -частиц — к увеличению содержания тяжелых элементов за счет (α, n) -

(α, p) -, $(\alpha, 2n)$ -, (α, pn) -, $(\alpha, 3n)$ -реакций. Результаты расчетов приведены на рис. 3. Если же рассматривать одновременное действие протонов и α -частиц, то в случае одинаковых потоков деструктивное действие протонов в конечном итоге преобладает.

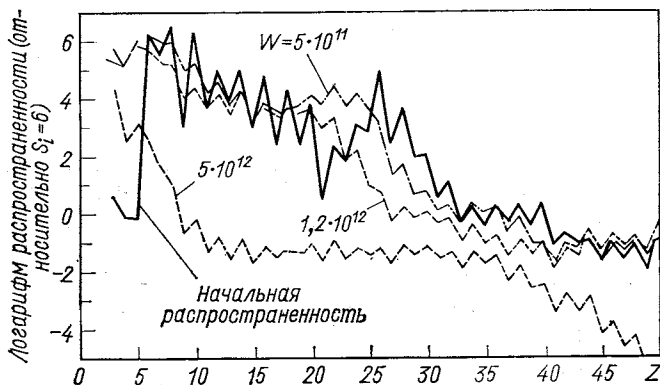


Рис. 2. Зависимость результирующей распространенности элементов от интегрального потока протонов [2] (W в $\text{эрг} \cdot \text{сек} \cdot \text{см}^{-3}$)

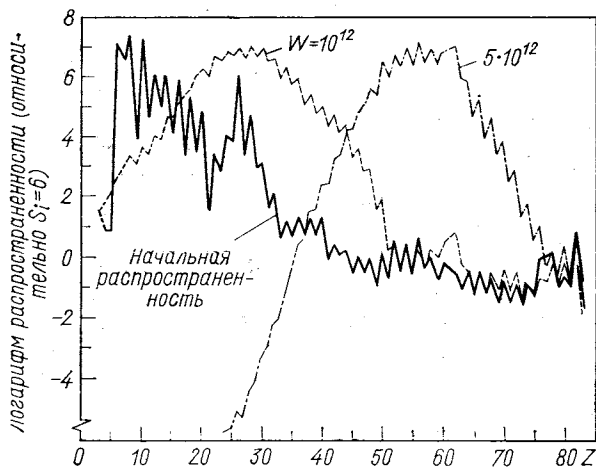


Рис. 3. Зависимость результирующей распространенности элементов от интегрального потока α -частиц [2] (W в $\text{эрг} \cdot \text{сек} \cdot \text{см}^{-3}$)

Применяя свои расчеты для объяснения распространенности элементов на поверхности Ар-звезд, Бранкацио и Камерон заключают, что только малая часть (около 1%) поверхности звезды

подвергается облучению интенсивным потоком α -частиц. Оценка энергии, затраченной магнитным полем на ускорение α -частиц, подтверждает вероятность этого процесса. Труднее согласиться с селективностью механизма ускорения, ускоряющего только α -частицы.

Отметим и другие недостатки модели. Расчетное содержание Fe и Si не обнаруживает их наблюдаемого избытка. Согласно расчетам содержание Sr и Y должно увеличиваться одновременно, что экспериментально не наблюдается. В противовес наблюдениям Fe и Si не могут одновременно достигать максимального содержания, поскольку избыток Fe получается при реакции захвата α -частиц ядрами Si и соседних элементов.

Большое отношение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$ (например, ${}^3\text{He}/{}^4\text{He} \sim 10$ на 3 Centauri A) можно объяснить ядерными реакциями на поверхности звезды. При этом для образования ${}^3\text{He}$ существуют две возможности:

1) изотоп ${}^3\text{He}$ может образоваться в термоядерных реакциях на дейтерии, однако для получения наблюдаемого содержания ${}^3\text{He}$ потребовалась бы слишком большая плотность дейтерия;

2) ${}^3\text{He}$ образуется в ${}^4\text{He}(p, d){}^3\text{He}$ и ${}^4\text{He}(p, pn){}^3\text{He}$ -реакциях, порог которых составляет 20,6 Мэв. Отметим, что протоны с энергией свыше 7,7 Мэв способны расщеплять также и ядра ${}^3\text{He}$ в ${}^3\text{He}(p, d)2p$ - и ${}^3\text{He}(p, pn)2p$ -реакциях. Таким образом, избыток ${}^3\text{He}$ в атмосферах Ар-звезд зависит от отношения скоростей расщепления ядер ${}^4\text{He}$ больше, чем ядер ${}^3\text{He}$, то отношение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$ возрастает. Если же скорость расщепления ${}^4\text{He}$ несколько меньше скорости расщепления ${}^3\text{He}$, то отношение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$ постоянно. Для получения измеренного отношения ${}^3\text{He}/{}^4\text{He} \sim 10$ необходимо, чтобы сечения соответствующих реакций удовлетворяли условию $\sigma({}^4\text{He})/\sigma({}^3\text{He}) = 0,9$.

Согласно измерениям [63] отношение $\sigma({}^4\text{He})/\sigma({}^3\text{He})$ возрастает от нуля при энергии протонов 18 Мэв до 0,9 при энергии 38 Мэв и далее остается постоянным вплоть до энергии 50 Мэв. Такое хорошее согласие свидетельствует в пользу предположения о том, что ядерные реакции на поверхности Ар-звезд весьма существенны для образования состава их атмосферы.

Модель магнитной аккреции. Эту модель выдвинули Хавнс и Контти [15] в 1971 г. Суть ее заключается в следующем. Магнитное поле Ар-звезды захватывает ионы из окружающего межзвездного пространства. Поскольку у тяжелых элементов отношение заряда к массе меньше, чем у легких, то тяжелые ионы проходят ближе к звезде, что способствует их дальнейшей ионизации. Ионы с повышенной степенью ионизации захватываются магнитным полем и по спирали доходят до магнитных полюсов звезды. Возрастающее по мере приближения к звезде магнитное поле может

оттолкнуть ионы, но самые тяжелые из них диффундируют к поверхности звезды, и таким образом, изменяется распространенность элементов в атмосфере. Поскольку обогащается состав лишь самых верхних слоев атмосферы звезды, то даже при самых осторожных предположениях относительно плотности межзвездной среды и радиуса захвата можно получить за короткий отрезок времени ($\sim 10^7$ лет) значительное обогащение тяжелыми элементами, сравнимое с наблюдаемым. Шкала времен 10^7 лет для обогащения порядка 10^3 была получена в предположении, что скорость движения звезды ~ 10 км·сек⁻¹, плотность материи в межзвездном пространстве ~ 1 атом·см⁻³ и радиус захвата ~ 2 астр. ед., т. е. более чем в 200 раз больше геометрического радиуса звезды. Относительно этой модели заметим, что ее дополнение физическими процессами, которые не учитывались в работе [15], возможно, приведет к другому химическому составу поверхности звезды, отличному от полученного в работе [15]. Кроме того, этим механизмом нельзя объяснить наблюдаемые изотопные особенности состава звезды, например отношения $^3\text{He}/^4\text{He}$ или отношения различных изотопов ртути.

Диффузионная модель. Большое магнитное поле Ар-звезд препятствует возникновению конвективных движений, иными словами, стабилизирует их атмосферу. Радиационное давление вызывает диффузионное перемещение атомов. В поле излучения радиационное давление испытывают только те атомы, ионизационный потенциал которых расположен в определенном диапазоне. Согласно расчетам Мишо [16], элементы, у которых ионизационный потенциал заключен в пределах от 10,5 до 13,6 эв, будут выталкиваться радиационной силой на поверхность звезды. В эту группу атомов попадают С, Р, Cl, Ca, Sc, As, Br, Sr, Y, Zr, Хе, Rn и редкоземельные элементы. Элементы, у которых ионизационный потенциал меньше 10 или больше 18 эв, не поглощают достаточного количества энергии для преодоления силы тяжести. К этой группе атомов относятся He, Li, Be, В, Ne, Na, Al, K, Ni, Cu, Ga, Se, Rb, In, Sb, Te, Cs. Ионы Mg, Mn, Fe, Cr, ионизационный потенциал которых заключен в пределах от 13,6 до 18 эв, возможно, испытывают радиационное давление, способное вынести их на поверхность звезды. Скорость диффузии оказывается по порядку величины равной 10^{-3} см·сек⁻¹, что обеспечивает изменение состава атмосферы звезды за 10^4 лет. С другой стороны, трудно согласиться с отсутствием в атмосфере звезды конвективных течений, скорость которых не превышала бы 10^{-3} см·сек⁻¹. Перечислим трудные для объяснения в рамках этой модели наблюдаемые факты:

согласно модели Y должен проявляться в избытке, но в холодных Ар-звездах [наблюдается [4] его нормальное распространение;

должен быть недостаток магния, однако в холодных Ар-звездах его содержание не отклоняется от нормы [4];

в рамках модели трудно воспроизвести наблюдаемую сверхраспространенность элементов, соседствующих с железом;

модель предсказывает повышенное содержание редкоземельных элементов, но не в такой степени, в какой оно наблюдается; трудно объяснить наблюдаемое отношение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$.

Несмотря на эти трудности, диффузионная модель поддерживается многими астрофизиками.

Гипотеза возникновения аномалий химического состава Ар-звезд выбросом материи Сверхновой. Рассмотрим модель, которую сейчас большинство астрофизиков опровергают, но которая еще имеет и поклонников. Речь идет о модели, в которой аномальный состав Ар-звезд обусловлен выбросом материи из соседней звезды. Эта модель разрабатывалась Ван ден Хейвелем [18], Гутри [19] и Ренсоном [20].

Критики этой модели указывают на тот факт, что состав материи, в которой совершается r -процесс или даже только s -процесс (процесс медленного захвата нейтронов), отличается от состава Ар-звезд. Кроме этого аргумента есть еще и второй: материя, выброшенная Сверхновой в двойной системе, скорее сорвала бы атмосферу Ар-звезды, чем ее обогатила. Звезда могла, однако, образоваться из материи, выброшенной при вспышках Сверхновых. Рассмотренное Ониши [60] асимметричное деление ядер — продуктов r -процесса дает наблюдаемый на звезде HR 465 пик в области Nd и Sm.

Чтобы подтвердить эту модель, необходимо провести работы по определению содержания на этой звезде следующих элементов: Rh, Ag, Cd, In, т. е. элементов, относящихся к легким осколкам деления. Не будем останавливаться на этих вопросах подробно, поскольку наблюдения последних лет приводят к заключению о необходимости применения более сложных моделей, учитывающих по крайней мере два из перечисленных выше механизмов. Среди принципиально новых наблюдений, которые могут оказать весьма существенными для проверки теории Ар-звезд, были открытие изотопного сдвига линий Hg, Pt, а также сообщения об открытии линий Pm, U и трансурановых элементов.

3. НАБЛЮДЕНИЕ И ОБЪЯСНЕНИЕ ИЗОТОПНОГО СДВИГА ЛИНИЙ РТУТИ

Результаты сообщений об обнаружении в спектрах Ар-звезд линий различных изотопов ртути приведены в табл. 3. Авторы работы [21] объясняют появление тяжелых изотопов ртути диффузионным процессом; они рассматривают также механизм, в котором материя сначала перемещается к поверхности звезды,

Таблица 3

Относительное содержание изотопов ртути

Изотоп	Iota CrB [41]	HR4072 [38]	HR5883 [38]	HR465 (1964—1969) [49]		Земное
198	} 6	} 0	} 0	} 10	} 10	10
199						17
200	} 16	} 4	} 0	} 45	} 60	23
201						13
202						30
204	45	37	3	} 45	} 30	30
	33	59	97			7

а затем подвергается бомбардировке потоком протонов. Рассматривались также многочисленные реакции расщепления на свинце, вызванные протонами с энергией несколько *Мэв*. Воспроизведение

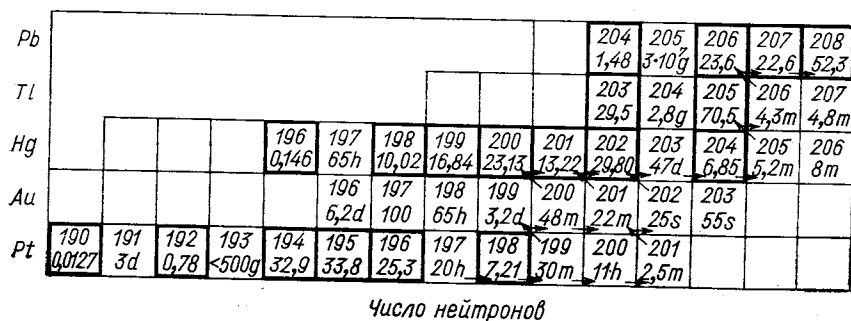


Рис. 4. Участок таблицы изотопов в области ртути:

Стрелками показан путь последовательных нейтронных захватов и β -распадов в промежуточной шкале времени [22]

наблюдаемых распространенностей изотопов Hg не требует больших затрат энергии. Однако для того, чтобы воспроизвести наблюдаемые данные, спектр протонов должен быть очень крутым: около E^{-8} или даже $\sim E^{-9}$. Поэтому авторы работы [21] отдадут предпочтение диффузионной модели.

Другую попытку интерпретации обнаружения тяжелых изотопов Hg дал Камерон [22]: поскольку «обыкновенный» *r*- или *s*-процесс не приводит к тяжелым изотопам Hg, последние могут образоваться захватом нейтронов при средней шкале времен.

Участок карты изотопов представлен на рис. 4. Здесь квадраты, обведенные толстой линией, обозначают стабильные изотопы. Верхнее число указывает их атомную массу, нижнее — относительную земную распространенность. В квадратах, обведенных тонкой линией, помещены изотопы, нестабильные относительно

β -распада; верхнее число указывает атомную массу, нижнее — период полураспада. Стрелками обозначена последовательность нейтронных захватов и β -распадов в предположении, что среднее время между двумя последовательными нейтронными захватами составляет около 1 ч.

В таких условиях изотоп ^{200}Hg образуется в уменьшенном количестве, поскольку большая часть ^{200}Au способна захватить нейтрон прежде, чем испытает β -распад. Для характерного времени порядка 1 ч цепочка нейтронных захватов заканчивается на ^{205}Hg . Изотоп ^{204}Hg имеет 124 нейтрона — лишь на два нейтрона меньше, чем замкнутая оболочка $N = 126$. Поскольку сечение захвата нейтронов падает в окрестности замкнутой оболочки, то можно ожидать, что сечение захвата нейтронов для ^{204}Hg меньше, чем для ^{202}Hg . Таким образом, в процессе нейтронных захватов можно получить большой выход ^{204}Hg . Камерон [22] полагает, что этот процесс происходит на звезде после гелиевой вспышки, во время которой генерируется необходимый поток нейтронов. В результате гелиевой вспышки температура внешних слоев ядра звезды повышается до $6 \cdot 10^8$ °K и начинается процесс выгорания углерода, сопровождающийся многочисленными ядерными реакциями. Выгорание углерода должно происходить незрывным образом, а освобождаемая при этом энергия должна обеспечить полное перемешивание слоев вещества звезды. Следует отметить, что предположение Камерона $\sigma_{n, \gamma}(^{204}\text{Hg}) \ll \sigma_{n, \gamma}(^{202}\text{Hg})$; $\sigma_{n, \gamma}(^{204}\text{Hg}) \ll \sigma_{n, \gamma}(^{202}\text{Hg})$ противоречит выводам экспериментальных работ [64, 65], согласно которым $\sigma_{n, \gamma}(^{204}\text{Hg}) = 190 \pm 50$ мбарн, а $\sigma_{n, \gamma}(^{202}\text{Hg}) = 50 \pm 15$ мбарн.

4. ОБНАРУЖЕНИЕ ЛИНИИ ПРОМЕТИЯ В СПЕКТРАХ Ар-ЗВЕЗД

Прометий не имеет стабильных изотопов; самые долгоживущие его изотопы ^{145}Pm ($T_{1/2} = 17,7$ лет) и ^{146}Pm ($T_{1/2} = 5,53$ лет). Впервые прометий был обнаружен Аллером и Коули [23] в 1970 г. на звезде HD 9996 (HR 465). Звезда HD 9996 представляет собой магнитопеременную звезду с необычайно большим периодом изменения всех характеристик — около 22 лет. На этой звезде был обнаружен ряд линий тяжелых элементов, в частности линий U. Аллер и Коули отождествили более сорока линий Pm II на HR 465. Вольф и Моррисон [24], однако, проанализировав имевшиеся в их распоряжении спектрограммы, линии Pm II не обнаружили.

Сообщение Аллера и Коули об открытии Pm II на HR 465 вызвало оживленную дискуссию в литературе по Ар-звездам и нуклеосинтезу. Большинство авторов отрицают открытие линии Pm II в спектре этой звезды. Дело в том, что спектры Ар-звезд очень сложные, многие линии на них еще не отождествлены и при этом недостаточно хорошо известны спектры всех редкоземельных

Таблица 4

Идентификация линий U II и Pm II на звезде HR465

$\lambda_{\text{лаб}}$	$I_{\text{лаб}}$	λ_*	I_*	Комментарий	$\lambda_{\text{лаб}}$	$I_{\text{лаб}}$	λ_*	I_*	Комментарий
U II									
3793,10	42	93,17	2	Четко видна	4116,10	60	16,16	1	Четко видна
3826,51	55	26,47	3	Блендирована	4171,59	100	71,57	1	Блендирована
3854,66	180	54,60	1	То же	4472,34	44	72,44	0—1	Четко видна
3859,58	360	59,62	2	Четко видна	4241,67	75	41,66	1	То же
3865,92	140	65,98	3	Блендирована	4515,28	23	15,29	1	» »
					4538,19	23	38,20	1	» »
3881,46	75	81,47	1	Четко видна	Pm II				
3895,80	85	95,98	1	То же	3877,63	80	77,64	2	Четко видна
3932,03	450	32,00	2—3	» »	3892,16	100	92,27	1	Блендирована
3954,66	40	54,66	2—3	» »					
4050,04	120	50,09	1	Блендирована	3910,26	100	10,23	1	Четко видна
4062,55	65	62,52	—	То же	4417,98	100	17,82	1	То же
					4473,23	30	73,19	1	» »

элементов. Существует вполне определенная вероятность того, что линии, которые Аллер и Коули приписали Pm II, принадлежат другому элементу.

Поскольку вопрос присутствия прометия, урана и трансураниевых элементов весьма существен для теорий происхождения тяжелых элементов и теории нуклеосинтеза, стоит отыскать возможные корреляции между интенсивностями линий этих, а также других не перечисленных здесь элементов, которые могут быть

Таблица 5

Изменение интенсивностей линий U II и Pm II и радиальной скорости на HR465

Номер пластины	JD (2442300+)	$W_{\lambda}, \text{ м\AA}$			V_{rad} км/сек. по $\lambda=3933$	φ ($P=0^d 27847$)
		U II $\lambda=3932$	U II $\lambda=3859$	Pm II $\lambda=3877$		
2532	38,40901	25,4	23,4	12,9	-1,5	0,00
2533	38,45554	21,7	21,6	12,1	+1,5	0,14
2534	38,50207	14,2	14,8	4,3	+0,8	0,29
2544	43,37151	15,7	17,3	6,3	-3,0	0,50
2545	43,47221	21,6	24,2	6,3	-3,0	0,82
2546	43,56249	23,0	27,7	15,1	-0,5	0,10
2547	44,44096	17,7	20,8	9,4	-2,1	0,85
2548	44,55068	17,6	14,3	10,0	+1,0	0,19
2552	45,39235	23,3	18,0	14,2	-3,0	0,81
2553	45,50000	21,7	21,4	13,2	-1,5	0,15

материнскими по отношению к прометию. Примером попытки решения такой задачи является работа [25]. Ее авторы на спектрограммах звезды HR 465 отождествили 17 линий U II и 5 линий Pm II. Список этих линий дается в табл. 4. В работе были измерены эквивалентные ширины наиболее отчетливых линий U II ($\lambda = 3859$, $\lambda = 3932$) и Pm II ($\lambda = 3877$). В табл. 5 приводятся данные измерений эквивалентных ширин этих линий. Результаты измерений хорошо укладываются на кривую с периодом 6^h41^m (рис. 5). Линии хрома, имеющие приблизительно такую же интенсивность, как и исследуемые линии, не изменяют своих интенсивностей. Зависимость эквивалентной ширины линии $\lambda = 3877$ от эквивалентной ширины линии U II $\lambda = 3932$ (рис. 6) вместе с правдоподобной генетической связью прометия и урана, возможно, подтверждает наличие линий прометия в спектре звезды HR 465 и указывает на единую причину изменений этих линий.

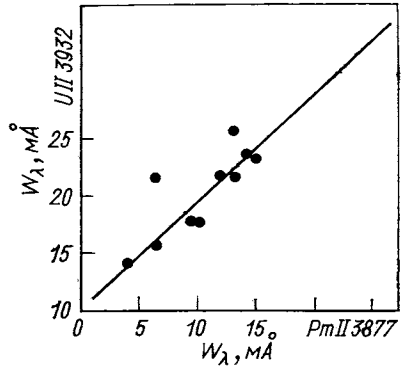


Рис. 5. Корреляция между интенсивностями линий U II и Pm II на звезде HR465 [25]

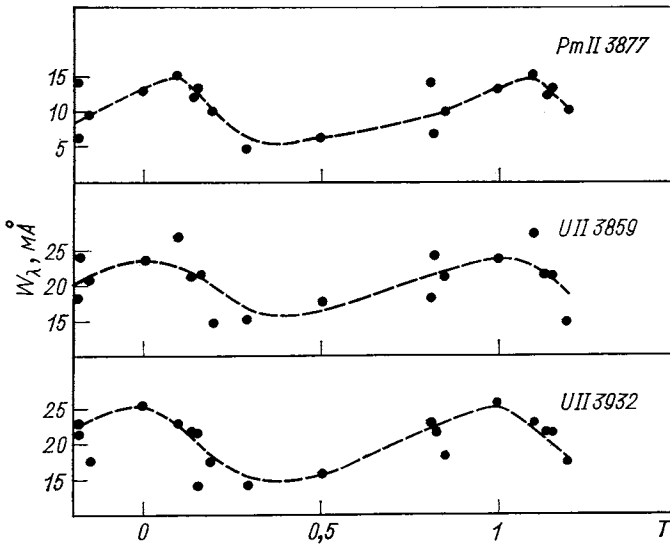


Рис. 6. Корреляция между периодичностью в изменениях интенсивности линий U II и Pm II на звезде HR465 [25]

§5. ЯДЕРНЫЕ РЕАКЦИИ, ПРИВОДЯЩИЕ К ОБРАЗОВАНИЮ ПРОМЕТИЯ

Наиболее долгоживущие изотопы Pm не могут образоваться в цепочке нейтронного захвата и последовательных β -распадов. В такой цепочке в s - или r -процессе образуется большинство тяжелых элементов. Однако долгоживущие изотопы Pm экранированы от такого вида последовательностей изотопами неодима. Самым долгоживущим изотопом прометия, который может образоваться в процессе захвата нейтронов и последующего β -деления, является ^{147}Pm ($T_{1/2} = 2,62$ года).

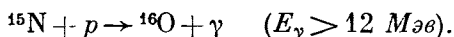
Весьма высокую распространенность редкоземельных элементов И. П. Селинов [50] предложил объяснять спонтанным делением трансурановых ядер. При делении урана выход Pm составляет около 2% общего количества продуктов деления. С ростом массового числа делящегося трансуранового ядра положение пика тяжелых осколков на кривой распределения масс остается практически неизменным, в то время как пик легких осколков непрерывно смещается и приближается к пику тяжелых. Возможно, что для сверхтяжелых ядер оба пика совпадают. Выход Pm при делении сверхтяжелого ядра оценивается примерно в 5%. При этом сверхтяжелые элементы могли бы образоваться в результате r -процесса во время вспышки Сверхновой.

По механизму образования тяжелых элементов, предложенному в работе [51], может образоваться множество других элементов. В этой (не относящейся к Ар-звездам) работе описывается модель образования тяжелых элементов в случае выброса материи из нейтронной звезды. Этот механизм не является столь катастрофическим для звезды, как вспышка Сверхновой, и звезда может периодически пополнять межзвездное пространство тяжелыми элементами. Трудно, однако, согласиться с тем, что по соседству с каждой Ар-звездой находится нейтронная звезда, следовательно, не будем останавливаться на этой модели подробнее.

В работе [52] проанализирована возможность образования прометия в $\text{Nd}(p, n)\text{Pm}$, $^{148}\text{Nd}(\gamma, n)^{147}\text{Nd}(\beta^-)^{147}\text{Pm}$ и $\text{Sm}(n, p)\text{Pm}$ реакциях. Сечения этих реакций для энергии протонов около 7 Мэв рассчитывались по оптической модели с использованием параметров, экстраполированных с помощью формулы Пери [53]. Минимальный поток протонов, необходимый для получения наблюдаемого отношения Pm/Nd , составляет 10^{15} протон·см⁻²·сек⁻¹; оценки показывают, что если на Ар-звезде обнаружены линии Pm, то отношение Pm/Nd должно составлять не менее нескольких процентов.

Фотоядерный механизм образования прометия. Эдвардс и Гаррисон [55] предложили фотоядерную реакцию образования прометия и технеция в атмосферах звезд. Источником γ -квантов является

ся одна из реакции CNO-цикла, а именно



Некоторые исследователи считают [55], что присутствие прометия не идет в паре с присутствием технеция. Отметим сразу, что такие предсказания малообоснованны.

Реакция, в которой образуется ^{147}Pm и одновременно не образуется ^{99}Tc , была предложена Гаррисоном [56]. Прометий может образоваться в реакции $^{148}\text{Nd}(\gamma, n)^{147}\text{Pm}$. Пороговая энергия γ -квантов для этой реакции равна $7,3 \text{ Мэв}$. Источником γ -квантов является другая реакция CNO-цикла: $^{13}\text{C} + p \rightarrow ^{14}\text{N} + \gamma$ ($E_\gamma = 7,5 \text{ Мэв}$). Энергия этих γ -квантов недостаточна для образования технеция в реакции $^{100}\text{Mo}(\gamma, n)^{99}\text{Mo}(\beta^-)^{99}\text{Tc}$, поскольку порог этой реакции равняется $8,3 \text{ Мэв}$. Экспериментальное значение сечения реакции $^{148}\text{Nd}(\gamma, n)^{147}\text{Nd}$ отсутствует.

В расчетах, проделанных в работе [56], было получено отклонение $^{147}\text{Pm}/^{148}\text{Nd}$, причем сечение реакции и интегральный поток γ -квантов варьировались. В расчетах [56] учитывалось время, необходимое для конвективного выноса прометия на поверхность звезды, скорость конвекции была принята равной $0,5 \text{ км} \cdot \text{сек}^{-1}$. По вопросу о достоверности высказывания, что Pm и Tc не содержатся вместе в атмосферах Ар-звезд, отметим следующее. Независимо от своего происхождения γ -кванты потеряют некоторую часть своей энергии в процессах рассеяния, прежде чем поглотятся ядром ^{148}Nd или ^{100}Mo . Поэтому трудно говорить о селективности реакции γ -поглощения в звездных условиях.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Если у читателя сложилось мнение, что в настоящее время не существует последовательной теории возникновения пекулярности в спектрах Ар-звезд, то за этим скрывается не столько неумение автора ясно изложить тему, сколько реальное положение дел. Оно ненамного изменилось с 1971 г., когда Сарджент и Бэрбидж высказали следующее мнение: «Существует большая вероятность того, что диффузия на поверхность звезды и аккреция материи, синтезированной внутри соседней звезды, сыграли роль в создании этих удивительных объектов».

Возможно, окажется в дальнейшем, что у звезд, находящихся в разных подгруппах, различно и прошлое. Несомненно также, что для дальнейших теоретических работ важно получить как можно больше сведений о содержании на Ар-звездах тяжелых элементов, в частности трансурановых. По относительному содержанию трансурановых элементов с помощью разработанных в ядерной хронологии методов с большой точностью можно определить время, когда происходил последний акт нуклеосинтеза. Напри-

мер, рассмотрим пару U — Th. На протяжении первых 10^7 лет после окончания r-процесса распространенность U превышает распространенность Th в 5—10 раз, и только через 10^9 лет содержание

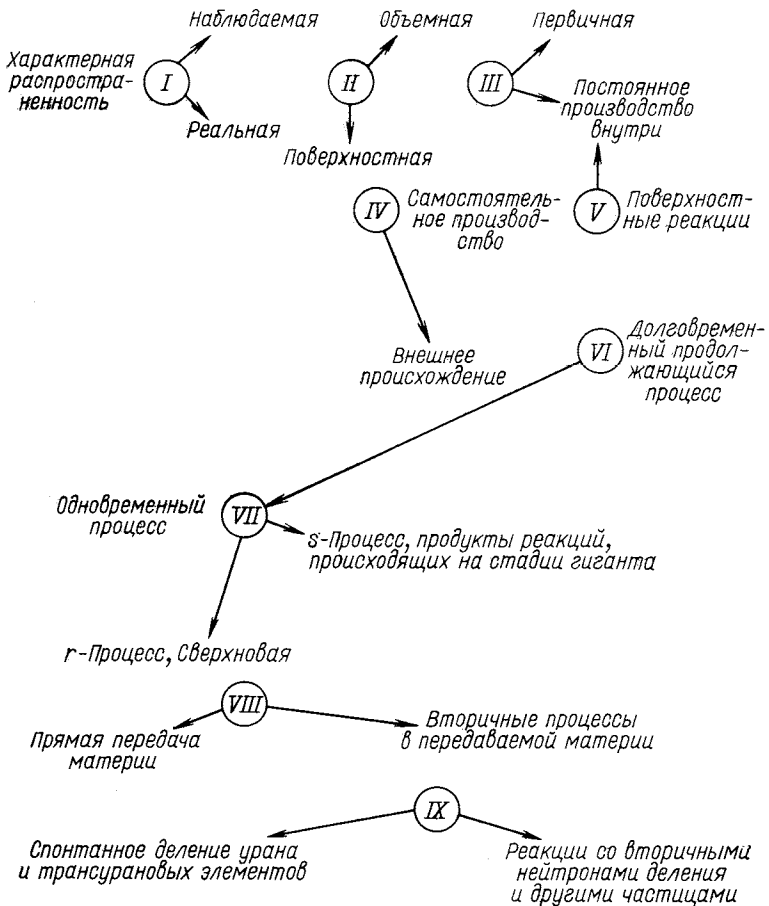


Рис. 7. Схема последовательности гипотез и моделей, привлекаемых для объяснения аномальной распространенности химических элементов в Ар-звездах [59]

этих элементов уравнивается. Определение содержания Rn, а также изотопного состава других элементов может оказаться хорошей средой для любой теории, но затруднено по следующим причинам: сложной является идентификация линий в спектрах звезд, неизвестны полностью экспериментальные спектры этих

элементов и их ионов, а также силы осцилляторов, существуют значительные неопределенности в модели атмосферы.

В качестве резюме читателю предлагается посмотреть рис. 7, на котором показаны возможности объяснения возникновения необычного состава Ар-звезд.

СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

1. Babcock H. W. *Ap. J.*, 1958, v. 137, p. 690.
2. Brancazio P. J., Cameron A. G. W. *Canad. J. Phys.*, 1967, v. 45, p. 3297.
3. Preston G. W. *Nucl. Instrum. and Methods*, 1973, v. 110, p. 45.
4. Adelman S. J. *Ap. J.*, 1973, v. 183, p. 95.
5. Sargent W., Searle L. *Ap. J.*, 1962, v. 136, p. 408.
6. Searle L., Sargent W. *Ap. J.*, 1964, v. 139, p. 793.
7. Sargent A., Greenstein J. L., Sargent W. *Ap. J.*, 1969, v. 157, p. 757.
8. Kuchowicz B. In: *Proc. Intern. Conf. on Heavy Ion Physics, Dubna, Febr. 1971. Dubna, JINR, 1971, p. 31.*
9. Jensen E. *Nature*, 1962, v. 194, p. 668.
10. Babcock H. W. *Ap. J.*, 1963, v. 137, p. 690.
11. Fowler W. A. e. a. *Ap. J.*, 1965, v. 142, p. 423.
12. Percy J. R. *Astron. J.*, 1975, v. 80, p. 698.
13. Burbidge G. R., Burbidge E. M. *Ap. J. Suppl.*, 1955, v. 1, p. 431.
14. Brancazio P. J., Gilbert A., Cameron A. G. W. *Canad. J. Phys.* 1967, v. 45, p. 3275.
15. Havnes O., Conti P. S. *Astron. Astrophys.* 1971, v. 14, p. 1.
16. Michaud G. *Ap. J.*, 1970, v. 160, p. 641.
17. Pikelner S. B., Khokhlova V. L. *Comm. Astrophys. Space Sci.*, 1971, v. 3, p. 190.
18. Van den Heuvel E. P. J. *Bull. Astron. Inst. Neth.*, 1967, v. 19, p. 11.
19. Guthrie B. N. G. *Publ. Royal Obs. Edinburgh*, 1966, v. 6, N 6, p. 145.
20. Renson P. *Ciel et Terre*. 1963, v. 79, p. 68.
21. Michaud G., Reeves H., Charland Y. *Astron. Astrophys.*, 1974, v. 37, p. 313.
22. Cameron A. G. W. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1971, v. 83, p. 585.
23. Aller M. F., Cowley G. R. *Appl. J.*, 1970, v. 162, p. L145.
24. Wolff S. C., Morrison N. D. *Appl. J.*, 1972, v. 175, p. 473.
25. Aslanov I. A., Kowalski M., Rustamov Yu. S. *IAU Colloquium N 32. Ed. W. W. Weiss. Wien, 1976.*
26. Sargent W. L. W. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 1964, v. 2, p. 297.
27. Jaschek M., Brandi E. *Astron. Astrophys.*, 1972, v. 20, p. 233.
28. Guthrie B. N. G. *Astrophys. Space Sci.*, 1972, v. 15, p. 214.
29. Galeotti P. *Astrophys. Space Sci.*, 1974, v. 31, p. 193.
30. Guthrie B. N. C. *Observatory*, 1969, v. 89, p. 224.
31. Jaschek M., Malaroda S. *Nature*, 1970, v. 225, p. 246.
32. Brandi E., Jaschek M. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1970, v. 82, p. 847.
33. Cowley C. R., Hartoog M. R., Cowley A. P. *Appl. J.*, 1973, v. 183, p. 127.
34. Cowley C. R. e. a. *Ap. J.*, 1974, v. 194, p. 343.
35. Adelman S. J. *Ap. J. Suppl.*, 1973, v. 26, p. 1.
36. Dworetzky M. M. *Ap. J.*, 1969, v. 156, p. L101.
37. Aller M. F. *Astron. Astrophys.*, 1972, v. 19, p. 248.
38. Dworetzky M. M., Ross J. E., Aller L. H. *Bull. Amer. Astron. Inst. Soc.*, 1970, v. 2, p. 311.
39. Bidelman W. P. *Ap. J.*, 1962, v. 67, p. 111.
40. Bidelman W. P. In: *Abundance Determination in Stellar Spectra. Ed. H. Hubenet. N. Y. Academic Press, 1966, p. 229.*
41. Preston G. *Ap. J.*, 1971, v. 164, p. 141.
42. Guthrie B. N. G. *Astrophys. Space Sci.*, 1971, v. 10, p. 156.

43. Wolff S. C., Wolff R. J. «Ap. J.», 1974, v. 194, p. 65.
44. Adelman S. J., Shore S. N. «Ap. J.», 1973, v. 183, p. 121.
45. Hardorp J., Shore S. N. «Publ. Astron. Soc. Pac.», 1971, v. 83, p. 605.
46. Cowley C. R., Hartoog M. R. «Appl. J.», 1972, v. 178, p. 19.
47. Cowley C. R., Adelman S. J. «Astrophys. Lett.», 1975, v. 16, p. 5.
48. Adelman S. J. «Astron. Astrophys.», 1973, v. 24, p. 325.
49. Cowley C. R., Aller M. F. «Astrophys. Lett.», 1971, v. 9, p. 159.
50. Selinov I. P. Proc. Second UNIntern. Conf. on the Peaceful Uses of Atomic Energy. V. 30. Geneva, UNit. Nations, 1958, p. 307.
51. Czeczotkin V. M., Kowalski M. «Nature», 1967, v. 259, p. 5545.
52. Tjin A. e. a. «Astrophys. Lett.», 1973, v. 13, p. 215.
53. Perey F. G. «Phys. Rev.», 1963, v. 131, p. 745.
54. Blake J. B., Schramm D. N. «Astrophys. Space Sci.», 1974, v. 30, p. 275.
55. Edwards T. W., Harrison T. G. «Ap. J.», 1974, v. 187, p. 313.
56. Harrison T. G. «Astrophys. Lett.», 1975, v. 16, p. 87.
57. Cowley R. C. «Not from Observ.», 1973, v. 93, p. 195.
58. Cowley R. C., Allen M. S., Aikman C. G. L. «Nature», 1975, v. 258, p. 5533.
59. Kuchowicz B. IAU Colloquium N 32, Ed. W. W. Weiss. Wien, 1976.
60. Ohnishi T. «Nature», 1974, v. 249, p. 5457, p. 532.
61. Hack M. «Sky and Telescope», 1968, v. 36, № 2, p. 92.
62. Пикельнер С. Б., Хохлова В. Л. «УФН», 1972, т. 107, с. 389.
63. Sourkes A. M. e. a. «Phys. Lett. B», 1974, v. 51, p. 232.
64. Allen B. J. e. a. In: Advances in Nuclear Physics. V. 4. Ed. M. Baranger and E. Vogt. N. Y.— L. Plenum Press, 1971, p. 205.
65. Chaubey A. K., Sehgal M. L. «Phys. Rev.», 1966, v. 152, p. 1055.