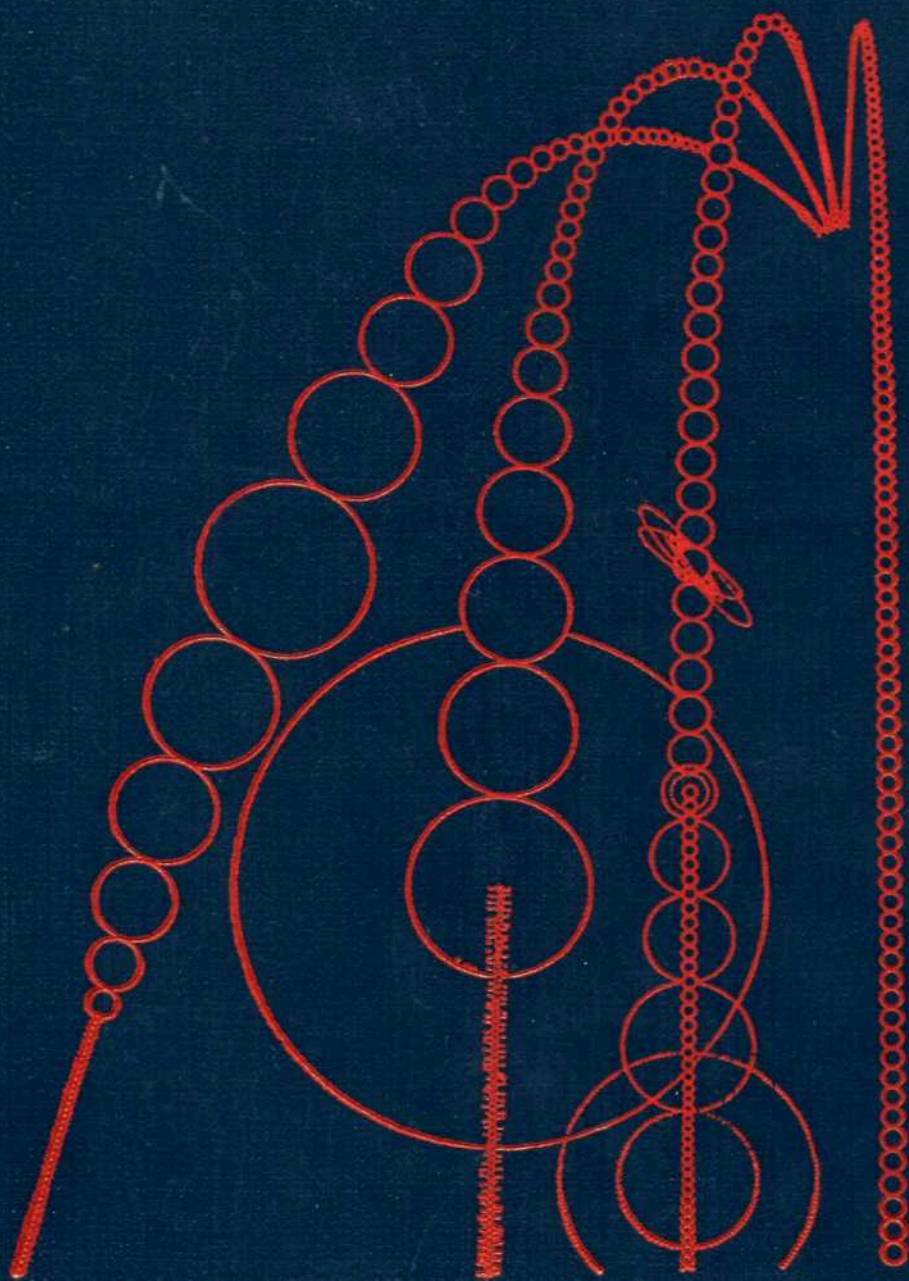


ЯДЕРНАЯ АСТРОФИЗИКА



ЯДЕРНАЯ АСТРОФИЗИКА

ESSAYS IN
NUCLEAR
ASTROPHYSICS

PRESENTED TO
WILLIAM A. FOWLER

On the occasion of his seventieth birthday

Edited by

C. A. Barnes, *California Institute of Technology*

D. D. Clayton, *Rice University*

D. N. Schramm, *University of Chicago*

CAMBRIDGE UNIVERSITY PRESS

Cambridge

London New York New Rochelle

Melbourne Sydney

ЯДЕРНАЯ АСТРОФИЗИКА

Под редакцией
Ч. Барнса, Д. Клейтона, Д. Шрамма

Перевод с английского
д-ров физ.-мат. наук
Д. К. Надежсина и В. С. Стрельницкого,
канд. физ.-мат. наук
Л. И. Антиповой и Ю. С. Копысова
и Д. А. Птицына

под редакцией
д-ра физ.-мат. наук, проф.
А. Г. Масевич



Москва "Мир" 1986

УДК 524 + 539

Я34

ББК 22.632

Ф. Хойл, Е. М. Бербидж, Дж. Р. Бербидж и др.

Я34 **Ядерная астрофизика: Пер. с англ./Под ред. Ч. Барнса, Д. Клейтона, Д. Шрамма.**—М.: Мир, 1986, 519 с., ил.

Коллективная монография по ядерной астрофизике, посвященная семидесятилетию американского ученого У. Фаулера. Среди авторов — всемирно известные ученые из США, Великобритании, Франции, ФРГ, ученики и соратники У. Фаулера: Ф. Хойл, М. и Дж. Бербиджи, Е. Бете, А. Камерон, Д. Клейтон, Э. Солпитер и др. В книге охвачен широкий круг вопросов о происхождении химических элементов во Вселенной и ядерных реакциях в космических объектах. Рассмотрены ядерные реакции в звездах, реакции быстрого и медленного захвата нейтронов, ядерные реакции при взаимодействии космических лучей с межзвездным веществом, эмпирические данные о космических распространениях элементов, изотопные аномалии в метеоритах, проблема солнечных нейтрино, ядерная космохронология, ядерная гамма-спектроскопия и другие проблемы, интересующие не только астрономов, но и ученых, работающих в других областях науки.

Для астрофизиков, физиков-ядерщиков, геохимиков, как специалистов, так и студентов, а также неспециалистов, интересующихся строением и эволюцией окружающего мира.

Я $\frac{1705040000-342}{041(01)-86}$ 80-85, ч. 1

ББК 22.632
524

*Редакция литературы по космическим исследованиям,
астрономии и геофизике*

- © Cambridge University Press 1982. This book was originally published in the English language by Cambridge University Press of Cambridge, England
© перевод на русский язык, Мир, 1986.

Ядерная астрофизика — один из наиболее молодых разделов современной астрофизики — представляет собой по существу применение результатов, полученных в области лабораторной и теоретической ядерной физики, к астрономическим объектам для объяснения их природы и источников энергии, возраста и особенностей химического состава. Особый интерес представляют такие важные проблемы, как происхождение химических элементов, самые поздние стадии эволюции звезд, предшествующие вспышкам сверхновых и новых, космохронология и ряд других, которые могут решаться только на базе достижений современной ядерной физики.

Следует особо отметить роль экспериментальных исследований по уточнению сечений ядерных реакций, которые важны для объяснения источников звезд на разных стадиях эволюции. При переходе от микромира к макромиру даже малейшая неточность лабораторного определения способна привести к значительным расхождениям в результатах для звезд. Так, например, экстраполяция от физических условий в лаборатории к условиям в звездных недрах, которую всегда приходится производить при оценке эффективности того или иного источника энергии, может привести к ошибке на несколько порядков величины в зависимости от того, существуют или нет в интервале экстраполяции для данной реакции резонансные уровни, которые в лабораторном эксперименте обнаружить не удалось. Примеров этому можно привести множество и в гл. 8–11 читатель может найти наиболее яркие.

Имеет место и «обратная связь», когда из теории звездной эволюции предсказываются резонансные уровни определенной реакции, которые затем находятся при лабораторных исследованиях. Исторически первым примером такой «помощи» физикам-ядерщикам со стороны астрофизиков-теоретиков был вычисленный в 1953 г. Ф. Хойлом резонансный уровень реакции образования ядра углерода из трех α -частиц для энергии 7,65 МэВ, который по этим предсказаниям действительно был в том же году обнаружен в Радиационной лаборатории Келлога. Об этом эпизоде красочно рассказывается в гл. 1; он важен еще и потому, что дал первый толчок представлению об образовании химических элементов тяжелее гелия в звездах.

Предлагаемая книга является коллективной монографией по ряду

важных проблем ядерной астрофизики. Каждая глава написана крупным специалистом по рассматриваемой проблеме и дает представление о ее состоянии в настоящее время. Объединяет эти 23 главы, далеко не всегда однородные и не всегда написанные в одном ключе, то, что основоположником изучения данной проблемы либо исследователем, внесшим важный вклад в ее разработку, является один и тот же человек. Этот человек — профессор Калифорнийского технологического института (США) лауреат Нобелевской премии 1983 г. Уильям Фаулер, к семидесятилетию юбилею которого приурочен выход монографии в свет.

Действительно, У. Фаулер, более чем кто-либо другой, приложил усилия к объединению результатов лабораторных измерений сечений ядерных реакций с данными астрономов и геохимиков о распространенности химических элементов во Вселенной, различии химического состава разных типов звездного населения, об этапах звездной эволюции. Его работы пользуются широкой известностью. Автор этих строк неоднократно встречалась с проф. У. Фаулером на его родине в США и на международных астрономических совещаниях. Бывал он и гостем нашей страны. Всегда доброжелательный, остроумный, разносторонний, всегда одержимый очередными научными идеями на стыке астрофизики и ядерной физики, которыми он щедро делится с сотрудниками и учениками. Прекрасный оратор, человек неумной энергии, способный работать над заинтересовавшей его задачей без сна и отдыха, — таким знают проф. У. Фаулера его друзья.

Каждый из авторов книги — а среди них есть и физики, и астрономы, и геохимики, и математики — является сотрудником или учеником У. Фаулера, и каждая глава представляет собой оригинальное самостоятельное исследование, как правило изложенное вполне доступным для неспециалиста языком. Исключение составляет гл. 22 (по космологии), написанная несколько сухо и специально, и, пожалуй, гл. 6 и 7 по химии метеоритов, в которых для неспециалиста содержится слишком много фактических данных. Все главы снабжены обширной библиографией, а в конце книги приведена полная библиография работ У. Фаулера. Поскольку авторы глав — ученики или сотрудники У. Фаулера, цитируемые ими работы в основном принадлежат зарубежным специалистам, хотя советские астрофизики не менее активно работают в таких областях, как вспышечная активность красных карликов, химический состав оболочек сверхновых, внутреннее строение звезд нижней части главной последовательности, активность галактик и др.

В целом книга представляет значительный интерес, являясь прекрасным введением в ядерную астрофизику и одновременно подробным руководством по сечениям всех важных для астрофизики ядерных реакций с оценкой их достоверности (из первых рук!), обзором по проблеме солнечных нейтрино со всеми техническими деталями, сводкой важнейших данных по космохронологии и γ -астрономии. Она может служить хорошим справочным пособием для астрофизиков и физиков всех спе-

циальностей, поскольку содержит огромный объем данных как экспериментальных, так и теоретических.

Книга безусловно представит интерес для специалистов по внутреннему строению звезд, физике межзвездной среды, строению галактик и теории звездной эволюции. Много интересного для себя найдут в ней специалисты, изучающие происхождение Солнечной системы, метеоритики, космологи. Ее с пользой прочтут ученые смежных специальностей — физики, геохимики, геофизики. И наконец, она вполне доступна для неспециалиста, желающего разобраться в современных проблемах ядерной физики и астрономии. Книгу можно также рекомендовать в качестве учебного пособия аспирантам и студентам-астрофизикам и физикам-ядерщикам старших курсов.

А. Г. Масевич

Декабрь 1984 г.

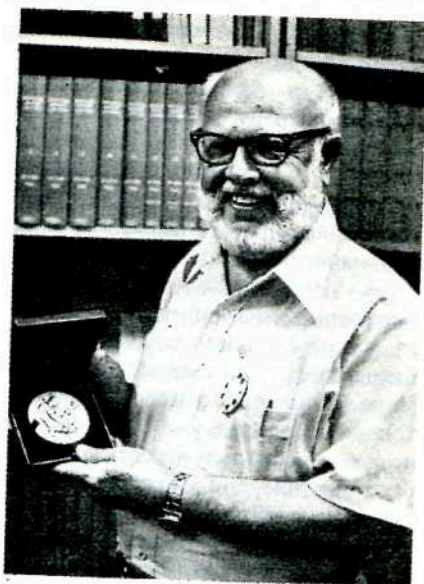
ПРЕДИСЛОВИЕ

Эта книга посвящена Уильяму А. Фаулеру и подготовлена к его семидесятилетию, наступившему 9 августа 1981 г. Она состоит из 23 специально заказанных статей по различным разделам ядерной астрофизики — приложения ядерной физики к астрофизике в целом. По крайней мере одному из авторов каждой статьи выпала честь работать с профессором Фаулером в Калифорнийском технологическом институте (КТИ), а некоторые продолжают работать с ним там и в настоящее время. При составлении этой книги мы отобрали темы, которые разрабатывались в процессе продолжительной деятельности Фаулера в области ядерной астрофизики, и не пытались охватить значительно более широкий круг его научных интересов, отраженный в помещенной в конце книги библиографии его трудов. Такой выбор не случаен, поскольку количественные исследования в ядерной астрофизике были по существу начаты Фаулером. Долгое время он первенствовал в этой области, а также вдохновлял многих других исследователей. Даже при таких ограничениях тематики мы не смогли включить в книгу статьи многих, кто работал и сотрудничал с Фаулером. Мы искренне сожалеем, что объем книги не позволил нам этого сделать.

Уильям А. Фаулер, или для большинства из нас просто Вилли, родился в 1911 г. в Питтсбурге, шт. Пенсильвания. Его юные годы в основном прошли в Лиме (шт. Огайо), где он на всю жизнь приобрел интерес к железным дорогам и паровым машинам, наблюдая за строительством гигантских паровозов на лимском паровозостроительном заводе и слоняясь около железнодорожных тупиков и паровозного депо Пенсильванской железной дороги, находившихся неподалеку от его дома. После Лимской центральной средней школы в 1933 г. Фаулер окончил в Колумбии университет шт. Огайо со степенью бакалавра технической физики. Ему было 22 года, когда он был зачислен в КТИ в качестве аспиранта по физике и вскоре начал сотрудничество с Ч. К. Лоритсеном в его пионерских исследованиях ядерных реакций под действием ускоренных частиц.

В 1928 г. Лоритсен в сотрудничестве с Беннетом, Кассеном и Крейнном сконструировал в старой лаборатории высоких напряжений (ныне Лаборатория им. Альфреда П. Слоуна) 750-киловольтную рентгеновскую трубку для изучения взаимодействия излучения с веществом,

Уильям А. Фаулер с гордостью демонстрирует две свои самые любимые награды. В руках он держит медаль «За выдающиеся научные достижения» за 1974 г., врученную ему президентом США Джералдом Р. Фордом 18 сентября 1975 г. На груди у него приколата медаль «Всеобщего возмутителя спокойствия», врученная ему коллегами из Радиационной лаборатории Келлога несколько дней спустя. (Фото КТИ.)



чтобы выяснить, как можно усовершенствовать лечение опухолей внутренних органов с помощью рентгеновских лучей, много более жестких, чем применявшиеся прежде. Усовершенствованный аппарат жестких рентгеновских лучей был создан в 1931 г. для новой Радиационной лаборатории У. К. Келлога, специально для испытания возможностей применения сверхжестких рентгеновских лучей в медицине. Когда в 1932 г. Кокрофт и Уолтон обнаружили, что реакция ${}^7\text{Li} + p \rightarrow 2\alpha$ может быть вызвана протонами довольно низких энергий, достижимых с помощью технологии того времени, Лоритсен с сотрудниками за несколько дней установил в одной из рентгеновских трубок простой источник ионов. К 1933 г., когда Фаулер уже работал в КТИ, они опубликовали статьи о первых реакциях образования нейтронов с помощью искусственно ускоренных частиц, а также о других результатах, полученных на новом ускорителе.

Фаулер присоединился к этой группе в конце 1933 г.—как раз вовремя, чтобы сыграть ведущую роль в длинной серии новых открытий 1930-х годов в ядерной физике. В 1937–1938 гг. Фаулер вместе с Чарли и Томом Лоритсенами построил в лаборатории высоких напряжений новый электростатический ускоритель, в конструкцию которого было заложено зарядное устройство Р. Дж. Ван-де-Граафа, были учтены появившиеся незадолго до этого идеи в проектировании ускоряющих трубок, была применена газовая изоляция высокого давления Р. Г. Хэрба и осуществлено множество их собственных оригинальных находок. По сравнению со старыми ускорителями переменного тока этот высокостабильный ускоритель был большим достижением в развитии ядернофизики.

зической экспериментальной базы КТИ. Он возвестил о наступлении новой эры повышенной точности в ядернофизических измерениях. Легко видеть, что изучение встречающихся в ядерных реакциях резонансов, ширина которых обычно составляет лишь несколько килоэлектрон-вольт, а часто бывает значительно меньше, было бы трудно осуществить на ускорителе с напряжением, колеблющимся в пределах $\pm 10^6$ В. Тем не менее резонансы при радиационных захватах были впервые открыты группой КТИ, причем на старом ускорителе переменного тока.

В 1939 г. новый электростатический ускоритель был переведен из лаборатории высоких напряжений в Радиационную лабораторию Келлога, а исследования с жесткими рентгеновскими лучами были прекращены, поскольку они к этому времени велись уже во многих клиниках мира. С помощью нового ускорителя было быстро проведено замечательное исследование резонансных ядерных реакций и подтверждена гипотеза о зеркальных состояниях в ядрах, однако полная реализация его потенциальных возможностей еще только начиналась, когда ей помешала вторая мировая война.

С конца 1939 г. и до конца 1945 г. Фаулер и Лоритсены были целиком заняты исследованиями, связанными с национальной обороной. Участвуя во многих проектах, они в 1940–1941 гг. внесли, в частности, большой вклад в разработку дистанционных взрывателей в Национальном бюро стандартов и в Отделе земного магнетизма в Вашингтоне. Незадолго до событий в Пирл-Харборе они вернулись в КТИ и основали в Радиационной лаборатории Келлога комитет исследований по реактивной артиллерии на нужды национальной обороны, который разрабатывал, испытывал и запускал в опытное производство различные образцы реактивного оружия, предназначенного для обороны в основном военно-морского флота. К концу войны этот проект был преобразован в Испытательную станцию военно-морской артиллерии (теперь Центр военно-морских вооружений) на Чайна-Лейк, шт. Калифорния. Комитет национальной обороны затем провел ряд технических испытаний для Лос-Аламосской лаборатории в связи с разработкой и испытанием атомного оружия.

В 1946 г. Фаулер и Лоритсены вновь занялись исследованиями по ядерной физике на перестроенном ускорителе 1938 г. За короткий срок они осуществили много эффектных экспериментов, в том числе разработку новых абсолютных методов, основанных на детектировании γ -излучения; открытие и изучение множества новых реакций радиационного захвата; развитие прецизионного способа определения атомных масс с помощью измерений энергий ядерных реакций и превосходную демонстрацию существования импульса у испускаемых ядром ^8Li все еще неуловимых нейтрино. К этому времени выяснилось, что новый сильный толчок развитию всей деятельности лаборатории был дан уже проводившимися под руководством Фаулера тщательными определениями скоростей тех ядерных реакций, которые предполагались ответственными за генерацию солнечной энергии. В 1947 г. Фаулер с сотруд-

никами начал пересмотр первой реакции CNO-цикла: $^{12}\text{C} + ^1\text{H} \rightarrow ^{13}\text{N} + \gamma$. Эта реакция—первая известная ядерная реакция радиационного захвата—была открыта в Радиационной лаборатории Келлога в марте 1934 г. Так начали закладываться экспериментальные основы новой научной дисциплины—ядерной астрофизики.

Теоретические основы ядерной астрофизики восходят к статьям 1937–1938 гг. Бете и его сотрудников и Вейцзеккера о механизмах синтеза гелия из водорода в недрах Солнца. Гипотеза Гамова и других о том, что большинство химических элементов образовались из нейтронного моря на ранних стадиях эволюции Вселенной, сыграла большую роль вскоре после второй мировой войны в возбуждении интереса к синтезу атомных ядер, и ее отголоски сохранились по сей день в наших теориях космологического нуклеосинтеза. Следующий решающий шаг был сделан Хойлом, убежденным в том, что нуклеосинтез в основном должен протекать в звездах и представлять собой длительный процесс. Такое слияние теоретических и экспериментальных работ в единую науку (и искусство)—ядерную астрофизику—и является предметом данной книги.

Книга начинается с заметок Фреда Хойла, описывающих историю его долгого и плодотворного сотрудничества с Фаулером в многих разделах ядерной астрофизики. Затем следует также отчасти историческая глава, написанная Маргарет и Джеффри Бербиджами, которые в 1957 г. вместе с Хойлом и Фаулером опубликовали в *The Reviews of Modern Physics* программную статью по ядерной астрофизике. С тех пор на эту статью всегда и везде ссылаются не иначе как на V²FN (по начальным буквам фамилий авторов.—Перев.), справедливо подчеркивая таким нестандартным цитированием ее фундаментальное значение.

Экспериментальное определение и теоретические оценки распространенностей элементов и их изотопов—важнейших вех ядерной астрофизики—обсуждаются затем А. Дж. У. Камероном, Дж. Л. Гринстейном, У. Уэйлингом, Г. Дж. Вассербургом и Д. А. Папанастисиу, Д. С. Барнеттом, М. И. Стапанян и Дж. Н. Джонсом. В следующих четырех главах, написанных Р. У. Каваной, У. С. Родни и С. Рольфсом, С. А. Барнсом, Т. А. Томбрелло, С. Е. Кунином и Б. А. Фландерсом, обсуждается современное состояние исследований, проводимых в ядерных лабораториях для определения скоростей астрофизически важных ядерных реакций. Обзор двадцатилетних теоретических и экспериментальных работ по обнаружению солнечных нейтрино представлен Дж. Н. Бакалом и Р. Дэвисом. Затем Э. Э. Солпитер пророчески предсказывает нашу судьбу на 10^{12} лет вперед. В последующих трех главах излагаются современные представления о нуклеосинтезе самых тяжелых и самых легких элементов. Р. К. Ульрих описывает захват нейтронов в *s*-процессе, а Д. Н. Шрамм—в *r*-процессе. Современный уровень наших представлений о происхождении редких легких ядер—изотопов лития, бериллия и бора—отражен Ж. Одузом и Х. Ривсом.

В следующих четырех главах, написанных С. Е. Вусли и Т. А. Уиве-

ром, Д. Д. Клейтоном, У. Д. Арнеттом, Г. А. Бете, обсуждаются различные стороны проблемы сверхновых звезд — от процессов нуклеосинтеза в сверхновых и возможности детектирования гамма-излучения «тлеющего» (радиоактивного) «пепла», выброшенного сверхновыми, до красивых физических механизмов, которые ведут к стадии сверхновой и ее наблюдаемым проявлениям. Затем Дж. У. Труран описывает более умеренные по силе взрывы новых, возможно играющие важную роль в синтезе некоторых из того богатого разнообразия нуклидов, которые нам известны. Наконец, Р. В. Вагонер и Г. Стейгман обсуждают два аспекта новых быстро развивающихся исследований на границе между астрофизикой и физикой элементарных частиц.

Большое разнообразие представленных здесь проблем красноречиво свидетельствует о бурном расцвете научных исследований, происшедшем в результате объединения ядерной физики и астрофизики. Нет сомнения в том, что со временем мы увидим, как астрофизика в знак благодарности добудет новые сведения о ядерном веществе и субъядерных частицах, которые невозможно получить в лаборатории. Как бы ни шло дальнейшее развитие науки, Фаулер, несомненно, будет в авангарде тех, кто пытается разгадать скрывающиеся от нас тайны Вселенной, и с присущим ему уникальным соединением высокого мастерства и энтузиазма в поиске знания будет поддерживать и стимулировать усилия своих коллег и почитателей.

Редакторы благодарят всех авторов, которые внесли большой вклад в создание этой книги. Приятно поблагодарить также г-жу Жанетт Расмуссен и ее коллег, чьи самоотверженность и высокая квалификация были весьма существенны при подготовке рукописи. Заслуживает признательности и частичная поддержка подготовки рукописи Национальным научным фондом (дотация NSF — Phу 79-23638 Калифорнийского технологического института).

*С. А. Барнс
Д. Д. Клейтон
Д. Н. Шрамм*

ДВАДЦАТЬ ЛЕТ СОТРУДНИЧЕСТВА С У. ФАУЛЕРОМ

Ф. Хойл

Однажды вечером в конце 1952 г. после того, как я прочитал лекцию в Пасаденском городском колледже, меня привели в гости в старый дом Вилли и Арди Фаулеров на западной стороне Калифорния-стрит. В их доме царствовал с некоторой строгостью кот по кличке Джордж. В те дни Фаулер показывал на вечеринках с помощью зеркала и фетровой шляпы изящный фокус, который он выдавал за демонстрацию закона Снеллиуса.

Поскольку мы оба понимали закон Снеллиуса, между нами сразу же возник контакт, и поэтому мне представилось вполне естественным попросить у Фаулера помощи в решении занимавшей меня удивительной проблемы. Но чтобы понять суть этой мучившей меня проблемы, нужно вернуться к 1940-м годам — к тому времени, когда я впервые решил, что химические элементы синтезируются из водорода в ядерных процессах в недрах звезд.

Впервые я посетил Соединенные Штаты поздней осенью 1944 г. В течение второй мировой войны я занимался проектированием радиолокационного оборудования для британского военно-морского флота. Именно в связи с этими делами 23 ноября 1944 г. я вылетел на самолете DC-3 из Вашингтона в Сан-Диего. В те дни, отправляясь из Вашингтона около 7 часов вечера, вы прибывали в Сан-Диего в полдень следующего дня, что казалось невероятно быстрым. После осмотра принадлежащих военно-морскому флоту США установок вблизи гавани Сан-Диего мне предоставили право на бесплатный проезд в автомобиле авиакомпании (старой корпорации «Конвэйр») до Лос-Анджелеса, куда я прибыл как раз вовремя, чтобы пересечь на пасаденский трамвай, который шел вдоль окаймленной в то время апельсиновыми рощами Хантингтон-драйв. За проезд на трамвае пришлось заплатить настоящую серебряную монету в четверть доллара.

Моей целью было посещение обсерватории Маунт-Вилсон. На конец недели я остановился в Атенеуме Калифорнийского технологического института (КТИ), который вследствие войны был призрачно пуст. Фаулер отсутствовал: он запускал ракеты где-то в пустыне. Зато неподалеку был Вальтер Бааде, и я два или три раза подолгу беседовал с ним. Благодаря этим дискуссиям я впервые начал серьезно задумываться над поздними стадиями эволюции звезд. Естественно было поинтересоваться

каковы же самые последние ядерные реакции, протекающие в звездах, в отличие от первых реакций, которые в то время занимали внимание астрономов (после опубликования в 1938 и 1939 гг. протон-протонной цепочки реакций Бете и Кричфилдом и углеродно-азотного цикла независимо Бете и фон Вейцзеккером).

В феврале 1945 г. меня связывало отсутствие данных о массах ядер: радиолокационное учреждение, в котором я работал, не интересовалось такой информацией. По какой-то причине в марте 1945 г. я попал в Кембридж. Развлекаясь чтением в Кавендшской библиотеке, я случайно встретил Отто Фриша, который дал мне подборку масс, незадолго до этого составленную Ж. Маттаухом. Вооружившись таблицами Маттауха, я рассчитывал, что справлюсь со всей проблемой нуклеосинтеза в недрах звезд за полгода. Но этот расчет оказался ошибочным: потребовалось почти вдвое больше времени, чтобы закончить работу, которая вылилась в первую мою статью на тему «О синтезе химических элементов из водорода».

Всю жизнь мне беспрестанно досаждали рецензенты—эти клопы научного мира. В период с 1945 по 1952 г. я страдал от их укусов больше, чем теперь. Полемическая переписка с рецензентами оказалась слишком тяжелой даже для моего сильного организма, и к 1950 г. я был истощен до такой степени, что не публиковал ничего вплоть до посещения КТИ в конце 1952 г. Все невысказанные, накопившиеся почти за три года идеи теснились в моей голове, когда я шел к кабинету Фаулера в тот январский день 1953 г.

Случилось так, что проблему нуклеогенезиса углерода путем 3α -процесса я дал в 1949 г. в качестве диссертационной темы одному аспиранту. Осилив около двух третей проблемы, аспирант вдруг прекратил работу; уж и не знаю: не нравился ли ему я, Кембридж, проблема или он сам себе не нравился. Депрессия помешала мне завершить эту работу, и, отложив ее в незаконченные дела, я было совсем забыл о ней, пока несколько позже не появилась работа Э. Солпитера о 3α -процессе. Я был очень огорчен тем, что упустил такую хорошую идею.

В начале января 1953 г. я пришел к заключению, что 3α -процесс следует дополнить реакцией $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$, в результате чего углерод должен был бы исчезать столь же быстро, как и синтезироваться в 3α -процессе. «Плохи твои дела, старина Эд»,—думал я в течение одного-двух блаженных часов. Однако здравый смысл вскоре вернулся ко мне: ведь должен же ^{12}C все-таки как-то синтезироваться. Ничего лучшего для этой цели, чем 3α -процесс, не предвиделось, но тогда он должен был протекать значительно быстрее, чем следовало из расчетов. А для этого было необходимо, чтобы ядро ^{12}C имело резонансный уровень, расположенный при энергии 7,65 МэВ над основным состоянием. Трудность состояла в том, что такой уровень вроде бы отсутствовал. В этом и заключалась проблема, с которой я направлялся в кабинет Фаулера в Радиационной лаборатории Келлога.

К моему удивлению, Фаулер не рассмеялся, когда я объяснил свое

затруднение. Не могу вспомнить, собрал ли он сразу келлогский народ в своем кабинете, или это произошло несколько часов или даже один-два дня спустя. Но этот народ я запомнил—не столько по именам, сколько по тому, как плотно кабинет Фаулера был набит людьми. Именно тогда было вынесено единодушное решение о необходимости нового эксперимента. Фаулер отметил, что в предыдущих экспериментах могло остаться незамеченным возбужденное состояние со спином и четностью 0^+ и что предсказанная мною энергия гипотетического уровня позволяет очень быстро закончить подготовку нового эксперимента.

В то время астрономы считали, что химические элементы были синтезированы не в звездах, а в первые мгновения существования Вселенной. Когда через неделю или две предсказанный уровень действительно был обнаружен, никто в лаборатории уже больше не верил в первое мгновение Вселенной (по крайней мере в отношении синтеза углерода), а через год или два в него вряд ли кто верил уже во всем мире. Решающим моментом был тот, когда Фаулер не рассмеялся*.

В 1954–1955 гг. Фаулер находился в Кембридже в Англии. Он работал тогда вместе с Джеффри и Маргарет Бербиджами в основном над ядерными процессами вблизи поверхности звезд, а не в их недрах. Маргарет выполняла наблюдения некоторых звезд с аномально высокими концентрациями различных элементов, в частности стронция, циркония, бария и редких земель, и Фаулер с Бербиджами пытались разобраться в происхождении этих аномалий. Несколько раз я участвовал в обсуждении, но активно в их работу не включался—главным образом потому, что в то время имел большую педагогическую нагрузку и к тому же заканчивал работу по внутреннему строению звезд, начатую с М. Шварцшильдом в Принстоне.

Этот субботический год Фаулера (каждый седьмой год, когда профессор свободен от лекций.—*Перев.*) был непосредственной причиной того, что Бербиджи были устроены на временную работу в КТИ: Маргарет—по ядерной физике, а Джеффри—по астрономии. Поэтому, когда весной 1956 г. я гостил в КТИ (я был назначен Гринвеевским профессором астрономии), все четыре автора статьи, цитируемой впоследствии как V^2FN (по начальным буквам фамилий авторов.—*Перев.*), собрались вместе в университетском городке.

* *Примечание редакторов:* Холлоуэй и Мур (Phys. Rev., 58, 847, 1940) получили свидетельства о наличии возбужденного состояния ^{12}C вблизи энергии 7 МэВ значительно раньше, однако Мальму и Бехнеру (Phys. Rev., 81, 519, 1951) в выполненной ими в Массачусетском технологическом институте тщательной и с высоким разрешением работе не удалось подтвердить существование этого состояния. Среди келлогского народа, воспринявшего Хойла всерьез, были также У. Уэйлинг, Н. Данбар, У. Венцель и Р. Пиксли. Уровень с энергией 7,6 МэВ был практически сразу обнаружен Хойлом и этими авторами (Phys. Rev., 92, 1095, 1953). Фаулер вспоминает, что хотя он, возможно, и не рассмеялся, но подумал: «Шел бы ты, Хойл, куда подальше и не приставал бы ко мне».

Присутствие всех четверых авторов было необходимым, но не вполне достаточным условием для подготовки этой статьи: нам еще трижды крупно повезло. П. Меррилл обнаружил присутствие неустойчивого элемента технеция в звездах спектрального класса S, доказав тем самым, что химические элементы действительно синтезируются в звездах. По иронии судьба приберегла такое замечательное открытие для такого формалиста, как Меррилл. Впоследствии он, однако, прислушивался к идеям, высказываемым на передовых семинарах, внимательнее, чем в прежние годы.

К этому времени холодная война более или менее закончилась и состоялась встреча ядерных держав в Женеве, целью которой было объединить накопленные знания для мирного использования атомной энергии (прекрасная идея!). Вклад Соединенных Штатов заключался отчасти в рассекречивании данных о сечениях захвата нейтронов низких энергий для множества различных химических элементов.

Весной 1956 г. были также опубликованы данные об испытании водородного оружия на атолле Бикини. Здесь интенсивный поток нейтронов привел к синтезу трансурановых элементов. Дж. Бербидж заметил любопытную деталь: период полураспада ^{254}Cf , равный примерно 55 сут, оказался таким же, как и время угасания сверхновой звезды в галактике IC 4182, которое с большой точностью было определено В. Бааде. Вот при каких обстоятельствах мы начали работу над нашей статьей.

Мы отделили изотопы элементов тяжелее железа, которые могли образоваться путем быстрого присоединения нейтронов, от тех изотопов, которые не могли быть образованы таким путем (так называемые экранированные изотопы). Одновременно Фаулер на основе женеvских данных разделил изотопы на две группы: на получаемые быстрым захватом нейтронов и остальные.

По каким-то причинам ни Бербиджи, ни Фаулер не были в лаборатории, когда однажды утром я находился в кабинете без окон, расположенном за комнатой со старым келлогским ускорителем на 600 кэВ, и пытался «убить» свободный час перед ленчем. Мне вдруг захотелось взглянуть на сечения, данные мне Фаулером для тех изотопов, которые не могли быть синтезированы путем быстрого присоединения нейтронов. Без всякой цели я начал перемножать эти сечения на космические распространенности соответствующих изотопов и со все возрастающим удивлением стал обнаруживать, что в большинстве случаев произведения получались одинаковыми в пределах множителя 2.

Это говорило о длительном, затяжном синтезе под действием нейтронов низких энергий, названном вскоре s-процессом, в отличие от r-процесса, на который указывал период полураспада ^{254}Cf . Однако имелось несколько примеров сильного расхождения с упомянутой закономерностью. А что если измеренные значения нейтронных сечений были неверны в этих случаях? Фаулер как одержимый начал настоящий розыск в литературе и пришел к заключению, что во всех этих случаях

имелись особые обстоятельства, позволявшие предположить возможность ошибок в экспериментах.

Поскольку, как выяснилось впоследствии, эти эксперименты и в самом деле оказались неверными, возникла мысль о том, что данные, так торжественно рассекреченные в честь окончания холодной войны, могли быть получены всего за пару часов простым вычислением обратных значений известных космических распространенностей. Такой пустяковый расчет мог дать даже более точные результаты (по крайней мере для ядер, образующихся в s -процессе), являясь своеобразным предзнаменованием последующего периода разрядки*.

Теперь мы фактически имели флеш-рояль (практически выигрышная комбинация карт в покере.- *Перев.*), и вопрос состоял лишь в том, в каком виде следует представить результаты. Однако наши амбиции росли, и с повышением уровня наших притязаний требовалось все больше и больше времени. Сначала предполагалось завершить работу к июню 1956 г., но ее конец стал виден лишь в декабре 1956 г. Вместе с семьей я уехал из Пасадены вскоре после парада роз. В день парада мы с Фаулером (на нем был головной убор, который англичанин назвал бы «порк-пай-шляпой») каким-то образом ухитрились заставить его старый «хиллман» продвигаться в густом потоке машин по направлению к Розовой чаше**. Помню, как при этом Вилли вел ожесточенную перепалку о возможностях своего «хиллмана» с группой девиц в другом открытом автомобиле.

Хотя работа над нашей статьей была наконец завершена, лучшее было еще впереди. В Бааде и Я. Оорт организовали конференцию в Ватиканской академии в мае 1957 г. Для меня, а, возможно, также и для Фаулера, неделя, проведенная в Риме, и еще одна на Неаполитанском заливе были концом некоей эры наших исследований.

Следующей вехой был возраст Галактики. В течение 1950-х годов

* *Примечание редакторов:* Дж. Гамов (*Nature*, 152, 680, 1948) показал, что последовательные захваты нейтронов в условиях насыщения должны приводить к обратной пропорциональности между распространенностью и сечением. Однако из сравнения с экспериментальными данными следовало лишь грубое (по порядку величины) согласие с этой гипотезой. Только после выделения ядер, образующихся в s -процессе, была выявлена действительно точная обратная пропорциональность. Фаулер и Бербиджи тоже искали обратно пропорциональную зависимость между сечением и распространенностью, но для ядер с $A \lesssim 50$ (*Astrophys. J.*, 122, 271, 1955).

** С 1890 г. в первые дни каждого Нового года в Пасадене устраивается массовое праздничное представление — турнир роз. Проводится смотр-парад сплошь украшенных живыми цветами (преимущественно розами) различных красочных макетов, выбирается королева роз, лучшие макеты получают специальные призы. Кульминация праздника — матч по регби на вмещающем более 100 тыс. зрителей стадионе (Розовой чаше). На праздник съезжается более миллиона гостей. «Порк-пай-шляпа» — головной убор с загнутыми полями, напоминающий по виду популярный в Англии пирог со свинойной. — *Прим. перев.*

возрасты астрономических объектов драматически росли. В начале этого десятилетия для возраста наблюдаемой Вселенной было принято хаббловское значение 2 млрд. лет. В 1952 г. В. Бааде увеличил хаббловскую оценку до 3,6 млрд. лет. Расчеты внутреннего строения звезд, особенно субгигантов, свидетельствовали о том, что такого увеличения далеко не достаточно. Из моих собственных расчетов 1954–1955 гг. следовало значение, близкое к 10 млрд. лет. В связи с этим возникла настоятельная необходимость в повышении точности расчетов, она-то и послужила сильным доводом в пользу применения ЭВМ, освоение которых было начато как раз в то время. Между тем А. Сэндидж продолжал увеличивать оценку Бааде и получил значение возраста Вселенной, также близкое к 10 млрд. лет.

В такой ситуации у Фаулера и у меня (особенно у него) в 1959 г. возникла идея ввести ядерную хронологию для Галактики. Ключом к осуществлению этой идеи были вычисленные нами начальные распространенности ^{232}Th , ^{235}U и ^{238}U , которые мы нашли путем анализа нуклеосинтеза при быстром присоединении нейтронов (r -процесс в V^2FH). Зная начальные распространенности этих элементов из расчетов, а их истинные значения из наблюдений в Солнечной системе, мы определили возраст Галактики в предположении, что известно также распределение во времени синтеза путем r -процесса. Мы отдали предпочтение модели, в которой r -процесс протекает непрерывно, а не во внезапном начальном импульсе. Результаты не были особенно чувствительны к зависимости синтеза от времени, по крайней мере пока его можно было рассматривать как длительный процесс. Наше значение возраста Галактики получилось равным 10–15 млрд. лет.

Фаулер и в дальнейшем проявлял большой интерес к этой проблеме, введя за последние два десятилетия множество уточнений к первой работе, среди которых особенно существенным было предположение о дополнительном коротком по времени синтезе новых элементов в r -процессе в период образования протосолнечной туманности. Все эти уточнения показали, что при умеренной неопределенности в данных о современном отношении распространенностей тория и урана в Солнечной системе трудно сдвинуть расчетный возраст Галактики со значения, примерно равного 12 млрд. лет.

Когда зимой 1961–1962 гг. Фаулер вновь проводил свой саббатический год в Кембридже, мы работали над двумя темами — одной вполне конкретной и другой умозрительной. Конкретная тема была исчерпывающим и изнурительным исследованием сверхновых, опубликованным в приложении к *Astrophysical Journal*. Издательство Чикагского университета впоследствии выпустило эту работу в виде отдельной книги*.

* Книга переведена на русский язык: У. Фаулер, Ф. Хойл. «Нейтронные процессы и образование пар в массивных звездах и Сверхновых». — М.: Мир, 1967. — Прим. перев.

Умозрительная тема имела серьезные приложения. В начале 1960-х годов был поднят важный вопрос о причине взрывов радиогалактик. У Дж. Бербиджа была идея, что в этом случае взрывы множества сверхновых сливаются в единый мощный взрыв, но мы не видели особых оснований для того, чтобы взрывы отдельных звезд были столь точно согласованы между собой. Поэтому из комплекса сверхновых Джеффри мы составили единый объект, названный нами массивным объектом, общей массой от 10^5 до 10^8 масс Солнца. У нас возникла также мысль о том, что такие объекты должны располагаться в центрах галактик.

С самого начала естественно было искать источник энергии массивных объектов в ядерных реакциях — весь наш опыт склонял нас к этому, и наша первая статья, опубликованная в *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* в 1962 г., содержала эту ошибку. Но к концу 1962 г. мы поняли, что гравитация должна преобладать над ядерными реакциями. Наша заметка с исправлением этой ошибки была опубликована в январе 1963 г. в *Nature* как раз вовремя — в феврале Фаулер прислал мне открытку следующего содержания: «Ура! Наши объекты обнаружены!» (квазизвездные объекты, или квазары).

Выдающееся открытие М. Шмидта в известном смысле перевернуло весь ход нашей работы, поскольку факты безусловно предпочтительнее одних лишь размышлений. Возможно, мы были несколько потрясены и поэтому взялись за преодоление этого нового барьера не столь основательно, как следовало бы.

Теперь проблема состояла в том, чтобы выяснить, каким образом гравитация управляет взрывным освобождением больших количеств энергии. Конечно, пришлось привлечь общую теорию относительности. Снова в соавторстве с М. и Дж. Бербиджами мы написали летом 1963 г. статью под названием «Релятивистская астрофизика». Бербидж арендовал тогда дом А. Сэндиджа, и они часто спорили между собой (не исключено, что так они и спорят до сих пор). Тем летом Сэндидж несомненно вышел победителем, потому что, как я помню, его стиральная машина ухитрилась изорвать в клочья брюки Бербиджа.

У нас было подозрение, что для проблемы выделения энергии существенно также вращение. Поэтому нам пришлось одновременно рассматривать общую теорию относительности и вращение. Чего нам не хватало, так это решения Р. Керра уравнений Эйнштейна для вращающейся черной дыры. Однако нам следовало бы знать об этом решении, ведь оно было опубликовано примерно в это же время. В результате мы упустили существование эргосферы. Вина лежала в основном на мне, поскольку именно я делал часть исследования, связанную с общей теорией относительности. Более того, я был одним из экзаменаторов университетской дипломной работы Керра, и поэтому моя нерадивость касалась не только меня лично.

Важнейшим событием 1965 г. было открытие А. Пензиасом и Р. Уилсоном микроволнового фонового (реликтового) излучения. Это открытие вместе с работой по первичному синтезу ^4He , которую я сде-

лал с Р. Тейлером в 1964 г., ставило на повестку дня новое исследование всей проблемы первичного нуклеосинтеза. Р. Вагонер выполнил львиную долю всей технической работы по расчету на ЭВМ большой сети ядерных реакций в монументальном и исчерпывающем исследовании — одном из тех, которые так нравятся Фаулеру. Помимо ${}^4\text{He}$ мы рассмотрели также синтез D , ${}^3\text{He}$ и ${}^7\text{Li}$. В итоговой статье Вагонер, Фаулер и я приступили к разработке, как мне кажется, совершенно новой жилы: если Вселенная образовалась в результате расширения из сингулярного состояния, то первичный синтез элементов определенно указывал, что Вселенная не замкнута. В этом проведенном в 1965–1966 гг. исследовании мы не предприняли никаких попыток сохранить результаты работы B^2FH . Напротив, мы старались продвинуть первичный нуклеосинтез до его предела, затратив огромные усилия в попытках воспроизвести углерод и кислород космологическим путем. Вагонер рассчитал огромную сетку вариантов, в которых так и не удалось удовлетворительным образом получить тяжелые элементы от углерода до никеля. Только после этого мы вернулись к описанной в B^2FH картине синтеза элементов, за исключением лишь самых легких ядер.

Впоследствии Фаулер и я оказались в плену административной деятельности — он в Вашингтоне, я в Лондоне, хотя вплоть до 1972 г. мы еще каждое лето были вместе в Институте теоретической астрономии в Кембридже. Не знаю, по вине ли административной деятельности или вследствие того, что астрономия стала развиваться по многим направлениям, но наше долгое, почти двадцатилетнее сотрудничество приближалось к концу.

Мне кажется, что состояние внутренней неопределенности имело какое-то отношение к прекращению нашей совместной работы. Помимо исследования первичного нуклеосинтеза, проведенного нами вместе с Вагонером, мы немедленно прореагировали на открытие реликтового излучения еще и в прямо противоположном направлении. Если бы синтез всего гелия из водорода происходил все время в звездах, то в космическое пространство выделилось бы столько энергии, что ее плотность оказалась бы такой же, как и плотность энергии реликтового излучения. Означало ли это что-то важное или было простым совпадением? Поскольку нам не удалось найти достаточно разумного механизма, с помощью которого оптическое и инфракрасное излучение звезд перерабатывалось в микроволновое излучение, мы посчитали этот факт простым совпадением. Т. Голд обратил наше внимание на то, что природа более искусна в термодинамическом вырождении, чем были склонны допустить когда-либо ученые, а Фейнман однажды посоветовал нам идти вперед, не считаясь ни с чем. Однако состояние внутренней неопределенности продолжалось. Возможно, наше решение принять совпадение и исходить из общепринятых основ астрономии окажется правильным. Долгое время я думал, что так и будет, однако теперь я могу без особого труда понять, как могло бы осуществиться термо-

динамическое вырождение звездного излучения, и поэтому более чем наполовину подозреваю, что мы не должны были тогда отступать.

Я думаю, что нам следовало также продолжить исследование радиогалактик и квазаров. Почти точное равенство наклона хорошо известной для радиогалактик кривой $\lg N - \lg S$ значению 1,5 (вплоть до самых низких значений S) указывает на еще одно совпадение в традиционной картине Вселенной. Предполагается, что эволюция радиогалактик компенсирует неевклидовы эффекты общей теории относительности. С. Хейзард как-то заметил, что если бы радиоастрономия появилась раньше общей теории относительности, то никто бы не поверил в эту последнюю, потому что никто бы не поверил в совпадение, подразумеваемое наклоном 1,5. В случае квазаров дело обстоит так же плохо или даже еще хуже. Подсчеты квазаров методом Шмидта по отношению V/V_{\max} имеют вид однородного распределения в евклидовом пространстве. И снова необходимо, чтобы эволюция квазаров случайно компенсировала неевклидовы эффекты общей теории относительности. Возможно одно случайное совпадение, но не целых три (с учетом упомянутого в предыдущем абзаце совпадения плотностей энергий). Цитируя В. Бааде, можно сказать, что от всего этого веет «слабым крысиным душком», возможно, более чем слабым для тонкого обоняния. Итак, я думаю, что нам следовало продолжать исследования, несмотря на улюлюкание и град камней, покачивание головами и поджимание губ, с которыми так часто встречаешься, когда предлагаешь идеи, лежащие в стороне от общепринятого направления поисков нового.

НУКЛЕОСИНТЕЗ В ГАЛАКТИКАХ

*Е. М. Бербидж и Дж. Р. Бербидж***I. ВВЕДЕНИЕ**

«О, я ничего не знаю о тяжелых ядрах, я занимаюсь только легкими ядрами!» — этими словами Фаулера начались наша с ним долгая дружба и сотрудничество. Но сначала расскажем о событиях, предшествовавших этому его скромному заявлению.

Мы проводили 1953–1954 гг. в Кембридже после двухлетнего пребывания в США в качестве гостей по научному обмену. Там мы заинтересовались общей проблемой происхождения химических элементов в типичных обнаруживаемых на звездах относительных количествах. Нас особенно интересовали звезды с необычными относительными содержаниями элементов. Интерес к этой проблеме пробудился у нас на трехдневной конференции под названием «Распространенности химических элементов», организованной Г. Юри в Йеркской обсерватории в ноябре 1952 г. Среди докладчиков были Юри, Шварцшильд, Майер и Гамов. Этот академический (1952–1953) год мы проводили в Йеркской обсерватории, изучая звезды спектральных классов В и Ве. Первый день конференции был посвящен астрономическим аспектам, второй — химическим и геологическим аспектам, включая работы Юри и его учеников по метеоритам, а третий — ядерной физике и проблеме распространенности элементов. Все эти доклады мы слушали с неослабным вниманием и даже написали отчет об астрономических докладах [3].

Примерно в это же время мы узнали о том, что была отклонена наша заявка на время для наблюдений в декабре 1952 г. или январе 1953 г. на 2-метровом телескопе Мак-Дональдской обсерватории. Для продолжения наших исследований звезд Ве — объектов, находящихся в диске Галактики, нам требовалось именно это время, когда галактическая плоскость проходит выше всего по небосводу. Молодым астрономам в условиях жесткой конкуренции на всех телескопах за право наблюдений весной, когда высоко в небе располагаются северный галактический полюс и галактики, может показаться странным, что когда-то всем нужна была галактическая плоскость!

Так или иначе, нам дали наблюдательное время лишь в апреле 1953 г. Нашим поискам интересных типов звезд среди тех, которые располагаются высоко в небе в апреле, способствовала упомянутая ноябрьская конференция в Йеркской обсерватории. Нам нужно было соста-

вить список звезд с сильными магнитными полями, имеющих аномальные и загадочные спектры с очень сильными линиями Si, Mn и редкоземельных элементов. Мы хотели выяснить, являются ли эти спектроскопические особенности результатом особых условий возбуждения, возможно связанных с очень сильными магнитными полями, над изучением которых Джеффри работал вместе с Чандрасекаром, или они указывают на действительный избыток этих необычно тяжелых элементов.

В Мак-Дональдской обсерватории мы провели серию спектральных наблюдений в фокусе кудэ и покинули эту обсерваторию обладателями множества полученных с высоким разрешением калиброванных спектрограмм магнитных звезд и, в частности, звезды α^2 Гончих Псов (α^2 CVn) с прямым восхождением $\alpha = 12^h 54^m$! Эти пластинки вместе с их микрофотометрическими записями, которые мы делали днем и ночью в докольном этаже здания Йеркской обсерватории, составили настоящее сокровище, привезенное нами в Англию летом 1953 г.

По мере того как мы тем летом продвигались на восток, наш интерес к происхождению химических элементов все возрастал. На летней конференции в Мичиганском университете в Анн-Арборе, так же как и на конференции, организованной Юри, мы со все возрастающим вниманием слушали серию докладов, в том числе доклады Бааде, Гамова и Солпитера. Здесь мы еще сильнее разочаровались в гамовской теории «илема», и у нас возрос интерес к классической работе Хойла [13] об образовании элементов железного пика в звездах.

Вернемся теперь к приведенному в начале высказыванию Фаулера. Годовая работа по измерению спектра звезды α^2 CVn, отождествлению линий с помощью данных, приведенных в статье Струве и Свингса [24], а также по измерению и анализу тысяч эквивалентных ширин привела нас к заключению, что наблюдаемые в атмосфере α^2 CVn повышенные содержания элементов действительно имеют место и не поддаются объяснению необычными ионизацией и возбуждением или эффектами оптической глубины. Мы также предварительно отнесли три неотожествленные Струве и Свингсом линии к резонансным линиям свинца. Список элементов с повышенным содержанием наводил нас на мысль о том, что в этом случае мы имеем дело с ядерными, а не с атомными процессами и что где-то и каким-то образом в этом участвуют нейтроны (здесь нашла отражение доложенная на симпозиуме в Йеркской обсерватории работа Марии Майер о гипотезе Майер и Теллера, согласно которой на ранних стадиях расширения заполняющее Вселенную вещество представляло собой холодную нейтронную жидкость). Однако нам было нужно, чтобы нейтроны производились в звездах, а не в момент начала расширения Вселенной. Наши знания по ядерной физике были недостаточны, и нам требовался специалист. Поэтому, когда мы узнали, что профессор Уильям А. Фаулер проводит саббатический год (1954–1955) в Кавендишской лаборатории в Кембридже, Джеффри обратился к нему за помощью по проблемам генерации нейтронов и их за-

хвата тяжелыми элементами, и это привело к цитированному выше ответу Фаулера.

Однако эта проблема не могла не заинтересовать Фаулера, поскольку в Радиационной лаборатории Келлога велась большая экспериментальная работа по изучению ядерных реакций, протекающих в недрах Солнца и звезд (легкие элементы участвовали в процессе $H \rightarrow He$), а работа Хойла по происхождению элементов от C до Ni [14], выполненная во время его пребывания в Калифорнийском технологическом институте (КТИ), была еще свежа в памяти Фаулера. Так появился новый, не учтенный ранее компонент в очень привлекательной гипотезе о том, что все химические элементы могли образоваться в звездах, а именно в результате захвата нейтронов, возникающих в недрах звезд в реакциях (α, n) [9]. Такой процесс медленного захвата нейтронов в дальнейшем стали называть s -процессом.

II. БЕРБИДЖИ, ФАУЛЕР И ХОЙЛ В КЕМБРИДЖЕ И КТИ

Хотя отправным пунктом наших размышлений об образовании химических элементов путем захвата нейтронов была звезда $\alpha^2 CVn$, однако, закончив предварительное исследование [10], мы обратились к главным источникам нашей информации — к препринту Голдберга, Мюллера и Аллера [12] о распространенности элементов в Солнечной системе и к очень важным данным Зюсса и Юри [25] по распространенностям изотопов, которые и послужили основой для построения единой теории происхождения химических элементов. Тем самым мы приступили к решению наиболее общей проблемы объяснения относительных содержаний элементов и их изотопов на Солнце, в Солнечной системе и в звездах.

Сезон 1954—1955 гг. в Кембридже выдался очень волнующим. Фаулер быстро свел нас с Хойлом, и мы вчетвером начали работать в Кавендишской лаборатории и в доме на Хиллс-Роуд, где остановились Фаулеры, над проблемой образования атомных ядер с промежуточными массами. Работали мы также вместе и в нашей крохотной квартирке на Ботолф-Лейн неподалеку от Кавендишской лаборатории. Из-за почти непрекращающихся зимних дождей крыша квартиры протекала, а попасть в нее можно было, лишь миновав неосвещенный проход между многочисленными сараями и поднявшись по очень узкой винтовой лестнице.

Когда стало ясно, что наши исследования не удастся закончить в тот год, Фаулер начал хлопотать об устройстве нас на работу в Пасадену, сказав нам при этом: «На этот раз вам не следует приезжать в качестве гостей по обмену, вы должны получить иммиграционные визы!». Так мы и сделали. Маргарет стала стипендиатом Карнеги в обсерватории Маунт-Вилсон, а Джеффри получил стипендию исследователя в КТИ. Мы делили время между офисом на Санта-Барбара-стрит и предназначенным для гостей офисом без окон в Радиационной лаборатории Кел-

лога. В это время были рассекречены данные о калифорнии, полученные при испытании водородной бомбы на атолле Бикини, из которых родилось представление о быстром захвате нейтронов (r -процессе). Наша работа на телескопе заключалась в наблюдениях звезд с пониженным содержанием металлов, что было важно для понимания химической эволюции Галактики, и в определениях содержаний элементов в бариевых звездах и звездах класса S, где медленный захват нейтронов и избыток элементов, образовавшихся в s -процессе, казались выраженными значительно четче, чем в магнитных звездах.

Расчеты e - и r -процессов, которые никто теперь и не мыслит без современных ЭВМ, были проведены нами с помощью купленного еще в Англии для работы над диссертацией Джеффри по физике мезонов арифмометра фирмы «Брунсви́г» (Фаулер называл его нашей «Бэббидж-машиной»!*).

Вот так появилась на свет работа V^2FH [5] и с нею восемь ядерных процессов: горение водорода, горение гелия, α -процесс, e -процесс, s -процесс, r -процесс, p -процесс и x -процесс, где x означало «неизвестный». Этот последний процесс был нужен для образования особенно трудного изотопа — дейтерия, а также лития, бериллия и бора.

В других главах этой книги обсуждаются результаты выполненных после 1957 г. уточненных теоретических расчетов, подводятся итоги обширным стимулированным Фаулером экспериментальным исследованиям в Радиационной лаборатории Келлога и в других научных лабораториях, а также большой работе по определению содержаний элементов в звездах нашей Галактики и по извлечению из них информации о химической эволюции Галактики. В этой главе мы хотим дать краткий обзор проблемы определения содержаний элементов в далеких галактиках, которое затруднено низкой яркостью этих объектов и тем, что приходится иметь дело с суммарным излучением многих звезд и с излучением больших объемов газа с неоднородными температурой и давлением.

III. ЗВЕЗДНЫЙ НУКЛЕОСИНТЕЗ В ГАЛАКТИКАХ

В рамках выбранной модели эволюции нашей Галактики можно в принципе воспроизвести процесс обогащения межзвездной среды и последующих поколений звезд тяжелыми элементами. Исходным материалом для этого исследования служит детальный анализ содержаний элементов в отдельных звездах наряду с анализом звездных групп, областей НП и остатков сверхновых.

Данные наблюдений устанавливают ограничения на модели образо-

* Фамилия авторов созвучна фамилии английского математика, механика и конструктора счетных машин Чарлза Бэббиджа (1792–1871), который был также инициатором создания Лондонского астрономического общества (1820). — *Прим. перев.*

вания и эволюции Галактики. Изучение старых звезд, которые могут быть выявлены по их кинематике и положению в Галактике, особенно подходит для расшифровки химической эволюции Галактики [16]. Недавняя работа Крафта по переменным звездам типа RR Лиры также дает возможность проследить историю ядерных превращений вещества в Галактике.

Хороший обзор этой проблемы с множеством ссылок сделан Одузом и Тинсли [2]. Они перечислили объекты, в которых могли бы протекать различные процессы синтеза элементов. Новые и сверхновые ответственны за синтез некоторой доли изотопов ^{12}C , ^{13}C , ^{15}N , ^{16}O , ^{17}O , ^{18}O , некоторой доли элементов от неона до кремния, элементов железного пика, а также синтезированных в r -процессе и в p -процессе элементов. Спокойные стадии звездной эволюции, особенно стадия красных гигантов, определяют синтез большей части изотопов C, N, O и элементов, синтезированных в s -процессе. Во всех звездах, конечно, образуется гелий, но, как было показано более 20 лет назад [6], его содержание слишком велико для того, чтобы весь он мог образоваться в звездах тех масс и типов, которые встречаются в Галактике. Поэтому Одуз и Тинсли [2] приняли в основном космологическое образование гелия, а также наших синтезированных в x -процессе элементов: дейтерия и отчасти Li, Be и B.

До сих пор еще налицо ряд сложных проблем, которые пока не позволяют сформулировать согласованную и полную теорию образования, а также динамической и химической эволюции Галактики. К одной из таких проблем целиком относится проблема начальной функции масс звезд, ее изменения во времени и пространстве и теоретические основы ее эмпирического определения. В какой мере можно в таком случае надеяться на успех в определении химической эволюции других галактик? За исключением Магеллановых Облаков, тщательный анализ содержаний элементов в отдельных звездах далеких галактик находится в настоящее время за пределами наших возможностей. В результате те, кто занимается проблемой изменения со временем содержания тяжелых элементов в звездном населении галактик, вынуждены распутывать сложную картину, поскольку приходится анализировать суммарное изучение множества звезд различных масс, светимостей, температур и возрастов. Поэтому лучше всего в этом вопросе ограничиться рассмотрением лишь интегральных эффектов.

Положение с межзвездной средой несколько определеннее. Теория фотоионизации и возбуждения газа столкновениями в областях НII хорошо разработана, и поэтому удастся определить расстояния областей НII от ядер спиральных галактик. Однако через щель спектрографа всегда проходит свет от больших областей газа, превышающих размеры объектов типа туманности Ориона, и это затрудняет учет неоднородностей в распределении электронной температуре T_e и электронной концентрации N_e , а также учет переменной степени ионизации.

Аллер [1] первым заметил, что линии [OII] в областях НII в спи-

ральной галактике М 33 усиливаются по отношению к Н β с увеличением расстояния от центра этой галактики. С другой стороны, М. и Дж. Бербиджи нашли [4], что по отношению к Н α красные линии [NII] значительно сильнее в центральных областях спиральных галактик, чем во внешнем спиральном рукаве и между рукавами. Наши спектры охватывали не настолько широкий интервал длин волн, чтобы дать нам возможность промоделировать ионизационное равновесие в этих областях НII и получить относительное содержание N/H. Однако в те времена господствовало мнение о том, что дифференциальное вращение и общее перемешивание межзвездного газа препятствуют возникновению градиентов содержания, и поэтому мы пытались объяснить указанный эффект повышением T_e в центральных областях галактик под влиянием звездного ветра, более интенсивного вследствие повышенной пространственной плотности звезд.

Представление о том, что различия содержаний или градиенты содержаний действительно существуют в галактиках, связано с тщательной абсолютной спектрофотометрией и анализом возможных значений T_e и P_e в работах ряда исследователей, цитированных Одузом и Тинсли. Ниже мы вкратце опишем эти результаты вместе с более поздними, полученными в работах [15, 21].

А. Азот, кислород, неон и сера. Эти элементы можно наблюдать в горячем межзвездном газе галактик. Пеймберт [17] выполнил спектрофотометрические наблюдения спиральных галактик М 51 и М 81 в интервале длин волн 3600–7000 Å. Полученные точные данные позволили ему определить T_e , N_e и степень ионизации. Таким образом ему удалось показать, что наблюдавшееся нами увеличение отношения интенсивностей линий [NII]/Н α в центральных областях галактик вызвано не изменением T_e , а действительным различием содержаний. В центре галактик отношение N/H оказалось в несколько раз больше, чем в Солнечной системе.

После этого Сирл [20] получил спектрофотометрические данные для областей НII во внутренних и внешних спиральных рукавах нескольких галактик типа Sc и показал, что эффект Аллера можно объяснить радиальным градиентом содержания кислорода. Он нашел, что такой градиент действительно существует наряду с градиентом содержания азота. Далее, Уорнер [26] определил зависимость содержаний N, O и S от T_e в ядрах спиральных галактик М 51, М 81 и М 64 и пришел к заключению, что имеется, вероятно, значительный избыток этих элементов по сравнению с их содержанием в солнечном веществе.

За этой работой последовало выполненное Смитом [22] детальное спектрофотометрическое исследование ряда галактик. Он проанализировал внутренние и внешние области НII и обнаружил сильное изменение отношения распространенностей O/H с расстоянием от ядра галактики. Он нашел, что это отношение уменьшается раз в десять при переходе от центра к периферии дисков галактик М 33 и М 101. Более

низкое содержание О во внешних частях галактик способствует уменьшению скорости охлаждения межзвездного газа, поэтому значение T_e оказывается более высоким, что и приводит к наблюдаемому Аллером усилению линий [ОIII]. Смит нашел также слабый градиент отношения N/O, но не обнаружил градиентов отношений Ne/O и S/O, т.е. распространенности Ne и O уменьшаются пропорционально распространенности O. Эти результаты собраны в табл. 1.

Таблица 1

ГРАДИЕНТЫ ОТНОШЕНИЙ O/N И N/O В ГАЛАКТИКАХ

Тип галактики, область в ней	$10^4 \times (O/N)$	N/O	Ссылка
Sbc, ядро	90	0,5	[26]
Sbc, периферия	10	0,15	[22]
Scd, внутренняя часть	15	0,15	[22]
Scd, периферия	1,5	0,04	[22]
Irr	≤ 4	$\leq 0,04$	[22]
Солнце	9	0,11	12

Затем Шилдс и Сирл [21] предприняли новую попытку определить градиенты содержаний в M 101. Они показали, что изменение содержания O вдоль радиуса R не экспоненциальное и не линейное, а соответствует степенному закону $O/N \sim R^{-1,8}$. Как и Смит, они обнаружили более сильный градиент N/N по сравнению с градиентом O/N и характеризовали это отличие величиной $\Delta[N/O]/\Delta[O/N] = +0,8$.

Ряд исследователей отмечали, что различия в градиентах содержаний отдельных элементов должны быть следствием различия в механизмах их нуклеосинтеза. Так, углерод, кислород и другие элементы с $A = 4n$ могли синтезироваться в звездах первого поколения (первичный нуклеосинтез), тогда как синтез азота легче всего осуществляется в звездах, уже содержащих C и O (вторичный нуклеосинтез), хотя некоторое количество образуется также в результате первичного нуклеосинтеза.

Как эти градиенты связаны с моделями эволюции галактик? Представляется вероятным, что на ранних стадиях эволюции вещество галактик подвергалось «взбалтыванию» и радиальному перемешиванию, и поэтому наблюдаемые в настоящее время градиенты не чрезмерно велики, хотя их существование надежно установлено. В спиральных галактиках, состоящих из смеси объектов всех населений, трудно отделить продукты первичного от продуктов вторичного нуклеосинтеза. Однако неправильные и голубые компактные галактики являются, вероятно, молодыми (судя по стадии эволюции, на которой они находятся) и поэтому могут служить ключом к пониманию химической эволюции галактик во Вселенной в целом.

Вслед за первой своей работой, цитированной Одузом и Тинсли [2],

Лекё и др. [15] выполнили новое исследование нескольких неправильных, в том числе и компактных галактик. При наблюдениях этих объектов щель спектрографа пересекает еще большие объемы газа, поэтому флуктуации температуры и плотности могут приводить к более серьезным трудностям, чем в случае близких галактик. Пеймберт и Костеро [18] придумали способ описания таких неоднородностей в рамках среднеквадратичных отклонений. Этот метод был применен в последующих исследованиях Пеймберта, Торрес-Пеймберт и других авторов. В согласии с работами Смита [22] и Эдмондса и Пейджела [7] Лекё и др. [15] пришли к заключению, что N образуется как в первичном, так и во вторичном нуклеосинтезе.

Они нашли, что в случае первичного нуклеосинтеза отношение $N/O = 2 \cdot 10^{-2}$, а также удовлетворительным образом вписали результаты своих наблюдений в модель химической эволюции галактик, основанную на новой начальной функции звездных масс и новых расчетах звездной эволюции с потерей массы.

Б. Гелий. Мы уделили большое внимание обсуждению самых тяжелых из «легких» элементов, т.е. тех элементов, которые принято обозначать в расчетах внутреннего строения звезд одной и той же буквой Z. Обратимся теперь к «трудному» элементу гелию. Высокий потенциал второй ионизации и невозможность наблюдать нейтральный гелий в межзвездном газе приводят к неопределенностям в оценках отношений He/H. И это несмотря на то, что очень много He образуется в обычном звездном нуклеосинтезе — звезды сжигают H и производят He в течение практически всего своего существования, а остатки сверхновых, планетарные туманности и некоторые типы проэволюционировавших звезд оказываются очень богатыми He.

Вопрос, на который хотелось бы найти ответ, следующий: сколько гелия должно было образоваться на догалактической стадии, скажем, в модели расширяющейся Вселенной? Космологические модели дают вполне четкие предсказания. Таким образом, первичное содержание гелия может служить тестом для проверки космологических моделей.

Во многих исследованиях предполагалось, что «среднее» отношение He/H, определенное в «средней» галактике, в основном связано с He космологического происхождения, а образование He в звездах дает лишь добавку второго порядка малости к этой величине. При всех сопутствующих определению отношения He/H трудностях его значение на самом деле выглядит в среднем постоянным, по крайней мере в пределах значительных вероятных ошибок его определения.

Однако Пеймберт и Торрес-Пеймберт [19] нашли свидетельства того, что в областях НП в Большом Магеллановом Облаке, которое характеризуется низким содержанием тяжелых элементов, отношение He/H меньше его «стандартного» значения. Лекё и др. [15] также обнаружили, что не существует «универсального» значения содержания He. Для изученных ими неправильных галактик они установили существова-

ние явной корреляции между отношением He/H по массе (Y) и распространенностью тяжелых элементов по массе (Z), а именно

$$Y = (0,233 \pm 0,005) + (1,73 \pm 0,90)Z.$$

Для одних лишь Магеллановых Облаков коэффициент при Z оказался равным 2,11. Принимая, что догалактическому значению Y соответствует $Z = 0$, и учитывая результаты, полученные для туманности Ориона, они нашли для догалактического значения $Y = 0,228$.

Неопубликованное исследование 14 галактик [11] привело к результату, согласующемуся с этим выводом: было найдено $Y = 0,216$ (или по числу атомов $\text{He}/\text{H} = 0,069$), а для отношения избытков Y и Z по отношению к солнечным содержаниям — значение $\Delta Y/\Delta Z = 3,2$.

В. Элементы тяжелее серы. Области НII непригодны для извлечения информации об элементах железного пика. Чтобы получить сведения о «металлах», нужно исследовать звездные населения как в нашей, так и в других галактиках. В отношении нашей Галактики эта работа была начата почти 30 лет назад: открытие звезд, бедных металлами, было одним из поводов к построению теории звездного нуклеосинтеза. Если бы мы попытались дать полную библиографию по данному вопросу, то получился бы слишком длинный список. Поэтому мы ограничимся перечислением лишь имен ведущих исследователей в этой области: Б. и М. Шварцшильдов, Гринстейна, Пейджела, Уоллерштейна, Мак-Клора и ван ден Берга. Недостаток металлов в некоторых звездах, принадлежащих к экстремальному населению II, может достигать нескольких порядков величины. Однако когда имеют дело с интегральным излучением звезд разных населений в далеких галактиках, в котором излучение бедных металлами звезд полностью перемешано с излучением богатых металлами звезд, наблюдаемые эффекты, вызванные различием в среднем химическом составе, оказываются небольшими, хотя и четко обозначенными. Полезным методом для определения различий в содержании металлов является узкополосная фотометрия. Широкополосная и среднеполосная фотометрия также очень полезны, поскольку требуют меньшего времени для наблюдений.

Фабер [8] изучила 31 эллиптическую галактику и показала, что покровный эффект усиливается, а следовательно, и содержание металлов монотонно возрастает с увеличением светимости галактик, а тем самым с ростом их массы и, по-видимому, с повышением количества вещества, переработанного в процессе эволюции звезд. Она нашла, что логарифм отношения Fe/H увеличивается на 2 при переходе от эллиптической галактики низкой светимости M32 к наиболее ярким изученным гигантским эллиптическим галактикам, т.е. содержание металлов изменяется при этом в 100 раз.

Штром и др. [23] измерили градиенты содержания металлов в некоторых галактиках типов E и S0 и обнаружили, что содержание металлов изменяется раз в пять в наблюдавшемся интервале расстояний от цен-

тров этих галактик. Они также нашли, что градиенты цвета (следовательно, и содержание металлов) максимальны вдоль малых осей этих галактик.

IV. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

На таком уровне получаемая нами информация уже достигла предела возможностей современных оптических наблюдений. Большим подспорьем для общей теории химической эволюции Вселенной была бы возможность измерить в удаленных частях нашей Галактики и в других галактиках содержание тяжелых элементов, образующихся путем s - и r -процессов. Космический телескоп, способный регистрировать слабые объекты в ультрафиолетовой части спектра, обещает дать много новой информации о наиболее распространенных элементах. Кроме того, микроволновый диапазон открывает новые перспективы в определении содержаний отдельных изотопов. Сведения о распространенностях изотопов всегда рассматривались как наиболее ценные данные для выяснения деталей нуклеосинтеза. Справедливость такого мнения была убедительно доказана Фаулером.

Из представленного обзора современного состояния проблемы можно сделать вывод, что оно характеризуется все увеличивающимся в объеме и все возрастающим по точности количеством данных по мере того, как совершенствуются методы наблюдений и усложняются методы анализа получаемой информации. Нет никаких сомнений в правильности основной предпосылки работы [5], т.е. в том, что элементы синтезируются в звездах на различных стадиях их эволюции. Что нам еще недостает, так это представления о деталях образования редких тяжелых элементов, таких, как элементы, синтезированные в r - и p -процессах. Необходимы также более точные сведения о содержании гелия и его вариациях от галактики к галактике и в пределах отдельных галактик, что позволило бы связать догалактические распространенности и космологические модели.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Aller L. H. Astrophys. J.*, **95**, 52, 1942.
2. *Audouze J., Tinsley B. M. Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **14**, 43, 1976.
3. *Burbidge E. M., Burbidge G. R. The Observatory*, **73**, 69, 1953.
4. *Burbidge E. M., Burbidge G. R. Astrophys. J.*, **135**, 694, 1962.
5. *Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F. Rev. Mod. Phys.*, **29**, 547, 1957.
6. *Burbidge G. R. Publ. Astron. Soc. Pac.*, **87**, 513, 1958.
7. *Edmunds M. G., Pagel B. E. J. Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **185**, 77P, 1978.
8. *Faber S. M. Astrophys. J.*, **179**, 731, 1973.
9. *Fowler W. A., Burbidge G. R., Burbidge E. M. Astrophys. J.*, **122**, 271, 1955.
10. *Fowler W. A., Burbidge G. R., Burbidge E. M. Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **2**, 167, 1955.
11. *French H. B. Astrophys. J.*, **240**, 41, 1980.

12. *Goldberg L., Müller E. A., Aller L. H.* *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **5**, 1, 1960.
13. *Hoyle F.* *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **106**, 343, 1946.
14. *Hoyle F.* *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **1**, 121, 1954.
15. *Lequeux J., Peimbert M., Rayo J. F., Serrano A., Torres-Peimbert S.* *Astron. Astrophys.*, **80**, 155, 1979.
16. *Pagel B. E. J., Patchett B. E.* *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, **172**, 13, 1975.
17. *Peimbert M.* *Astrophys. J.*, **154**, 33, 1968.
18. *Peimbert M., Costero R.* *Bol. Obs. Ton. y Tac.*, **5**, 3, 1969.
19. *Peimbert M., Torres-Peimbert S.* *Astrophys. J.*, **193**, 327, 1974.
20. *Searle L.* *Astrophys. J.*, **168**, 327, 1971.
21. *Shields G. A., Searle L.* *Astrophys. J.*, **222**, 921, 1978.
22. *Smith H. E.* *Astrophys. J.*, **199**, 591, 1975.
23. *Strom S. E., Strom K. M., Goad J. W., Vrba F. J., Rice W.* *Astrophys. J.*, **204**, 684, 1976.
24. *Struve O., Swings P.* *Astrophys. J.*, **98**, 361, 1943.
25. *Suess H. E., Urey H. C.* *Rev. Mod. Phys.*, **28**, 53, 1956.
26. *Warner J. W.* *Astrophys. J.*, **186**, 21, 1973.

СОДЕРЖАНИЕ ХИМИЧЕСКИХ ЭЛЕМЕНТОВ
И НУКЛИДОВ В СОЛНЕЧНОЙ СИСТЕМЕ*А. Дж. У. Камерон***I. ВВЕДЕНИЕ**

В этой главе приводится новая таблица содержаний химических элементов, чтобы дать представление о химическом составе как вещества Солнечной системы, так и в особенности первичной солнечной туманности. Таблица составлена по тем же принципам, которые использовались автором при подготовке прежних таблиц. Главные источники информации представляют углистые хондриты типа С1. Определения содержаний летучих газов опираются на соответствующие данные о Солнце. Однако для определения содержаний некоторых элементов эти источники информации оказываются недостаточно надежными и приходится выполнять интерполяцию между соседними элементами с учетом всевозможных критериев, основанных на представлениях теории нуклеосинтеза. Для естественных радиоактивных изотопов приняты значения, вычисленные на эпоху образования Солнечной системы.

Идея о систематическом изменении содержаний элементов с ростом их атомных масс имеет длинную историю и восходит к 1889 г., когда Ф. У. Кларк сообщил о неудачной попытке найти подобную закономерность [10]. Такие попытки были заведомо обречены на неудачу, пока основные используемые данные относились к земной коре, в которой произошла значительная дифференциация химических элементов. Однако после того, как элементы были разделены на составляющие их изотопы, зависимость содержаний изотопов от массового числа оказалась в пределах некоторых групп элементов уже достаточно правильной для того, чтобы можно было установить определенные эмпирические закономерности [17].

Содержания элементов в метеоритах, многочисленные определения которых были выполнены в 1920–1930-х годах и затем систематизированы Голдшмидтом [15, 16], составили более надежную базу для выявления таких закономерностей. В частности, Зюсс [24–26] сформулировал ряд полуэмпирических правил, касающихся плавных изменений распространенностей в зависимости от массового числа нуклидов, приняв во внимание нечетно-четные вариации и отметив скачкообразные изменения, отвечающие заполненным нейтронным оболочкам.

Первая попытка составить единую таблицу «космических» распространенностей элементов, объединяющую метеоритные, земные и астрономические источники информации, была предпринята Брауном

[2]. Еще более решительная попытка была сделана позже Зюссом и Юри [27]. Эти авторы внесли в экспериментальные данные о распространенностях различных элементов множество модификаций, которые в основном не выходили за пределы очень больших ошибок измерений и учитывали полуэмпирические правила — прежде всего плавное изменение с ростом массового числа содержаний элементов с нечетными массовыми числами. В некоторых случаях среди нескольких источников информации предпочтение оказывалось какому-либо одному на том основании, что приводимое значение хорошо вписывается в общую картину, определяемую соседними элементами.

Таблица Зюсса и Юри оказала огромное влияние на развитие ядерной астрофизики. Впервые появилась возможность разделить все элементы на отдельные группы нуклидов так, чтобы происхождение каждой из этих групп можно было связать с вполне определенным механизмом нуклеосинтеза. После этого оставалось сделать лишь небольшой шаг к выяснению тех условий в недрах звезд, которые необходимы для реализации этих механизмов. Если бы таблица Зюсса и Юри не появилась в свое время, то, вероятно, потребовалось бы еще несколько лет для того, чтобы проводимые в то время исследования свойств ядерных реакций в недрах звезд можно было связать должным образом с содержаниями элементов в Солнечной системе.

Уильям Фаулер находился на переднем крае этих исследований, целью которых было создание на основе таблицы Зюсса и Юри теории нуклеосинтеза в звездах. Это привело к подробному анализу процессов нуклеосинтеза, результаты которого изложены в фундаментальной статье Бербиджей, Фаулера и Хойла [3]. Параллельный анализ таблицы Зюсса и Юри, выполненный мною, привел во многом к таким же выводам.

Наука — итеративный процесс. Фундаментальная работа Зюсса и Юри была основана на применении полностью эмпирических правил для установления содержаний в сомнительных случаях. Поэтому я счел полезным на основе классификации нуклидов как продуктов нуклеосинтеза несколько модифицировать их таблицу с целью отразить в ней процессы нуклеосинтеза, которые приводят к значительным отклонениям от простых правил Зюсса и Юри. В результате в 1959 г. мною была составлена новая таблица [5].

Время от времени представляется желательным уточнять таблицу распространенностей элементов. Мною было составлено несколько таких таблиц [6–8]. В данной работе представлена еще одна обновленная таблица. Интересно отметить, что в настоящее время точность определения содержаний элементов в метеоритах чрезвычайно возросла, и поэтому практически нет больше необходимости в какой-либо эмпирической подгонке. Углубились также, хотя и в меньшей степени, наши знания о содержании элементов на Солнце. Настоящая таблица предлагается моим коллегам в качестве примера того, как современные астрономические и метеоритные таблицы могут быть объединены в единую

таблицу распространенностей в Солнечной системе, которая найдет, по-видимому, применение для исследований в различных областях науки.

II. ТАБЛИЦЫ РАСПРОСТРАНЕННОСТЕЙ ЭЛЕМЕНТОВ

В Солнце заключена большая часть массы Солнечной системы, и его вещество, по-видимому, не подверглось химической дифференциации. Поэтому, когда мы говорим о распространенностях элементов в Солнечной системе, то в действительности имеем в виду Солнце, принимая содержания элементов на Солнце и в первичной солнечной туманности одинаковыми. К сожалению, спектроскопический анализ содержания элементов в солнечной фотосфере не обладает столь большой точностью, как химический и радиохимический анализ твердых веществ. Практически это означает, что содержания элементов в метеоритах должны выбираться в качестве стандарта при систематизации распространенностей большинства элементов.

С течением времени стало очевидным, что углистые хондриты типа C1, вероятно, являются наиболее представительными образцами нелетучей составляющей вещества Солнечной системы. Ссылки на статьи, в которых обсуждается этот вопрос, содержатся в [8]. Дальнейшее свидетельство в пользу такого выбора было представлено Мэйсоном [21], который сравнил последние данные по распространенностям в углистых хондритах типа C1 с солнечными распространенностями, подытоженными Россом и Аллером [23]. В связи с этим большая часть таблицы в настоящей работе основывается, как и раньше, на содержаниях элементов в углистых хондритах типа C1 по отношению к кремнию, содержание которого принято равным 10^6 .

Моя предыдущая подборка [8] была сильно облегчена своевременной публикацией книги "*Handbook of Elemental Abundances in Meteorites*" Б. Мэйсона [20], отдельные главы которой были посвящены содержаниям элементов в метеоритах различных типов. Для данной подборки большую пользу принесло более позднее обсуждение и табулирование распространенностей элементов, выполненное Мэйсоном. Подавляющее большинство приведенных здесь значений представляет собой опубликованные Мэйсоном [21] содержания элементов в углистых хондритах типа C1.

Для летучих элементов с высоким содержанием следует использовать солнечные значения, и поэтому в этих случаях были взяты данные Росса и Аллера [23]. Таблицу Росса и Аллера необходимо было согласовать с таблицей Мэйсона. Для этого использовалось среднее по восьми отношениям содержаний тех элементов, которые достаточно хорошо определяются как на Солнце, так и в углистых хондритах типа C1. Многие другие элементы требовали индивидуального рассмотрения (см. ниже, а также примечания к табл. 1).

В табл. 1 приведены содержания элементов в Солнечной системе по Зюссу и Юри [27], Камерону [8] и по данным настоящей работы.

Таблица 1

СОДЕРЖАНИЯ РАЗЛИЧНЫХ ЭЛЕМЕНТОВ
(Распространенность Si принята равной 10^6)

Элемент	По Зюссу-Юри	По Камерону [8]	Настоящая работа	Примечания
1 H	$4,00 \times 10^{10}$	$3,18 \times 10^{10}$	$2,66 \times 10^{10}$	a
2 He	$3,08 \times 10^9$	$2,21 \times 10^9$	$1,8 \times 10^9$	b
3 Li	100	49,5	60	c
4 Be	20	0,81	1,2	d
5 B	24	350	9	e
6 C	$3,5 \times 10^6$	$1,18 \times 10^7$	$1,11 \times 10^7$	f
7 N	$6,6 \times 10^6$	$3,74 \times 10^6$	$2,31 \times 10^6$	f
8 O	$2,15 \times 10^7$	$2,15 \times 10^7$	$1,84 \times 10^7$	f
9 F	1600	2450	780	g
10 Ne	$8,6 \times 10^6$	$3,44 \times 10^6$	$2,6 \times 10^6$	h
11 Na	$4,38 \times 10^4$	$6,0 \times 10^4$	$6,0 \times 10^4$	c
12 Mg	$9,12 \times 10^5$	$1,061 \times 10^6$	$1,06 \times 10^6$	c
13 Al	$9,48 \times 10^4$	$8,5 \times 10^4$	$8,5 \times 10^4$	c
14 Si	$1,00 \times 10^6$	$1,00 \times 10^6$	$1,00 \times 10^6$	c
15 P	$1,00 \times 10^4$	9600	6500	c
16 S	$3,75 \times 10^5$	$5,0 \times 10^5$	$5,0 \times 10^5$	c
17 Cl	8850	5700	4740	g
18 Ar	$1,4 \times 10^5$	$1,172 \times 10^5$	$1,06 \times 10^5$	i
19 K	3160	4200	3500	c
20 Ca	$4,90 \times 10^4$	$7,21 \times 10^4$	$6,25 \times 10^4$	j
21 Sc	28	35	31	c
22 Ti	2240	2775	2400	c
23 V	220	262	254	c
24 Cr	7800	$1,27 \times 10^4$	$1,27 \times 10^4$	c
25 Mn	6850	9300	9300	c
26 Fe	$6,00 \times 10^5$	$8,3 \times 10^5$	$9,0 \times 10^5$	c
27 Co	1800	2210	2200	c
28 Ni	$2,74 \times 10^4$	$4,80 \times 10^4$	$4,78 \times 10^4$	c
29 Cu	212	540	540	c
30 Zn	486	1244	1260	c
31 Ga	11,4	48	38	c
32 Ge	50,4	115	117	c
33 As	4,0	6,6	6,2	c
34 Se	67,6	67,2	67	c
35 Br	13,4	13,5	9,2	g
36 Kr	51,3	46,8	41,3	k
37 Rb	6,5	5,88	6,1	c,l
38 Sr	18,9	26,9	22,9	c,m
39 Y	8,9	4,8	4,8	c
40 Zr	54,5	28	12	c
41 Nb	1,00	1,4	0,9	c
42 Mo	2,42	4,0	4,0	c
44 Ru	1,49	1,9	1,9	c
45 Rh	0,214	0,4	0,40	c

Продолжение табл. 1

Элемент	По Зюссу-Юри	По Камерону [8]	Настоящая работа	Примечания
46 Pd	0,675	1,3	1,3	с
47 Ag	0,26	0,45	0,46	с
48 Cd	0,89	1,48	1,55	с
49 In	0,11	0,189	0,19	с
50 Sn	1,33	3,6	3,7	с
51 Sb	0,246	0,316	0,31	с
52 Te	4,67	6,42	6,5	с
53 I	0,80	1,09	1,27	с
54 Xe	4,0	5,38	5,84	с
55 Cs	0,456	0,387	0,39	с
56 Ba	3,66	4,8	4,8	с
57 La	2,00	0,445	0,37	с
58 Ce	2,26	1,18	1,2	с
59 Pr	0,40	0,149	0,18	с
60 Nd	1,44	0,78	0,79	с
62 Sm	0,664	0,226	0,24	с
63 Eu	0,187	0,085	0,094	с
64 Gd	0,684	0,297	0,42	с
65 Tb	0,0956	0,055	0,076	с
66 Dy	0,556	0,36	0,37	с
67 Ho	0,118	0,079	0,092	с
68 Er	0,316	0,225	0,23	с
69 Tm	0,0318	0,034	0,035	с
70 Yb	0,220	0,216	0,20	с
71 Lu	0,050	0,036	0,035	с
72 Hf	0,438	0,21	0,17	с
73 Ta	0,065	0,021	0,020	с
74 W	0,49	0,16	0,30	с
75 Re	0,135	0,053	0,051	с
76 Os	1,00	0,75	0,69	с
77 Ir	0,821	0,717	0,72	с
78 Pt	1,625	1,4	1,41	с
79 Au	0,145	0,202	0,21	с
80 Hg	0,284	0,4	0,21	с
81 Tl	0,108	0,192	0,19	с
82 Pb	0,47	4	2,6	с
83 Bi	0,144	0,143	0,14	с
90 Th	—	0,058	0,045	с,р
92 U	—	0,0262	0,027	с,р

^a Нормировано относительно содержания в углистых хондритах типа C1 путем умножения значения для H в солнечной шкале, равного 10^{12} , на 0,02657—среднее значение отношений содержаний элементов Mg, Al, Si, P, S, Ca, Fe и Ni в метеоритной ($Si = 10^6$) и солнечной шкалах.

^b Компромисс между значением $He/O = 103 \pm 10$ [1] в солнечных космических лучах и значением из данных о хромосфере и солнечном ветре [23].

^c Углистые хондриты типа C1 [21].

^d Среднее для углистых хондритов [21].

^e Углистые хондриты типа C1 [12] и Солнце [18].

¹ Содержание на Солнце [23].

² Углыстые хондриты типа С1 [14].

³ Из отношения Ne/O в солнечных космических лучах ($0,14 \pm 0,01$ [13]).

⁴ Интерполировано между ^{28}Si и ^{40}Ca с помощью метода квазиравновесных содержаний.

⁵ Нормировано на алюминий в углыстых хондритах типа С1 с использованием взвешенного отношения $\text{Ca}/\text{Al} = 1,08$, рекомендованного Андерсом (частное сообщение).

⁶ Среднее двух значений, одно из которых находится (с учетом распределения по изотомам Kг) из содержания $^{84}\text{Kг}$, получаемого как среднее геометрическое между содержаниями ^{80}Se и ^{88}Sr , а другое — из содержания $^{83}\text{Kг}$, определяемого аналогичной интерполяцией между ^{81}Br и ^{85}Rb .

⁷ Современное содержание 6,0. Принятое значение учитывает распад ^{87}Rb за время, прошедшее после образования Солнечной системы.

⁸ Современное содержание 23. Принятое значение учитывает увеличение ^{87}Sr (за счет распада ^{87}Rb) за время существования Солнечной системы.

⁹ Согласовано с распротраненностями Te и I таким образом, чтобы получился единый пик с приблизительно одинаковыми отношениями содержаний нечетных и четных нуклидов, центрированных при массовых числах 127 и 129. Используются изотопные отношения для «планетного» ксенона в углыстых хондритах.

¹⁰ Содержание Hg в метеоритах слишком изменчиво и от него мало пользы. Принятое значение приводит к тому, что содержание синтезируемого в s-процессе четного изотопа ^{198}Hg оказывается промежуточным между содержаниями также синтезируемых в s-процессе ^{192}Pt и ^{204}Pb (см. табл. 2).

¹¹ Принятые значения для Th и U примерно те же, что в [21], хотя для отношения Th/U было принято значение 3,6, предложенное Андерсом (частное сообщение). Современные значения распространенностей Th и U составляют соответственно 0,036 и 0,010. Значения в таблице учитывают распад за время, прошедшее с момента образования Солнечной системы.

В табл. 2 представлены содержания отдельных нуклидов; для каждого элемента даны массовые числа изотопов, классификация изотопов по механизмам нуклеосинтеза, которые вносят основной вклад в их образование, и, наконец, сами содержания, обычно равные произведению значения для соответствующего элемента в табл. 1 на относительное (процентное) содержание данного изотопа. Иногда эта процедура требовала видоизменения. В таких случаях процентные содержания в табл. 2 заключены в скобки или вообще не указаны. Рассматриваемые здесь содержания относятся к химическому составу вещества Солнечной системы в эпоху ее образования, поэтому при их определении были приняты во внимание вызванные радиоактивными распадами изменения в содержаниях родительских и дочерних нуклидов.

III. ОТДЕЛЬНЫЕ СЛУЧАИ

Содержания редких газов на Солнце определяются неуверенно. Значения, приведенные в табл. 1, были получены с помощью различных специальных критериев.

Росс и Аллер [23] отметили неопределенность в оценке содержания гелия на Солнце. Значение в табл. 1 представляет компромисс между данными об отношении Ne и O в солнечных космических лучах и солнечном содержании гелия по Россу и Аллеру.

Определения содержания на Солнце неона подвержены очень большому разбросу. Аллер (частное сообщение) считает, что содержание неона, приведенное в [23], слишком мало. Сейчас он рекомендует для логарифма содержания неона значение $8,1 \pm 0,1$, основанное на отношениях интенсивностей рентгеновских линий, в шкале, в которой

содержание водорода принято равным 12,00. В принятой для табл. 1 шкале оно равно $3,3 \cdot 10^6$. При составлении табл. 1 я остановился на значении $2,6 \cdot 10^6$, которое вытекает из отношения неона к кислороду в солнечных космических лучах [13] и по существу согласуется со значением, рекомендованным Аллером.

Следует отметить, что разные источники дают сильно различающиеся значения отношений изотопов неона в Солнечной системе. Ранее [8] для отношения изотопов неона я принимал значение $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne} = 8,2$, которое характеризует «планетный» газообразный неон, аккумулярованный метеоритным веществом. В «солнечном» компоненте это отношение значительно выше. Такой выбор может показаться противоречащим тому факту, что отношения содержаний редких газов находятся в лучшем согласии именно с солнечным компонентом [19]. Однако планетный газовый компонент был, по-видимому, непосредственно захвачен метеоритным веществом, когда оно находилось в контакте с первичной солнечной туманностью. Отношение изотопов в этом захваченном газе представляется, следовательно, более естественной характеристикой первичной солнечной туманности. В связи с этим большое значение имеет работа Дитриха и Симпсона [13], которые нашли для $^{20}\text{Ne}/^{22}\text{Ne}$ значение $7,7 (+2,3, -1,5)$, согласующееся с планетным, а не с солнечным отношением. Тем самым использование в настоящей главе планетных отношений для изотопов редких газов получило еще одно обоснование.

Представленное в табл. 1 содержание аргона было определено, как и в [8], интерполяцией содержания изотопа ^{36}Ar между распространенностями ^{28}Si и ^{40}Ca с учетом расчетных квазиравновесных значений. Результирующее отношение Ne/Ar оказалось теперь в согласии с соответствующими отношениями в богатых газом метеоритах [19].

Содержания криптона и ксенона были получены интерполяцией между соседними элементами с учетом указанных в примечаниях к табл. 1 индивидуальных критериев, вытекающих из особенностей нуклеосинтеза. Для отношений содержаний изотопов ксенона были использованы «планетные» значения.

Можно заметить, что значение для бора в табл. 1 гораздо ниже, чем в [8]. О боре много писали в последние несколько лет, и это стимулировало дальнейшую большую работу по уточнению его содержания как в метеоритах, так и на Солнце и в звездах. Наилучшее определение содержания бора на Солнце [18] приводит к значению 10,6 в шкале табл. 1 с множителем неопределенности, равным 2. Самый последний анализ метеоритов, в котором значительные усилия были направлены на то, чтобы свести к минимуму эффект загрязнения земным веществом, был выполнен Кертисом и др. [12]. Из этих измерений на образцах, взятых из внутренних частей метеоритов, следует, что отсутствуют какие-либо указания на сильную корреляцию между содержанием бора и типом метеорита, хотя сами измерения показывают сильный разброс: усредненное по образцам содержание бора составило 8 ± 5 . Указанные

результаты устраняют расхождение между метеоритными и солнечными данными (см., например, [22]). В табл. 1 я принял для бора значение 9, но оно может, конечно, еще содержать большую ошибку.

В работе [8] содержится детальный анализ содержаний элементов от кремния до кальция, проведенный с помощью теоретического квазиравновесного метода. Там было указано на недопустимо большие погрешности в измеренных содержаниях элементов, несколько более легких, чем кальций. Теперь, особенно благодаря новым измерениям содержания галогенов в метеоритах [14], положение значительно улучшилось. В связи с этим значения для всех имеющихся в табл. 1 галогенов существенно изменены по сравнению с [8].

Ртуть — еще один элемент, который требует комментариев. Результаты измерений содержания ртути в образцах метеоритов чрезвычайно разнообразны, и есть все основания подозревать, что некоторые из этих измерений подвержены влиянию загрязнений. При составлении предыдущих таблиц я старался выбирать из измеренных содержаний ртути такие, которые не противоречили бы сильно критериям теории нуклеосинтеза, хотя и не получал удовлетворения от такого выбора. На этот раз я решил, что данные измерений слишком плохи, чтобы из них вообще можно было выбрать какое-либо определенное значение. Поэтому представленное в табл. 1 значение для ртути получено только на основе критериев нуклеосинтеза. Оно довольно неопределенно, и можно надеяться, что со временем будут предприняты дальнейшие усилия для получения уверенных значений в прямых измерениях на незагрязненных образцах углистых хондритов типа С1.

Содержания трех изотопов в табл. 2 требуют пояснений. Отношения содержаний дейтерия и ^3He к основным изотопам соответственно водорода и гелия были определены с помощью критериев, описанных в [8]. Принятое в [8] содержание ^{40}Ar было чистой догадкой. Значение в табл. 2 представляет собой предсказанное примерное количество этого изотопа, которое должно было синтезироваться путем s-процесса в массивных звездах (см. гл. 17).

IV. ОБСУЖДЕНИЕ

По данным табл. 1 построен рис. 1. С точки зрения нуклеосинтеза этот рисунок не очень интересен.

На рис. 2 представлен график зависимости содержаний нуклидов от массового числа. Рис. 2 обладает многими особенностями, отражающими характерные свойства различных процессов нуклеосинтеза. Среди наиболее заметных особенностей выделяются следующие: область между гелием и углеродом, значения содержаний в которой очень низки; постепенное уменьшение содержаний, начиная от углерода и кислорода, через кальций до очень низких значений в окрестности скандия, за которым возвышается величественный железный пик, переходящий в ряд понижающихся максимумов и минимумов. В тех местах долины бета-

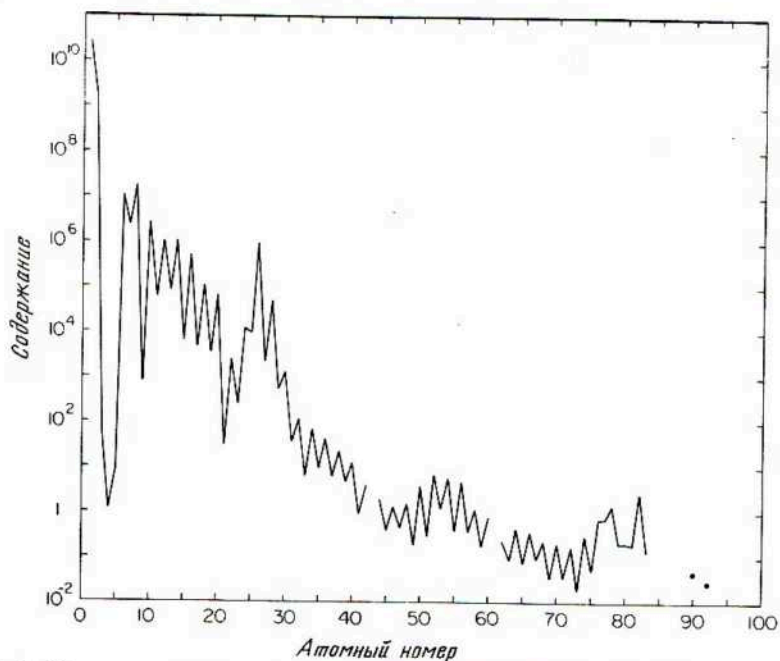


Рис. 1. Содержания элементов в первичной солнечной туманности по отношению к кремнию (10^6) согласно новой табл. 1.

Рис. 2. Распространенность нуклидов в первичной солнечной туманности по отношению к кремнию (10^6) согласно табл. 2.

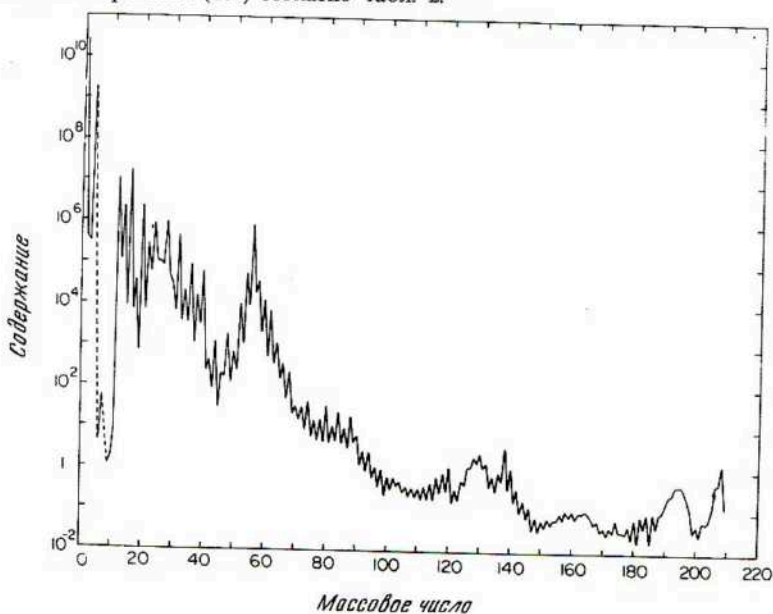


Таблица 2

РАСПРОСТРАНЕННОСТИ НУКЛИДОВ

Элемент	A	Содержание в % к общему количеству элемента	Процесс*	Распространенность
1 H	1	~100		$2,66 \times 10^{10}$
	2		U, ?	$4,4 \times 10^5$
2 He	3	~100	U, ?	$3,2 \times 10^5$
	4		U, H	$1,8 \times 10^9$
3 Li	6	7,42	X	4,45
	7	92,58	X, H, U	55,55
4 Be	9	100	X	1,2
5 B	10	19,64	X	1,8
	11	80,36	X	7,2
6 C	12	98,89	He	$1,11 \times 10^7$
	13	1,11	H	$1,23 \times 10^5$
7 N	14	99,634	H	$2,31 \times 10^6$
	15	0,366	H	$8,5 \times 10^3$
8 O	16	99,759	He	$1,84 \times 10^7$
	17	0,0374	H	6900
	18	0,2039	He, N	$3,75 \times 10^4$
9 F	19	100	N	780
10 Ne	20	(88,89)	C	$2,31 \times 10^6$
	21	(0,27)	He, N	7000
	22	(10,84)	He, N	$2,82 \times 10^5$
11 Na	23	100	C	$6,0 \times 10^4$
12 Mg	24	78,70	C	$8,34 \times 10^5$
	25	10,13	C	$1,07 \times 10^5$
	26	11,17	C	$1,18 \times 10^5$
13 Al	27	100	C	$8,5 \times 10^4$
14 Si	28	92,21	O, Si	$9,22 \times 10^5$
	29	4,70	O	$4,70 \times 10^4$
	30	3,09	O	$3,09 \times 10^4$
15 P	31	100	O	6500
16 S	32	95,0	O, Si	$4,75 \times 10^5$
	33	0,760	O, Si	3800
	34	4,22	O, Si	$2,11 \times 10^4$
	36	0,0136	NSi	68
17 Cl	35	75,529	O, Si	3580
	37	24,471	O, Si	1160
18 Ar	36	84,2	O, Si	$8,93 \times 10^4$
	38	15,8	O, Si	$1,67 \times 10^4$
	40		s	200

Продолжение табл. 2

Элемент	A	Содержание в % к общему количеству элемента	Процесс*	Распространен- ность
19 K	39	93,10	O, Si	3258
	40		O, Si	4,8
	41	6,88	O, Si	241
20 Ca	40	96,97	O, Si	$6,06 \times 10^4$
	42	0,64	Si, s	400
	43	0,145	Si, s	91
	44	2,06	Si, s	1290
	46	0,0033	NSi	2,06
	48	0,185	NSi	116
21 Sc	45	100	Si, E	31
22 Ti	46	7,93	E	190
	47	7,28	E	175
	48	73,94	E	1775
	49	5,51	E	132
	50	5,34	E, NSi	128
23 V	50	0,24	E	0,61
	51	99,76	E	253
24 Cr	50	4,31	E	547
	52	83,7	E	$1,06 \times 10^4$
	53	9,55	E	1210
	54	2,38	E	302
25 Mn	55	100	E	9300
26 Fe	54	5,82	E	$5,24 \times 10^4$
	56	91,66	E	$8,25 \times 10^5$
	57	2,19	E	$1,97 \times 10^4$
	58	0,33	E	2970
27 Co	59	100	E	2200
28 Ni	58	67,88	E	$3,24 \times 10^4$
	60	26,23	E	$1,25 \times 10^4$
	61	1,19	E	569
	62	3,66	E	1749
	64	1,08	E	516
29 Cu	63	69,09	E	373
	65	30,91	E	167
30 Zn	64	48,89	E	613
	66	27,81	E	350
	67	4,11	E, s	51,18
	68	18,57	E, s	234
	70	0,62	E, s	7,81
31 Ga	69	60,4	E, s	23,0
	71	39,6	E, s	15,0

Продолжение табл. 2

Элемент	A	Содержание в % к общему количеству элемента	Процесс*	Распространен- ность
32 Ge	70	20,52	E, s	24,0
	72	27,43	E, s	32,1
	73	7,76	E, s	9,08
	74	36,54	E, s	42,8
	76	7,76	E, s	9,08
33 As	75	100	s, r	6,2
34 Se	74	0,87	p	0,58
	76	9,02	s	6,04
	77	7,58	s, r	5,08
	78	23,52	s, r	15,8
	80	49,82	s, r	33,4
35 Br	82	9,19	r	6,16
	79	50,537	s, r	4,65
36 Kr	81	49,463	s, r	4,55
	78	0,354	p	0,146
37 Rb	80	2,27	s, p	0,94
	82	11,56	s	4,77
	83	11,55	s, r	4,77
	84	56,90	s, r	23,5
	86	17,37	r	7,17
	85	72,15	s, r	4,40
38 Sr	87		r	1,82
	84	0,56	p	0,128
	86	9,86	s	2,26
	87		s	1,51
39 Y	88	82,56	s, r	18,9
	89	100	s, r	4,8
40 Zr	90	51,46	s, r	6,18
	91	11,23	s, r	1,35
	92	17,11	s, r	2,05
	94	17,40	s, r	2,09
	96	2,80	r	0,34
41 Nb	93	100	s, r	0,9
42 Mo	92	15,84	p	0,634
	94	9,04	p	0,361
	95	15,72	s, r	0,629
	96	16,53	s	0,661
	97	9,46	s, r	0,378
	98	23,78	s, r	0,951
	100	9,63	r	0,385
44 Ru	96	5,51	p	0,105

Продолжение табл. 2

Элемент	A	Содержание в % к общему количеству элемента	Процесс*	Распространенность
	98	1,87	p	0,0355
	99	12,72	s, r	0,242
	100	12,62	s	0,240
	101	17,07	s, r	0,324
	102	31,61	s, r	0,601
	104	18,58	r	0,353
45 Rh	103	100	s, r	0,4
46 Pd	102	0,96	p	0,0125
	104	10,97	s	0,143
	105	22,23	s, r	0,289
	106	27,33	s, r	0,355
	108	26,71	s, r	0,347
	110	11,81	r	0,154
47 Ag	107	51,35	s, r	0,236
	109	48,65	s, r	0,224
48 Cd	106	1,215	p	0,0188
	108	0,875	p	0,0136
	110	12,39	s	0,192
	111	12,75	s, r	0,198
	112	24,07	s, r	0,373
	113	12,26	s, r	0,190
	114	28,86	s, r	0,447
	116	7,58	r	0,117
49 In	113	4,28	p, s	0,008
	115	95,72	s, r	0,182
50 Sn	112	0,96	p	0,0355
	114	0,66	p	0,0244
	115	0,35	p, s, r	0,0130
	116	14,30	s	0,529
	117	7,61	s, r	0,282
	118	24,03	s, r	0,889
	119	8,58	s, r	0,317
	120	32,85	s, r	1,22
	122	4,72	r	0,175
	124	5,94	r	0,220
51 Sb	121	57,25	s, r	0,177
	123	42,75	s, r	0,133
52 Te	120	0,089	p	0,0058
	122	2,46	s	0,159
	123	0,87	s	0,058
	124	4,61	s	0,299
	125	6,99	s, r	0,454

Продолжение табл. 2

Элемент	A	Содержание в % к общему количеству элемента	Процесс*	Распространен- ность
	126	18,71	s, r	1,22
	128	31,79	r	2,07
	130	34,48	r	2,24
53 I	127	100	s, r	1,27
54 Xe	124	(0,126)	p	0,0074
	126	(0,115)	p	0,0067
	128	(2,17)	s	0,127
	129	(27,5)	s, r	1,61
	130	(4,26)	s	0,25
	131	(21,4)	s, r	1,25
	132	(26,0)	s, r	1,52
	134	(10,17)	r	0,59
	136	(8,39)	r	0,49
55 Cs	133	100	s, r	0,39
56 Ba	130	0,101	p	0,00485
	132	0,097	p	0,00466
	134	2,42	s	0,116
	135	6,59	s, r	0,316
	136	7,81	s	0,375
	137	11,32	s, r	0,543
	138	71,66	s, r	3,44
57 La	138		p	0,00034
	139	99,911	s, r	0,370
58 Ce	136	0,193	p	0,0023
	138	0,250	p	0,003
	140	88,48	s, r	1,06
	142	11,07	r	0,133
59 Pr	141	100	s, r	0,18
60 Nd	142	27,11	s	0,214
	143	12,17	s, r	0,0961
	144	23,85	s, r	0,188
	145	8,30	s, r	0,0656
	146	17,22	s, r	0,136
	148	5,73	r	0,0452
	150	5,62	r	0,0444
62 Sm	144	3,09	p	0,00742
	147		s, r	0,0371
	148	11,24	s	0,0270
	149	13,83	s, r	0,0332
	150	7,44	s	0,0179
	152	26,72	r	0,0641
	154	22,71	r	0,0545

Продолжение табл. 2

Элемент	A	Содержание в % к общему количеству элемента	Процесс*	Распространен- ность
63 Eu	151	47,82	s, r	0,0449
	153	52,18	s, r	0,0490
64 Gd	152	0,200	p	0,00084
	154	2,15	s	0,00903
	155	14,73	s, r	0,0619
	156	20,47	s, r	0,0860
	157	15,68	s, r	0,0659
	158	24,87	s, r	0,104
	160	21,90	r	0,0920
65 Tb	159	100	s, r	0,076
66 Dy	156	0,0524	p	0,000193
	158	0,0902	p	0,000334
	160	2,294	s	0,00849
	161	18,88	s, r	0,0699
	162	25,53	s, r	0,0945
	163	24,97	s, r	0,0924
67 Ho	164	28,18	s, r	0,104
67 Ho	165	100	s, r	0,092
68 Er	162	0,136	p	0,000313
	164	1,56	p, s	0,00359
	166	33,41	s, r	0,0768
	167	22,94	s, r	0,0527
	168	27,07	s, r	0,0623
	170	14,88	r	0,0342
69 Tm	169	100	s, r	0,035
70 Yb	168	0,135	p	0,00027
	170	3,03	s	0,00606
	171	14,31	s, r	0,0286
	172	21,82	s, r	0,0436
	173	16,13	s, r	0,0323
	174	31,84	s, r	0,0637
	176	12,73	r	0,02546
71 Lu	175	97,41	s, r	0,0341
	176		s	0,00105
72 Hf	174	0,18	p	0,00031
	176	5,20	s	0,00884
	177	18,50	s, r	0,0315
	178	27,14	s, r	0,0461
	179	13,75	s, r	0,0234
	180	35,24	s, r	0,0599
73 Ta	180	0,0123	p	0,00000246
	181	99,9877	s, r	0,0200

Продолжение табл. 2

Элемент	A	Содержание в % к общему количеству элемента	Процесс*	Распространен- ность
74 W	180	0,135	p	0,000405
	182	26,41	s, r	0,0792
	183	14,40	s, r	0,0432
	184	30,64	s, r	0,0919
	186	28,41	r	0,08523
75 Re	185	37,07	s, r	0,0189
	187		s, r	0,0348
76 Os	184	0,018	p	0,000124
	186	1,29	s	0,00890
	187		s	0,0081
	188	13,3	s, r	0,0917
	189	16,1	s, r	0,111
	190	26,4	s, r	0,182
	192	41,0	r	0,283
77 Ir	191	37,3	s, r	0,269
	193	62,7	s, r	0,451
78 Pt	190	0,0127	p	0,000179
	192	0,78	s	0,0110
	194	32,9	s, r	0,464
	195	33,8	s, r	0,477
	196	25,3	s, r	0,357
	198	7,21	r	0,102
79 Au	197	100	s, r	0,21
80 Hg	196	0,146	p	0,00031
	198	10,2	s	0,0214
	199	16,84	s, r	0,0354
	200	23,13	s, r	0,0486
	201	13,22	s, r	0,0278
	202	29,80	s, r	0,0626
	204	6,85	r	0,0144
81 Tl	203	29,50	s, r	0,0561
	205	70,50	s, r	0,134
82 Pb	204	1,97	s	0,0512
	206	18,83	s, r	0,490
	207	20,60	s, r	0,536
	208	58,55	s, r	1,522
83 Bi	209	100	s, r	0,14
90 Th	232	100	r	0,045
92 U	235		r	0,0064
	238		r	0,0203

* Описание процессов.

U: Космологический нуклеосинтез. В горячей расширяющейся Вселенной из протонов и нейтронов могут в заметных количествах синтезироваться самые легкие ядра. Космологический нуклеосинтез, по-видимому, ответствен за производство ${}^4\text{He}$, но еще совсем не очевидно, может ли он обеспечить синтез дейтерия, ${}^3\text{He}$ и ${}^7\text{Li}$.

H: Горение водорода. Это основной механизм генерации энергии в звездах, им объясняются наблюдаемые содержания большинства изотопов углерода, азота и кислорода.

N: Горение водорода при высоких температурах. Некоторые легкие ядра также, по-видимому, являются продуктами горения водорода, но при чрезвычайно высоких температурах. Возможные астрофизические объекты, в которых может реализоваться этот механизм, представляют звезды, вспыхивающие как новые.

Ne: Горение гелия. Этот процесс, вероятно, объясняет не только распространенности главных его продуктов ${}^{12}\text{C}$ и ${}^{16}\text{O}$, но также и нескольких немного более тяжелых ядер, синтез которых начинается в основном посредством реакций гелия с ${}^{14}\text{N}$.

C: Взрывное горение углерода. Продукты горения углерода, который реагирует сам с собой в оболочках сверхновых типа II.

O: Взрывное горение кислорода. Продукты горения кислорода, который взаимодействует сам с собой в оболочках массивных звезд во время взрывов сверхновых типа II.

Si: Взрывное горение кремния. Продукты перестройки ядер, происходящей, когда кремний подвергается интенсивной фотодиссоциации и ядра перераспределяются таким образом, что их содержания приближаются к значениям, характерным для ядерного статистического равновесия. Часто бывает не ясно, как различить взрывное горение кислорода и кремния, поскольку первое может перейти во второе.

NSI: Обогащенное нейтронами горение кремния. Горение кремния, происходящее в веществе с высокой плотностью с энергией Ферми электронов порядка 4 МэВ [9].

E: Ядерное статистическое равновесие. Нуклиды, образующиеся, когда температура вещества поднимается до значений, достаточно высоких для того, чтобы установилось статистическое равновесие между атомными ядрами. Продукты ядерного статистического равновесия можно было бы подразделить на получающиеся при различных отношениях нейтронов к протонам, но здесь я не стал этого делать.

s: s-процесс. Продукты медленного захвата нейтронов.

r: r-процесс. Продукты быстрого захвата нейтронов.

p: p-процесс. Продукты, синтезированные на обедненной нейтронами стороне долины β -стабильности; возможно, получаются в результате фотодиссоциации продуктов s-процесса, но в некоторых случаях, вероятно, образуются путем захвата протонов.

X: Дробление космическими лучами. Нуклиды, образующиеся в основном в результате взаимодействия космических лучей с атомными ядрами межзвездной среды. Называется также l-процессом.

стабильности, где нейтроны образуют заполненные оболочки, имеются узкие небольшие пики, слева от которых располагаются в целом округлые и более широкие максимумы. В окрестности этих максимумов нечетно-четные флуктуации содержаний нуклидов в основном оказываются ослабленными. Ослабление флуктуаций наблюдается также в других частях кривой, где r-процесс играет основную роль в синтезе нуклидов.

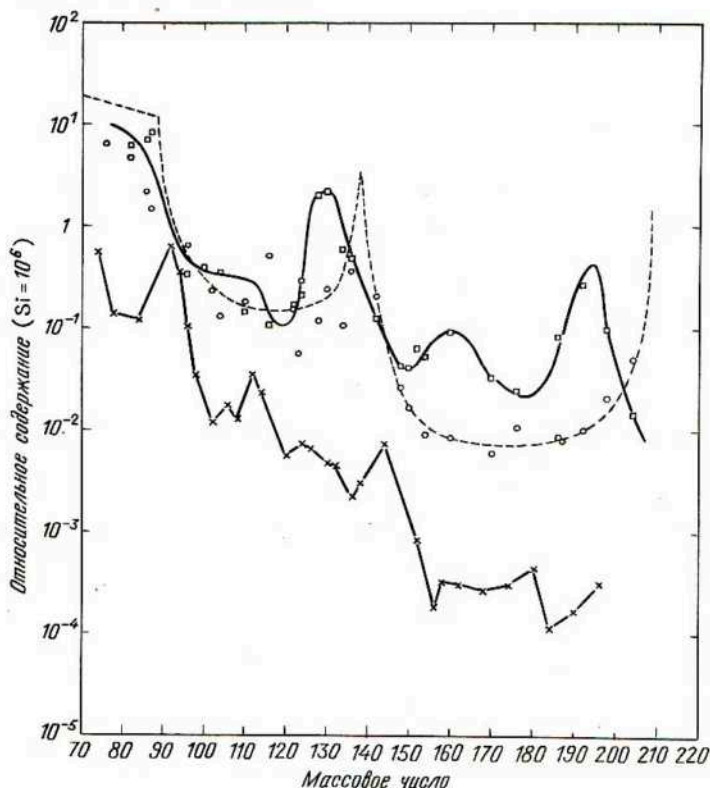
В табл. 2 я сделал попытку сопоставить каждому более тяжелому, чем протон, нуклиду определенный процесс его нуклеосинтеза, который, по моим оценкам, вносит наибольший вклад в его космическую распространенность. Для наиболее легких нуклидов и нуклидов промежуточных масс приведенные сопоставления могут выглядеть сомнительными в тех случаях, когда механизмы нуклеосинтеза не настолько хорошо изучены, чтобы можно было достаточно точно предсказать ожидаемый выход нуклидов. Здесь имеется еще много нерешенных задач ядерной астрофизики. Тем не менее эти сопоставления предлагаются читателю в качестве первого руководства при поисках механизмов синтеза нуклидов.

На рис. 3 показаны распространенности нуклидов, синтезируемых

в s -, r - и p -процессах. Когда один из этих процессов вносит преобладающий вклад в содержание нуклида, оно отмечено специальным символом. В случае r - и p -процессов кривые проведены обычно вблизи соответствующих символов, но могут и отклоняться от них в соответствии с имеющейся дополнительной информацией о вкладе этих процессов нейтронного захвата. В случае p -процесса соседние точки просто соединены отрезками.

Для пользующихся этими таблицами могут оказаться полезными некоторые итоговые цифры. Можно предположить, что приведенные значения определяют число атомов в некотором образце вещества. Тогда этот образец должен содержать $2,84392 \cdot 10^{10}$ атомов с полным числом нуклонов $3,4452 \cdot 10^{10}$. Формальные значения доли по массе водорода, гелия и более тяжелых элементов составляют $X = 0,77208804$, $Y = 0,20898624$ и $Z = 0,01892572$. Для практических целей можно принять

Рис. 3. Распространенность тяжелых нуклидов, образующихся в r -, s - и p -процессах. Символами показаны устойчивые изобары, образующиеся преимущественно в каком-либо одном из этих процессов: кружок — s -процесс; квадрат — r -процесс; крестик — p -процесс.



$X = 0,77$, $Y = 0,21$ и $Z = 0,02$. С учетом большой неопределенности в распространенности гелия имеем $Y = 0,21 \pm 0,04$. Соответствующие неопределенности появляются и в других относительных величинах, поскольку погрешность в содержании гелия приводит к неопределенности в полном числе нуклонов рассматриваемого образца.

Мне доставляет удовольствие посвятить эту статью Уильяму Фаулеру по случаю его семидесятилетия. Я весьма обязан Э. Андерсу за критические замечания в адрес моей работы [8], которые способствовали улучшению настоящей статьи. Я благодарен Б. Мейсону, обратившему мое внимание на работу Кертиса и др. по содержанию бора. Я благодарен также Л. Х. Аллеру за замечания по содержаниям некоторых элементов на Солнце, У. Фаулеру, Дж. Вуду и Д. Клейтону (см. [11]) за полезные замечания и г-же Брунгильде Барбер за техническую помощь. Эта работа была частично субсидирована Национальным научным фондом по контракту AST 79-21998.

Примечание при корректуре. Недавно автор провел анализ вкладов s - и r -процессов в синтез тяжелых элементов (A. G. W. Cameron. *Astrophys. Space Sci.*, **82**, 123, 1982). В соответствии с этим анализом желательно уменьшить значение для вольфрама примерно в 2 раза и увеличить значение для ртути примерно в 2 раза по сравнению со значениями, приведенными в табл. 1 и 2.

ЛИТЕРАТУРА

1. Bertsch D. L., Fichtel G. E., Reames D. V. *Astrophys. J.*, **171**, 299, 1972.
2. Brown H. S. *Rev. Mod. Phys.*, **21**, 625, 1949.
3. Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F. *Rev. Mod. Phys.*, **29**, 547, 1957.
4. Cameron A. G. W. Chalk River report CRL-41, 1957.
5. Cameron A. G. W. *Astrophys. J.*, **129**, 676, 1959.
6. Cameron A. G. W. *Nuclear Astrophysics*, Notes from lectures at Yale University, 1963, не опубликовано.
7. Cameron A. G. W. *In Origin and Distribution of the Elements*, ed. L. H. Ahrens, Oxford: Pergamon Press, 1968.
8. Cameron A. G. W. *Space Sci. Rev.*, **15**, 121, 1973.
9. Cameron A. G. W. *Astrophys. J. Lett.*, **230**, L53, 1979.
10. Clarke F. W. *Bull. Phil. Soc. Washington*, **11**, 131, 1889.
11. Clayton D. D. *Astrophys. J. Lett.*, **224**, L93, 1978.
12. Curtis D., Gladney E., Jurney E. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **44**, 1945, 1980.
13. Dietrich W. F., Simpson J. A. *Astrophys. J. Lett.*, **231**, L91, 1979.
14. Dreibus G., Spettel B., Wanke H. *In Origin and Distribution of the Elements*, ed. L. H. Ahrens, Oxford: Pergamon Press; 1979.
15. Goldschmidt V. M. *Nor. Vidensk. Akad. Skr., Mat.-Natur. Kl.*, **4**, 1937.
16. Goldschmidt V. M. *Geochemistry*, New York: Oxford University Press, 1954.
17. Harkins W. D. *J. Am. Chem. Soc.*, **39**, 856, 1917.

18. Kohl J. L., Parkinson W. H., Withbroe G. L. *Astrophys. J. Lett.*, **212**, L101, 1977.
19. Marti K., Wilkening L. L., Suess H. E. *Astrophys. J.*, **173**, 445, 1972.
20. Mason B. (ed.) *Handbook of Elemental Abundances in Meteorites*, New York: Gordon and Breach, 1971.
21. Mason B. *Cosmochemistry, Part 1. Meteorites, Ch B* in *Data of Geochemistry*, 6th ed., ed. M. Fleischer, Geological Survey Professional Paper 440-B-1, Washington, D. C.: U. S. Government Printing Office, 1979.
22. Reeves H., Meyer J. P. *Astrophys. J.*, **226**, 613, 1978.
23. Ross J. E., Aller L. H. *Science*, **191**, 1223, 1976.
24. Suess H. E. *Z. Naturforsch.*, **2a**, 311, 1947.
25. Suess H. E. *Z. Naturforsch.*, **2a**, 604, 1947.
26. Suess H. E. *Experientia*, **5**, 266, 1949.
27. Suess H. E., Urey H. C. *Rev. Mod. Phys.*, **28**, 53, 1956.
28. Weller M. R., Furst M., Tombrello T. A., Burnett D. S. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **42**, 999, 1978.

СРАВНЕНИЕ ДАННЫХ НАБЛЮДЕНИЙ ЗВЕЗД
С ТЕОРИЕЙ НУКЛЕОСИНТЕЗА

Дж. Л. Гринстейн

I. ВВЕДЕНИЕ

Различие между физикой и астрофизикой, безусловно, глубже, чем между методами, которыми эти науки пользуются. Хотя химический состав Вселенной известен в общих чертах, его соответствие предсказаниям теории нуклеосинтеза определяется такими тонкими деталями, как отношения распространенностей отдельных изотопов, тяжелых и легких элементов, элементов с нечетными и четными Z , а также определенным с точностью лучше, чем 10%, отношением H/He . У нас нет ни образцов звездного вещества, ни зондов, способных доставить нам такие образцы из звездных недр, нагретых до 10^7 К. Мы можем изучать лишь атмосферы звезд до глубины нескольких грамм/см². Существование красных гигантов подтверждает, что химический состав поверхности и ядра звезды различен. Фаулер (и я) пережили напряженные времена, сначала участвуя в рождении самой идеи звездного нуклеосинтеза и в формулировании ее основных положений, затем с удовлетворением наблюдая ее первые успехи и, наконец, упорно работая в лаборатории и на телескопе. Звезды не светили бы так ярко, как они светят, если бы 30 лет назад Фаулер не позаботился об измерении скоростей реакций в лаборатории, чтобы выяснить, почему же они вообще светят! Мое сотрудничество с ним было эпизодическим, но я и коллеги-астрономы долго полагались в своей работе на его энтузиазм и плодотворные идеи. Этот юбилей Фаулера дает повод сравнить, где мы были и где находимся теперь. Эта глава представляет по существу обзор, поскольку уже десять лет, как я прекратил астрономические наблюдения в этой области.

Спектры звездных атмосфер очень сильно различаются по внешнему виду, что связано в основном с изменением температуры. К 1920 г. спектральная классификация звезд, расположившихся в загадочной последовательности O, B, A, F, G, K, M, была объяснена уменьшением температуры при допущении *постоянства химического состава*. Саха [41] применил известный в химии закон действующих масс к определенно степени ионизации атомов: ион + электрон \rightleftharpoons нейтральный атом. Если еще принять во внимание формулу Больцмана для населенности возбужденных состояний с учетом фазовых объемов [9, 10], то данной температуре может быть поставлен в соответствие такой спектральный класс звезды, у которого линии поглощения, отвечающие данной ионизации и возбуждению, достигают максимальной интенсивности. Элек-

тронное давление и сила тяжести на поверхности звезды вносят эффекты второго порядка в формулу Саха. Такие критерии светимости, давно применявшиеся на практике для разделения звезд на гиганты и карлики, были объяснены Пейн [32], которая также отметила сильное проявление водорода в большинстве звезд и гелия в горячих звездах. Рессел и Стюарт [40] проанализировали солнечную атмосферу, хотя источники непрозрачности и вероятности многих атомных переходов были им не известны. К сожалению, они пренебрегли указанием Пейн на преобладание водорода, которое было осознано лишь впоследствии, когда Вилдт [55] открыл источник непрозрачности, связанный с отрицательным ионом водорода ($H + e^- \rightleftharpoons H^-$).

Рессел [37] обратил внимание на удивительное сходство химического состава Земли и Солнца (за исключением содержаний H и He). Но тем не менее потребовался взлет фантазии, чтобы постулировать это сходство, включая также преобладание H и He, для всех звезд (и больших планет). Самые тяжелые элементы редки по сравнению с элементами группы железа, а содержания C, N и O уступают лишь самым распространенным элементам H и He. Элементы и их изотопы, очевидно, образовывались в некотором процессе, начиная от легких к более тяжелым — упорядоченность атомных ядер тем самым отразилась в природе. Эту концепцию надо себе представить в далекие 1920-е годы, когда атомная физика только зарождалась, а астрономическая спектроскопия способствовала развитию «новой физики». Тогда Эддингтон [8] в качестве возможных источников звездной энергии перечислял следующие процессы: 1а) распад более сложных элементов на более простые (радиоактивность), 1б) образование более сложных элементов из более простых и 2) аннигиляция протонов и электронов. Эта последняя может сейчас вызвать улыбку, но в то время из ядерной физики (из работы Астона) было лишь известно, что образование He из H сопровождается потерей 0,8% массы. В Радиационной лаборатории Келлога и в других лабораториях еще предстояло определить многие точные атомные массы.

II. ВИДИМОСТЬ БЕСПОРЯДКА

С самого начала звездная спектроскопия столкнулась с различного рода аномалиями. Красные гиганты, в спектрах которых есть молекулярные полосы, можно подразделить на три класса: нормальные спектрального класса M с полосами TiO, более редкие класса C (первоначально обозначаемые R и N) с полосами C_2 и наиболее малочисленные класса S с полосами ZrO. Рессел [38, 39] оценил отношение C/O для Солнца $\approx 0,33$, обратив внимание на то, что если бы это отношение было обратным, то вместо окислов металлов присутствовали бы C_2 и CN. И действительно, изменения C/O от 0,6 до 1,5 достаточно для того, чтобы объяснить переход от спектрального класса M к классу C. Для объяснения звезд класса S также требуются $C/O > 1$ и дополнительно

повышенное содержание тяжелых элементов. Важность этого последнего обстоятельства была выдвинута на первый план замечательным открытием Меррилла [27], установившего присутствие нестабильного элемента Tc в звездах класса S. Потребовались долгие 20 лет и открытие деления ядер, прежде чем Меррилли удалось продемонстрировать существование особенностей химического состава звезд, указывающие на протекание в них ядерных процессов в современную эпоху.

Еще одним очевидным следствием ядерных процессов являются аномальные значения отношения He/H (нормальное значение $\sim 0,1$ по числу атомов) в поверхностных слоях некоторых звезд. Расчетное значение этого отношения сильно зависит от температуры, используемой при пересчете видимых интенсивностей линий в содержания He и H. Самый первый анализ звезды с аномальным химическим составом был выполнен мною (изучалась звезда v Sgr), одновременно это был мой первый экскурс в звездную спектроскопию [11]. У этого массивного сверхгиганта спектрального класса В оказалось $\text{He}/\text{H} \approx 100$. Объяснению этого результата может помочь то, что в этом случае мы имеем дело с тесной двойной системой взаимодействующих звезд. Кроме того, эта звезда оказалась сильным инфракрасным источником. Теория звездных атмосфер, основательно разработанная до второй мировой войны в Германии, сначала использовала аналитические методы, теперь же применяются модели, рассчитываемые на быстродействующих ЭВМ иногда с учетом влияния на населенности отклонений от локального термодинамического равновесия (ЛТР). Были усовершенствованы спектрографы высокого разрешения и появилась возможность изучать более слабые звезды с помощью электронно-оптических детекторов, что позволяет регистрировать детали, ранее доступные лишь в спектре Солнца. Температура звезды — основная переменная в формулах Саха и Больцмана — определяется сравнением точных измерений распределения энергии в непрерывном спектре с потоками энергии, рассчитанными по моделям атмосфер. По-прежнему ощущается настоятельная потребность в данных атомной физики, особенно в вероятностях переходов, сечениях фотоионизации, затухании вследствие столкновений и скоростях возбуждения. Большинство специалистов по атомной физике перестали заниматься этими вопросами как раз тогда, когда они приобрели астрофизический интерес. Внимание специалистов было вновь привлечено к этим проблемам в связи с приложениями атомной физики к диагностике горячей плазмы и в последнее время к лазерной физике (см., например, гл. 5). Рассел использовал вероятности переходов в линиях, основанные на правиле сумм сил осцилляторов. При анализе спектра звезды v Sgr я или принимал определенные значения сил осцилляторов, или оставлял их неизвестными. В настоящее время имеются оценки, по-видимому, для 10^6 вероятностей переходов. Все же положение остается далеко неудовлетворительным: астрофизики могут заметить малое различие в интенсивностях спектральных линий двух почти одинаковых звезд — даже такое, которое возникло бы при менее чем 10%-ном разли-

хии химического состава. Однако теперь, даже при благоприятных обстоятельствах, астрофизики должны быть довольны, если удастся определить отношение содержаний элементов с точностью $\pm 0,3$ в десятичном логарифме (т.е. с множителем неопределенности 2 в самом отношении).

Пекулярные звезды, с очевидностью показывающие большие аномалии в содержаниях отдельных элементов, часто должны изучаться полуквантитативными методами или путем «грубого анализа». Эти методы сложнее, чем простое описание, но они не учитывают деталей более основательного подхода с применением моделей атмосфер. Для некоторых аномалий, особенно для тяжелых элементов, необходимые атомные данные отсутствуют, и вряд ли мы будем когда-либо ими располагать. В 1948 г. я популяризировал метод дифференциальной кривой роста, в котором сравниваются содержания элементов в сходных звездах. В рамках «Проекта содержаний элементов»* вместе с многими сотрудниками я определил для большого числа звезд отношения He/H , Li/H , элементов с нечетными и четными Z , легких и тяжелых элементов, металлов к водороду** и C/H , N/H , O/H как функции возраста этих звезд. Несмотря на то что многие из этих определений основаны на моделях атмосфер, случайные ошибки могут достигать $\pm 0,3$ в десятичных логарифмах, а эффекты нарушения ЛТР могут приводить к неопределенности $\pm 0,6$ в этих же единицах. Цель нашего исследования заключалась в том, чтобы связать новые достижения теории нуклеосинтеза с наблюдаемыми расхождениями химического состава звезд разных возрастов, находящихся на различных стадиях эволюции. Представляет более чем значительный интерес внимательно изучить список аномалий химического состава, которые, как нам казалось к 1970 г., могли быть связаны с ядерными процессами в звездах. Табл. 1 составлена на основе трех более ранних обзоров [12–14], написанных, когда данный вопрос несомненно выглядел проще, чем теперь. В нее включены несколько установленных в последнее время фактов: некоторые из наблюдаемых эффектов мы теперь считаем ошибочными, а другие – вторичными, например вызванными эволюцией других звезд или просто неоднородностью химического состава самой рассматриваемой звезды. Предшествующая образованию звезды переработка элементов в других звездах иногда называется «астрацией».

Что же произошло? Мы теперь глубоко озабочены вопросом о том, насколько по химическому составу поверхностных слоев можно судить о среднем химическом составе или о составе ядра звезды. У нас есть веские свидетельства того, что селективная диффузия под действием гравитации вместе с селективным выталкиванием давлением излучения

* Субсидирован отделом научных исследований Военно-воздушных сил США (1957–1970 гг.).

** Термин «металлы» в астрофизике используется для элементов тяжелее He .

Таблица 1

ЭЛЕМЕНТЫ И ИЗОТОПЫ С ПЕРЕМЕННЫМ СОДЕРЖАНИЕМ
В ЗВЕЗДНЫХ АТМОСФЕРАХ

- I. Преимущественно образующиеся в процессах нуклеосинтеза
- а) H/He , $^{13}\text{C}/^{12}\text{C}$, $\text{N}/^{12}\text{C}$, C/O , C/He
 - б) $^6\text{Li}/^7\text{Li}$, Li/H , Be/H (реакции скальвания)
 - в) $^{24}\text{Mg}/^{25}\text{Mg}/^{26}\text{Mg}$ (захват нейтронов)
 - г) Повышенное отношение тяжелых элементов к элементам группы Fe; повышенное отношение редких земель к железу; присутствие технеция (вследствие захвата нейтронов)
- II. Исторически унаследованные^a
- а) M/H ^б
 - б) O/H
 - в) Отношение элементов с нечетными и четными Z (с возможным осложнением, вызванным сверхтонкой структурой)
 - г) Тяжелые/легкие M
- III. Вторичные: диффузия и давление излучения или неизвестные процессы
- а) H/He , C/He , M/H , M/He в белых карликах
 - б) He/H в звездах гало, а также в звездах со слабыми линиями гелия и в некоторых звездах с сильными линиями гелия
 - в) $^3\text{He}/^4\text{He}$, P, Ga в CP^в
 - г) Увеличенные содержания Si, Cr, Sr, Eu и др. в CP
 - д) Hg, Mn в CP
 - е) ^{204}Hg , ^{198}Pt аномалии в CP

^a Результат предшествующей ядерной эволюции, в ходе которой подвергшееся астрации вещество было возвращено в межзвездную среду и из него образовались звезды более поздних поколений.

^б M-металлы, т.е. элементы тяжелее He.

^в CP-звезды с аномальным химическим составом.

приводит к обогащению поверхностных слоев некоторыми элементами и изотопами. Многие аномалии, по-видимому, имеют именно такое вторичное происхождение, а другие возникают в результате совместного действия процессов нуклеосинтеза и вторичных эффектов. То, что мы наблюдаем на поверхности звезды, возможно, определяется больше диффузией и перемешиванием, чем ядерными процессами. В двух типах белых карликов отношение H/He отличается по меньшей мере в 10^7 раз. Легкие элементы Li, Be и B образуются в реакциях скальвания, вероятно, в межзвездной среде и разрушаются в ядрах звезд; их содержание в атмосфере зависит от степени перемешивания между ядром и атмосферой. В п. 1б табл. 1 перечислены эффекты, приписываемые в работе [1] x-процессу, а теперь — реакциям скальвания галактических космических лучей в межзвездной среде. Пункт 1в представляет одно из нескольких недавних достижений. По крайней мере некоторые из аномалий химического состава, приведенных в разд. I табл. 1, обязаны процессам в самой наблюдаемой звезде. Перечисленные в разд. II аномалии в звездах с низким содержанием металлов (эти звезды преимущественно расположены в гало нашей Галактики и в шаровых скопле-

ниях) – интегральный результат загрязнения межзвездной среды продуктами нуклеосинтеза в месте образования и до момента образования данной звезды. Сама межзвездная среда неоднородна и содержит тугоплавкие металлы в виде химических соединений, конденсированных в твердых пылинках. В разд. III табл. 1 представлены наиболее запутанные и нерешенные проблемы, подробно обсуждавшиеся Престоном [35]. Обозначение CP используется для многих классов химически аномальных (пекулярных) звезд верхней части главной последовательности ($7000 < T < 20\,000$ К). Хорошо установленные аномалии обычно велики. Например, отношение Н/He (п. IIIa) на поверхностях различных белых карликов меняется до 10^8 раз. Вековое увеличение содержания металлов составляет примерно 10^3 (п. IIa), но присутствие Tc указывает на недавнее или современное образование элементов. Многие пункты, которые были бы важны для проверки теории нуклеосинтеза, особенно такие, как Pb–Hg, еще недостаточно хорошо исследованы. Другие пояснения к табл. 1 приводятся ниже при обсуждениях отдельных процессов.

III. ЛЕГКИЕ ЭЛЕМЕНТЫ

Происхождение легких элементов под действием галактических космических лучей обсуждается Одузом и Ривсом в гл. 16. Данные наблюдений по существу берут начало от одной из первых реакций, изученных в Радиационной лаборатории Келлога: ${}^7\text{Li}(p, \alpha){}^4\text{He}$ [26]. Мак-Миллан [26] обнаружил, что эта реакция очень быстрая, и предположил (неправильно), что ${}^7\text{Li}$ должен исчезать на Солнце быстрее, чем ${}^6\text{Li}$. Поэтому он искал именно линию ${}^6\text{Li}$ в солнечных пятнах, а обнаружил линию с длиной волны, соответствующей ${}^7\text{Li}$. Более поздняя попытка [16] отождествить ${}^6\text{Li}$ на Солнце потерпела неудачу из-за очевидного блендирования линией CN. В ранних работах было показано, что ${}^2\text{D}$ и ${}^3\text{He}$ невозможно обнаружить на Солнце, содержание Li очень мало по сравнению с его содержанием в метеоритах и в образцах земного вещества, содержание Be близко к земному и метеоритному, а бор недоступен наблюдениям. Известно несколько богатых Li красных гигантов. Недавно образовавшиеся звезды, оказывается, имеют высокое содержание Li, такое же, как в метеоритах. Обзор происхождения ${}^6\text{Li}$ и ${}^7\text{Li}$ сделан Ривсом [36]. Литий позволяет изучать влияние внутренней циркуляции и перемешивания на состав поверхностных слоев звезды.

В шкале $\text{I}g_n(\text{H}) = 12,0$ содержание лития в метеоритах составляет $\text{I}g_n(\text{Li}) = 3,1$, тогда как на Солнце $\text{I}g_n(\text{Li}) = 0,5$. В спектрах молодых звезд типа Т Тельца, рождающихся и в настоящее время из вещества межзвездной среды, $\text{I}g_n(\text{Li}) \approx 3 - 4$. В Плеядах, возраст которых $3 \cdot 10^7$ лет, непроэволюционировавшие звезды-карлики спектрального класса F (dF) имеют $\text{I}g_n(\text{Li}) = 3,3$, тогда как для более холодных, чем Солнце, звезд класса dK $\text{I}g_n(\text{Li}) = 2,6$. В Гиадах, имеющих возраст $4 \cdot 10^8$ лет,

$\lg n(\text{Li})$ падает до 1,5 при переходе от более ранних спектральных классов к dK. В момент образования звезды, входящие в скопления, имеют несколько меньшее содержание Li, чем наблюдаемое в метеоритах или в межзвездной среде,—некоторое количество Li, вероятно, выгорает при сжатию звезд до попадания на главную последовательность. Затем облоочки звезд и их атмосферы теряют за $4 \cdot 10^8$ лет 95% своего Li. С увеличением возраста звезды содержание Li уменьшается вследствие его постепенного переноса на такую глубину, где он сгорает. Звезды главной последовательности спектрального класса F, вероятно, не имеют глубоких конвективных зон, но у звезд класса K они есть. Таким образом, перемешивание сильно влияет на химический состав звездных атмосфер. В красных гигантах с конвективными неустойчивыми атмосферами содержание Li мало (как и на Солнце). Однако при $T < 4000$ K часто находят $\lg n(\text{Li}) \approx 2$, т.е. холодные гиганты, очевидно, синтезируют Li и выносят его в сохранности на поверхность [51]; в углеродных и богатых тяжелыми элементами гигантах $\lg n(\text{Li}) \leq 4-5$. Отношения изотопов известны не очень хорошо. Для звезд поля от 1 до $3 M_{\odot}$ Хербиг [20] впервые нашел ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} \approx 0,4$ у половины исследованных звезд. Этот метод был развит Коэн [4] в ее диссертации, основанной на применении интерферометра Фабри—Перо с использованием точных длин волн блендированной линии. Она нашла ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li} \approx 0,0 \pm 0,1$, за исключением одной звезды, для которой это отношение равно $0,1 \pm 0,1$. Таким образом, ${}^6\text{Li}$ не виден четко, хотя известно, что он образуется под действием галактических космических лучей.

IV. ГОРЯЧИЕ ЗВЕЗДЫ С АНОМАЛЬНЫМ ХИМИЧЕСКИМ СОСТАВОМ

Озадачивающее разнообразие химических составов звезд классов Ar и Vr в интервале температур от 8000 до 20 000 K (массами от 2 до $4 M_{\odot}$) наводит на мысль о ядерных реакциях с участием тяжелых элементов. Представляют интерес также альтернативные объяснения вспышкой сверхновой по соседству с данной звездой или ядерными реакциями на поверхности звезды под действием частиц высокой энергии, ускоренных в магнитогидродинамических ударных волнах. В данных наблюдений нет недостатка, но они ставят в тупик. Престон [35] сделал превосходный обзор различных типов звезд с аномальным химическим составом, на долю которых приходится примерно 10% всех звезд находящихся вблизи главной последовательности в указанном интервале температур. Эти последние звезды были описаны Морганом [30], отметившим, что некоторые из них имеют переменные спектры. Именно к этой группе принадлежат звезды, у которых впервые были измерены напряженности магнитного поля. Однако магнитные поля есть не у всех звезд с аномальным химическим составом. Они вращаются медленнее, чем другие молодые звезды главной последовательности. У многих из них спектры изменяются по мере поворота звезды относительно наблю-

дателя. Укажем на некоторые из распространенных аномалий: в спектрах одних звезд имеются слабые линии Ca, в спектрах других — сильные линии Si, Cr, редкоземельных элементов и европия, еще одна группа звезд характеризуется усиленными линиями ртути и марганца в их спектрах, имеются также звезды со слабыми и сильными линиями He. В той степени, в какой возможен анализ содержаний (лабораторные данные часто отсутствуют), типичный интервал изменения содержаний* отдельных элементов составляет ± 1 для первой группы звезд, от -2 до $+4$ для второй группы (магнитные звезды Ar, от -2 до $+6$ для звезд с аномальным содержанием Hg и Mn, в спектрах которых наблюдается наибольшее усиление линий самых тяжелых элементов, и от -2 до $+1$ для [He/H] (подробнее см. [35]). Стоит упомянуть одну поразительную особенность, касающуюся звезд с повышенным содержанием Hg и Mn, для которых также характерны значительные избытки элементов P, Ga и Y. Точные измерения длин волн в спектрах этих звезд показали отличия от соответствующих длин волн для земных образцов. Так, Дворецкий и Воген [7] нашли, что $\Delta\lambda \approx 0,05 - 0,10 \text{ \AA}$ для Pt и $\Delta\lambda \approx 0,05 - 0,12 \text{ \AA}$ для Hg с ошибкой $\approx 0,007 \text{ \AA}$. Отсюда они сделали вывод, что в этих звездах преобладают изотопы платины ^{196}Pt и ^{198}Pt , а для одной звезды требовался даже почти чистый изотоп ^{198}Pt , тогда как на Земле на долю ^{198}Pt приходится лишь 7% всей платины! Что касается ртути, наиболее подробно исследованной Уайтом и др. [54], то ее изотопный состав изменяется от земного до почти чистого изотопа ^{204}Hg , приводя к $\Delta\lambda$ от 0,00 до 0,12 \AA . Направления изменений $\Delta\lambda$ для Hg и Pt коррелируют между собой, т.е. для обоих элементов преобладают более тяжелые изотопы. Имеет место сильная корреляция $\Delta\lambda$ с температурой: у самых холодных звезд наблюдаются наибольшие концентрации тяжелых изотопов. Общий избыток [Hg/H] велик в этих звездах (от 3,8 до 5,6), и поэтому для его объяснения можно привлечь процессы разделения изотопов, зависящие от атомной массы, такие, как выталкивание давлением излучения редких элементов в устойчивой атмосфере [28] с учетом зависящей от массы изотопа гравитационной диффузии. Содержания элементов в звездах с аномальным химическим составом сильно изменяются с температурой, причем эти изменения не коррелируют с потенциалами ионизации или возбуждения. Так, у HgII и PtII набор энергетических уровней почти одинаковый, но линии PtII не видны в спектрах самых горячих — ртутных звездах.

Наиболее странной особенностью звезд с аномальным химическим

* Содержание принято выражать по числу атомов в виде $[x/y] = \lg(x/y) - \lg(x/y)_{\odot}$. Поскольку содержания на Солнце известны не всегда, в качестве последнего члена можно взять содержание на Земле или в метеоритах. Дифференциальный анализ часто точнее абсолютных определений, поэтому, например, $\lg(x/x_{\odot})$ может иметь погрешность от $\pm 0,1$ до $\pm 0,3$, даже если отсутствуют данные о некоторых важных атомных постоянных или о параметрах строения атмосферы.

составом и родственными им звезд является тенденция к низким содержаниям на поверхности He, C, N, O и Ne. Обнаружение необычно высокого отношения ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$ послужило сначала толчком к его интерпретации на основе теории нуклеосинтеза. Однако такое объяснение было отвергнуто после открытия [31] спектрально-переменной звезды Cep В с периодом вращения 8,8 дня. Оказалось, что на ее поверхности интенсивность линий гелия изменяется раза в три без заметных изменений температуры или силы тяжести. Кроме того, несколько линий металлов (Si) изменяются в противофазе с линиями гелия. Ряд новых явлений, включая наблюдения в далеком ультрафиолете, указывает на то, что в этом случае протекают какие-то очень сложные процессы. В таких звездах, а также в магнитных переменных, поверхностный химический состав и сложные условия возбуждения [29] сильно (в $\sim 10^2$ раз) изменяются по звезде. У возможно родственной звезды 3 Cep A Сарджент и Югаку [42] обнаружили высокое отношение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$, проанализированное затем в работе [43]. Эта звезда ставит много захватывающих проблем, касающихся содержаний элементов; для $[\text{He}/\text{H}] = -1$, $[\text{P}/\text{H}] = 2,3$, $[\text{Ga}/\text{H}]$ и $[\text{Kr}/\text{H}] = 3,3$ [18]. Ранее было известно, что в определенных областях диаграммы «температура поверхности—сила тяжести» существует дефицит гелия. Хартуг и Каули [19] нашли, что во всех богатых ${}^3\text{He}$ звездах отношение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$ велико, тогда как $[\text{He}/\text{H}]$ мало (от $-0,7$ до $-1,3$). Поскольку космическое отношение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He} \approx 10^{-4}$ мало, относительное увеличение ${}^3\text{He}/{}^4\text{He}$ требует также повышения концентрации легких изотопов примерно в 10^5 раз. Простой диффузии ${}^4\text{He}$ внутрь звезды под действием силы тяжести недостаточно, и поэтому изотоп ${}^3\text{He}$ должен доставляться вверх из некоторого обширного резервуара под поверхностью звезды. Предложенный механизм образования ${}^3\text{He}$ в протекающей при умеренных температурах реакции ${}^2\text{D}(p, \gamma){}^3\text{He}$ не решает проблему, а сводит ее к отысканию неизвестного источника дейтронов. Возвращаясь к диаграмме «температура—сила тяжести», заметим, что по другую сторону от нормальных звезд располагаются звезды, богатые ${}^4\text{He}$, у которых $0 < [\text{He}/\text{H}] < +1$. Звезды с отношением содержаний $[\text{He}/\text{H}] = -2$ принадлежат к группам с аномальным химическим составом. Большое значение отношения He/H обнаруживается, конечно, у сильно проэволюционировавших звезд, и лишь у этих звезд его объяснение процессами нуклеосинтеза выглядит вполне достоверным.

V. ОПРЕДЕЛЕНИЕ ОТНОШЕНИЙ ИЗОТОПОВ ПО МОЛЕКУЛЯРНЫМ ПОЛОСАМ

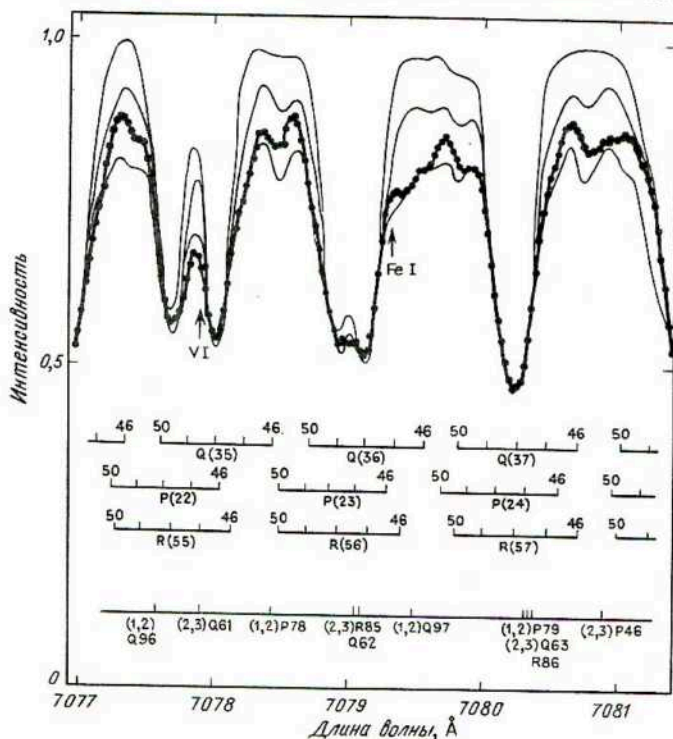
Отношения изотопов элементов C, Mg, Al, Si и Ca могут отличаться от земных значений и нести интересную информацию: изотопы C—o процессах с участием элементов C, N и O, а изотопы остальных перечисленных элементов—o процессах присоединения нейтронов. Прекрасные возможности для изучения обогащения тяжелыми изотопами

предоставляют Ti и Zr. В нормальных гигантах циркуляция, гелиевые вспышки, глубоко проникающая конвекция и потеря массы приводят к тому, что изменения в процессе нуклеосинтеза отношений изотопов и содержаний элементов могут проявляться на поверхности звезды [14]. Первые попытки определить отношения изотопов титана в молекуле TiO показали только, что они близки к земным. Последующее развитие спектроскопии высокого разрешения и методов синтезированных спектров под руководством Д. Ламберта на Мак-Дональдской обсерватории привело к более интересным результатам. Ламберт и Моллиа [23] нашли, что отношения изотопов Ti идентичны на Солнце и на Земле, а Клегг, Ламберт и Белл [3] осуществили наблюдения 15 нормальных и пекулярных красных гигантов и двух красных карликов. Изменения $\Delta\lambda$, связанные с различным изотопным составом, велики, но на молекулярные полосы накладываются атомные линии и перекрывающиеся линии, вызванные вращательными переходами, и поэтому для предсказания такого сложного спектра необходимо использовать метод синтезированных спектров. В [3] были рассчитаны спектры, соответствующие изменениям в изотопных отношениях ($^{46}\text{Ti} + ^{47}\text{Ti} + ^{49}\text{Ti} + ^{50}\text{Ti}$)/ ^{48}Ti на $\pm 25\%$. Наблюдаемый профиль находится в пределах, предсказанных теоретически. Тем самым было показано, что редкие изотопы титана* присутствуют как в карлике класса M, так и в красном гиганте. Клегг и др. [3] наблюдали также звезду HR 1105 класса S (рис. 1), в которой тяжелые элементы образовались путем s-процесса. Они попробовали моделировать наблюдения, приняв последовательно содержание редких изотопов Ti равным нулю, на 50% ниже земного и на 50% выше земного. Пониженное содержание редких изотопов Ti оказалось неприемлемым. Согласно работе Трурана и Ибена [50], нейтроны (от реакции $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$) должны сильно влиять на отношения изотопов Ti. Поскольку изотоп ^{50}Ti магический, при облучении нейтронами его содержание сильно увеличилось бы (раз в 20), а отношение Zr/Ti возросло бы примерно в 100 раз. Наблюдаемое увеличение Zr/Ti ближе к 10, поэтому облученное нейтронами вещество должно быть сильно разбавлено необлученным веществом. Тем не менее облучение нейтронами от ^{22}Ne привело бы к тому, что даже разбавленный Ti должен иметь отношение $R = ^{50}\text{Ti}/^{48}\text{Ti}$ в три раза больше земного, тогда как упомянутые наблюдения требуют $0,5 < R < 1,5$. Этот же источник нейтронов вызвал бы значительный рост содержания ^{25}Mg (мы еще вернемся к этому), чего не наблюдается, а также утроение отношения $^{37}\text{Cl}/^{35}\text{Cl}$, которое однако, как найдено в [17], близко к земному. Ленджел-Фрей и Белл [25] изучили спектры Ti с высоким разрешением в двух гигантах класса M, синтезировав наряду со спектром молекулы TiO и спектр атомных линий. Они также нашли, что отношения между изотопами Ti такие же, как и на Земле.

* Наиболее распространенный изотоп титана — ^{48}Ti (74%), поэтому его остальные стабильные изотопы называются здесь редкими. — Прим. перев.

Другую важную группу измеренных отношений изотопов составляют изотопы Mg. Облучение нейтронами в «бариевых» звездах, обладающих повышенным отношением $^{13}\text{C}/^{12}\text{C}$, приводит к следующим наблюдаемым увеличениям логарифмов распространенностей по отношению к их солнечным значениям: $[Y] = 0,9$, $[Zr] = 0,8$, $[\text{Mo}] = 1,0$ и $[\text{Nd}] = 1,5$, что дает вполне ощутимые эффекты. На рис. 2 показаны полосы молекулы MgH по данным Томкина и Ламберта [47]. Хотя имеет место блендирование с полосами молекулы C_2 , спектр, синтезированный для отсутствия Mg (пунктирная кривая), оказывается неприемлемым. Спектр, рассчитанный для содержания изотопов Mg в земной пропорции 79:10:11 (сплошная кривая), хорошо соответствует наблюдениям HR 774. В случае же отношения 33:33:33 более тяжелые изотопы Mg чрезмерно усиливают длинноволновые крылья расчетных спектров. Если бы источником нейтронов была реакция $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$,

Рис. 1. Молекулярные полосы TiO в спектре звезды класса S HR 1105 (вещество которой подверглось облучению нейтронами) выглядели бы иначе, если бы было иным содержание редких изотопов Ti. Тонкими линиями показаны спектры, рассчитанные для отсутствия редких изотопов, а также при пониженном на 50% и повышенном на 50% их содержаниях по сравнению с земными значениями. Наблюдения [3] указывают на нормальные отношения изотопов Ti.



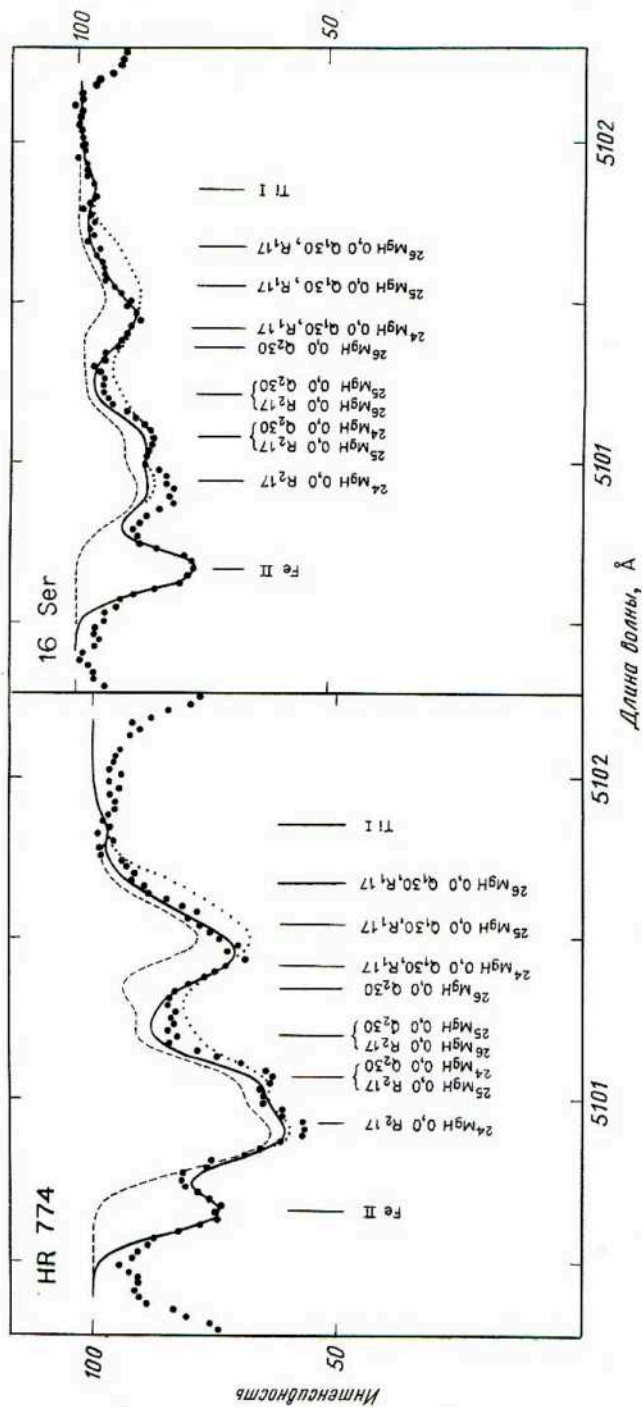
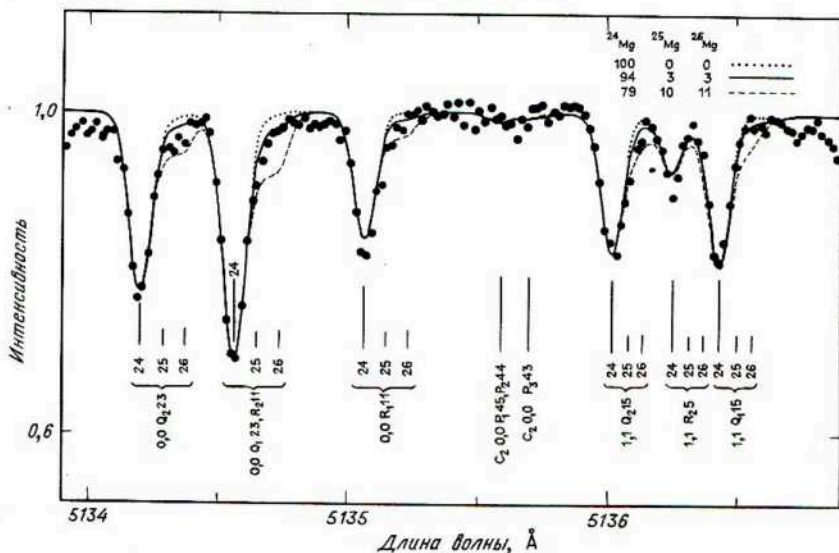


Рис. 2. Изотопы магния, проявляющиеся в полосах молекулы MgH в спектрах двух бариевых звезд: HR 774 и 16 Ser, имеют приблизительно земные относительные содержания. Штриховая кривая, рассчитанная с учетом только молекулы C_2 (без учета MgH), не соответствует наблюдениям. Изотопы Mg в земной пропорции показываются согласно с наблюдениями (сплошная кривая). Если бы содержания всех трех изотопов Mg были одинаковы (пунктирная кривая), то полоса сдвинулась бы слишком далеко в красную сторону [47].

то ожидалось бы непосредственное увеличение количества изотопов ^{25}Mg и ^{26}Mg , которое однако не наблюдается. Поэтому более предпочтительным источником нейтронов представляется реакция $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$, что также следовало бы из работы [44], если бы масса звезды была меньше $2M_{\odot}$. Производит впечатление приложение спектроскопии полосы MgH к непроэволюционировавшим карликам. Томкин и Ламберт [48] изучили тем же методом четыре звезды главной последовательности классов G и K и нашли, что в пределах ошибок наблюдений отношения изотопов Mg такие же, как на Земле. Но в звезде Грумбридж 1830 — очень старом субкарлике класса K — они обнаружили другие отношения изотопов. Для этого объекта было получено $[\text{Fe}/\text{H}] = -1,4$ (умеренное понижение содержаний металлов), $[\text{Na}/\text{Mg}] = -0,5$ (указывает на небольшое уменьшение отношения содержаний элементов с нечетными и четными Z), а для изотопов $^{24}\text{Mg} - ^{26}\text{Mg}$ были найдены отношения $(0,88 - 0,94)/(0,07 - 0,03)/(0,05 - 0,03)$, т.е. содержание более тяжелых изотопов оказалось ниже примерно в 2 раза. На рис. 3 можно видеть, что если бы ^{26}Mg присутствовал в земной пропорции, то длинноволновые крылья проходили бы заметно ниже наблюдаемых профилей (вполне приемлемо даже 100%-ное содержание ^{24}Mg). Отсюда следует вывод, что изотопный состав вещества, из которого, по-видимому, в очень удаленной части нашей Галактики вскоре после начала звездообразования сформировалась эта звезда, отличался от изотопного со-

Рис. 3. Для старого непроэволюционировавшего субкарлика Грумбридж 1830 отношение изотопов магния в молекуле MgH отличается от земного. Преобладает ^{24}Mg , хотя могут присутствовать и более тяжелые изотопы в количестве, раза в два меньшем по сравнению с земным [48].



става вещества Солнечной системы. Первичный межзвездный газ еще не был так загрязнен взрывами звезд, а изотоп ^{24}Mg находится в цепочке α -частичных ядер. Не исключено, что вдали от областей активного звездообразования одиночные изолированные массивные звезды поставляют большую часть элементов тяжелее Ne.

Таким образом, спектроскопические данные, по-видимому, свидетельствуют о том, что источником нейтронов является реакция $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$, но ничто не указывает на выделение нейтронов в реакции $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$. Масса и температура ядра красного гиганта класса S, в котором образуется технеций, должны быть относительно невелики, так как в противном случае время жизни звезды было бы слишком коротким. Время жизни массивных красных сверхгигантов с источником нейтронов от ^{22}Ne , возможно, недостаточно велико для того, чтобы подвергшееся s-процессу вещество успело достичь поверхности звезды. Такие массивные звезды могут вносить вклад в элементный и изотопный состав межзвездной среды либо путем быстрого истечения вещества, либо посредством взрыва. Необычно низкая концентрация ^{25}Mg и ^{26}Mg в старом, не успевшем проэволюционировать субкарлике Грумбридж 1830 связана с тем, что эта звезда возникла вскоре после образования Галактики, когда успели проэволюционировать лишь массивные звезды, т. е. когда только звезды классов O и B или сверхновые типа II успели выбросить в межзвездную среду атомы элементов, из которых сформировалась звезда. Содержание металлов в этом случае составляет несколько процентов от солнечного отношения металлы/водород. Но почему же отсутствовал изотоп ^{22}Ne ? Данные, полученные только для одной звезды, еще не опровергают, но настораживают.

Большое значение придается отношениям содержаний элементов с нечетными и четными Z , но данные наблюдений, к сожалению, все еще противоречивы [33, 46]. Наиболее обещающими критериями являются отношения $[\text{Na}/\text{Mg}]$ и $[\text{Al}/\text{Mg}]$ как функции $[\text{Fe}/\text{H}]$. Было сделано предположение, что большому дефициту Fe (вплоть до -2) соответствует $[\text{Al}/\text{Mg}] \approx -0,8$, правда, с большим разбросом. Здесь имеются серьезные проблемы как в интерпретации, так и в измерении соответствующих слабых линий. Элементы с нечетными Z могут иметь сверхтонкую структуру и более слабые линии, что приводит к сложным астрофизическим проблемам. В самое последнее время появились уточненные данные об отношениях содержаний элементов с нечетными и четными Z . Повышенные значения этих отношений в бедных металлами звездах кажутся теперь установленными.

VI. ЭЛЕМЕНТЫ И ИЗОТОПЫ CNO-ЦИКЛА

Точные теоретические предсказания отношения содержаний C : N : O, устанавливающихся в процессе генерации энергии в нормальных звездах, служат полезными критериями для звездной эволюции. Отклонения от значений этих отношений в Солнечной системе многочисленны.

Даже у некоторых еще непроэволюционировавших звезд главной последовательности отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ отличается от земного. Однако для поддержания структуры красного гиганта весьма важно отсутствие полного перемешивания между внутренними и наружными слоями. Поэтому хотя мы и наблюдаем продукты нуклеосинтеза на поверхности звезды, но они перемешаны с переработанным звездным веществом. Исходя из теории углеродного цикла, мы получаем из наблюдений свидетельства частичного перемешивания, гелиевых вспышек и истечения вещества с поверхности звезды. У красных гигантов отношение $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ меньше земного, а у многих из них (например, бариевых звезд и звезд класса S), кроме того, имеются свидетельства облучения звездного вещества медленными нейтронами. Особый интерес представляют самые старые красные гиганты в бедных металлами шаровых скоплениях с $[\text{Fe}/\text{H}] = -2$. Они позволяют по-новому взглянуть на начальные значения отношений $\text{C}:\text{N}:\text{O}$. Важный обзор многих этих вопросов был сделан Крафтом [22], который продолжает работу в этом направлении. Центральная проблема заключается в следующем. Известно, что возраст всех звезд в шаровом скоплении почти одинаков, но одинаков ли при этом их химический состав? Отношение Fe/H в различных шаровых скоплениях отличается примерно в 10 раз, но в каждом скоплении звезды должны были образоваться из одного газового облака массой $\sim 10^5 - 10^6 M_{\odot}$. Массивные короткоживущие звезды, возможно, поставляют в это облако различные металлы и, конечно, продукты CNO-цикла в то время, когда еще продолжается образование других звезд. Свет далеких звезд слишком слаб для точных определений отношения $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$, но значительные вариации наблюдаемых интенсивностей полос CN, CH и NH свидетельствуют о том, что некоторые красные гиганты «зачерпнули» разные количества продуктов нуклеосинтеза. Интенсивности указанных полос зависят от отношения O/C. Так, если содержание кислорода выше, чем углерода, то из-за образования молекул CO интенсивность полос CN и CH будет ниже. Некоторые наблюдения указывают на существование звезд с большим избытком N. У некоторых гигантов скоплений, названных звездами с сильными полосами CH (они напоминают звезды в окрестностях Солнца с признаками s-процесса), наблюдается повышенное содержание как C, так и N. Содержания некоторых легких металлов также меняются от звезды к звезде. Были приведены аргументы в пользу того, что некоторые из таких различий в содержании элементов отражают начальные расхождения химического состава членов одного скопления, тогда как другие возникают вследствие перемешивания вещества в самих звездах.

В звездах двух из трех шаровых скоплений, наблюдавшихся Пилаховским и др. [34], зарегистрирована переменность отношения распространенностей $[\text{O}/\text{Fe}]$, а наблюдения CO показывают вариации как от звезды к звезде, так и от скопления к скоплению [5]. Непроэволюционировавшие старые звезды галактического гало с $[\text{Fe}/\text{H}] < -0,5$ имеют $[\text{O}/\text{C}] \approx +0,55$ [45]. Углерод связывается преимущественно в молекуле

СО, и поэтому линии СН и СN оказываются ослабленными в спектрах, чем и объясняется их изменение в шаровых скоплениях вместе с отношением $[O/C]$ [22]. Это указывает на загрязнение газа протоскопления веществом, переработанным в массивных звездах во время образования других членов скопления — маломассивных звезд, на которых и отражается локальная переменность отношения O/C .

Отношение изотопов углерода является хорошим средством проверки гипотез о перемешивании, меридиональной циркуляции и потери массы в красных гигантах. Из наблюдений полос СН для красных гигантов было найдено $10 < {}^{12}C/{}^{13}C < 35$, что значительно меньше, чем на Земле. Степень разбавления переработанного в CNO-цикле и обогащенного изотопом ${}^{13}C$ вещества находится в согласии с теорией эволюции красных гигантов. Проверка детальной теории перемешивания обеспечивается наблюдениями содержания Li в гигантах с известным отношением ${}^{12}C/{}^{13}C$ [24]. Дело в том, что изотоп ${}^{13}C$ образуется глубоко в недрах, где температура слишком высока для «выживания» Li. Низкое значение ${}^{12}C/{}^{13}C$ коррелирует с низким содержанием Li, а также с массой звезды. Однако некоторые звезды имеют ${}^{12}C/{}^{13}C = 4$ при высоком содержании Li. В этом случае 7Li , вероятно, синтезируется в реакциях ${}^3He(\alpha, \gamma){}^7Be(e^-, \nu){}^7Li$, причем чтобы выжить, Be и Li должны быстро уноситься в холодные области звезды. Существует множество подобных захватывающих проблем, которые под силу лишь спектроскопии с более высоким разрешением.

VII. КИСЛОРОДНЫЕ АНОМАЛИИ

Если подвергшееся изменениям в процессе CNO-цикла вещество нагреется, то начнутся реакции с участием α -частиц, что может привести к умеренным изменениям содержания изотопов кислорода [44]. Возможность наблюдения этих изменений в звездах зависит от того, какие элементы успевают образоваться в реакции с участием α -частиц. Например, в обычных условиях реакция ${}^{13}C(\alpha, n){}^{16}O$ оказывает пренебрежимо малое влияние на полное содержание кислорода, но если из α -частиц образуется дополнительное количество изотопа углерода ${}^{12}C$, который затем перемешивается с водородом, то появится дополнительное количество ${}^{13}C$ и ${}^{14}N$. Вопрос о том, как далеко заходит горение гелия (α -процесс) и достигает ли оно стадии образования ${}^{22}Ne$, рассматривается в других главах. Присутствие большого количества ${}^{14}N$ способно привести к росту отношения ${}^{18}O/{}^{16}O$, если изотоп ${}^{18}O$ не перерабатывается в ${}^{21}Ne$ или ${}^{22}Ne$. Наблюдаемые в плотных молекулярных межзвездных облаках отношения изотопов кислорода оказываются почти нормальными. Ванниер и Линке [52] нашли необычно низкое отношение ${}^{18}O/{}^{16}O$ в выбросе из инфракрасного источника IRC + 10216, окружающего угасающий богатый углеродом гигант. В нормальных красных гигантах отношение ${}^{18}O/{}^{16}O$ до сих пор не исследовано и его будет трудно измерить из-за низкой распространенности ${}^{18}O$.

Один из важных, но пока остающихся без ответа вопросов касается того, какой стадии достигает горение гелия в звездах, не подверженных взрывам. Нет сомнения, что у многих звезд отношения $[C/H]$ сильно повышены по сравнению с Солнцем, однако не известны звезды с высоким отношением $[O/H]$ или даже $[O/C]$. Расходование ^{12}C в звездном ядре, вероятно, редко совместимо со спокойными поздними стадиями эволюции. У массивных звезд эволюция, по-видимому, протекает с потерей массы. Даже когда мы видим обнажившееся ядро звезды, как в случае белых карликов, а также горячих субкарликов, представляющих центральные звезды планетарных туманностей, не наблюдается большого избытка кислорода.

Прямые данные о механизме образования кислорода, вероятно, можно получить лишь по остаткам сверхновых, исследование которых затруднено. Крабовидная туманность бедна водородом. Дэвидсон [6] изучил ее тонкие волокна и измерил относительные интенсивности многих линий. При моделировании ионизационного равновесия возникают трудности, когда источником нагрева является нетепловой поток фотонов или столкновения. Дэвидсон использовал модели с двумя зонами: одна с высокой, а другая с меньшей степенью ионизации. Для промежуточных моделей он нашел, что $[Ne/H] = +1,2$ и что большая часть H превратилась в He . Однако для кислорода получилось $[O/H] = +0,2$, хотя $[Ne/H] = +0,7$ (правда, с большими погрешностями). Таким образом, абсолютное содержание кислорода, по-видимому, понижено, тогда как $[Ne/O]$ повышено.

К совершенно иному типу относится остаток сверхновой—радиоисточник Cas A, в котором можно изучать быстро движущиеся волокна, порожденные взрывом массивной звезды. Большинство медленно движущихся волокон столкнулись с межзвездным газом и смешались с ним. Среди быстрых волокон Шевалье и Киришнер [2] нашли волокна с необычным эмиссионным линейчатый спектром, в котором нет признаков водорода или гелия и преобладает кислород в трех стадиях ионизации. Эта работа продолжается (частное сообщение), и текущие еще неопубликованные результаты подтверждают уже опубликованные. Для некоторых волокон получены следующие верхние пределы отношений элементов: $[H/O] < -3,7$, $[Ne/O] < -1,9$ и $[C/O] < -2,1$. Кроме того, видны линии S , Ag и Ca , что указывает на избыток как кислорода, так и этих более тяжелых элементов. В спектре одного волокна нет буквально ничего, кроме кислорода,—последующие наблюдения подтверждают этот вывод и свидетельствуют об отсутствии в спектре даже неона. Была сделана попытка интерпретации этого факта, опирающаяся на представление о распределении внутри массивной звезды синтезированных в ней элементов накануне того, как звезда стала неустойчивой [53]. В звезде массой $25M_{\odot}$ можно выделить толстый слой ($2 < M(r) < 7M_{\odot}$), в котором предсказывается преобладание кислорода. В этом слое отсутствует He и $Ne/O \approx 0,5$. В менее массивной предсверхновой $15M_{\odot}$ лишь в малой части звезды содержание O выше, чем Ne , но су-

существует слой $1,7 < M(r) < 2,5M_{\odot}$, в котором содержания O и Ne примерно равны и отсутствует He. Что происходит в этих слоях после начала вспышки сверхновой, не известно, но эти данные наводят на мысль о возможности существования в исходном веществе областей, состоящих почти исключительно из кислорода. Космическая распространенность кислорода довольно высока, и поэтому возможно, что именно массивные сверхновые синтезируют O и выбрасывают его в космическое пространство в неизменном виде. Остаток сверхновой Cas A — первый такой пример, доступный наблюдениям.

Аналогичные процессы происходят в других галактиках и в Магеллановых Облаках. Однако с большого расстояния остаток сверхновой виден лишь как бесструктурный объект, обычно погруженный в протяженную область нормального межзвездного газа. Так, изученный Киршнером и Блейром [21] радиоисточник в молодой галактике NGC 4449 напоминает Cas A. Окружающий газ излучает в узких эмиссионных линиях водорода, а расширяющаяся оболочка сверхновой — в широких линиях. В неразделенном составном спектре видны широкие линии, соответствующие трем стадиям ионизации кислорода, но отсутствуют столь же широкие линии водорода. Таким образом, этот объект, подобно Cas A, указывает на взрыв массивной звезды с образованием большого количества кислорода.

VIII. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Итак, некоторые разделы теории нуклеосинтеза позволяют сделать ряд предсказаний, полезных для изучения внутреннего строения эволюционирующих звезд умеренных масс. Процессы присоединения нейтронов хорошо подтверждаются наблюдениями. Однако выполнено еще очень мало наблюдений, подтверждающих протекание процессов нуклеосинтеза в массивных звездах. Приходится полагаться на земные породы, метеориты и образцы лунного грунта в поисках детальной информации о влиянии вспышек сверхновых на распространенности элементов и их изотопов. Подробный обзор последствий первого события, образования ${}^4\text{He}$ и ${}^2\text{D}$ на ранних стадиях эволюции Вселенной был сделан Гринстейном [15]. По мере дальнейших уточнений данных наблюдений о распространенности ${}^2\text{D}$ мы, возможно, получим надежную оценку средней плотности вещества во Вселенной (она, по-видимому, довольно низка). Важность определения космологического минимального отношения ${}^4\text{He}/\text{H}$ привела к поискам галактик с высоким ($\approx 90\%$) содержанием межзвездного газа, в которых должно содержаться мало ${}^4\text{He}$ звездного происхождения. Было найдено, что доля ${}^4\text{He}$ по массе в таких объектах составляет всего 0,22. Такое низкое значение налагает серьезные ограничения на модели расширяющейся Вселенной. Очень низкие содержания гелия в некоторых старых звездах теперь рассматриваются как последствия процессов, приводящих к аномалиям химического состава в звездах, а не как надежные индикаторы первичной рас-

пространенности гелия. Представленные Вассербургом и Папанастасиу (гл. 6) свидетельства указывают на еще одно мощное событие, предшествовавшее рождению Солнечной системы. Мало того, что мы состоим из звездной пыли—продукта многих давно угасших ядерных топков. Предоставленная в наше распоряжение платформа для наблюдений—планета Земля может оказаться побочным продуктом еще одной агонии звезды: «В моем конце—мое начало».

ЛИТЕРАТУРА

1. Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F. Rev. Mod. Phys., **29**, 547, 1957.
2. Chevalier R. A., Kirshner R. P. Astrophys. J., **233**, 154, 1979.
3. Clegg R. E. S., Lambert D. L., Bell R. A. Astrophys. J., **234**, 188, 1979.
4. Cohen J. G. Astrophys. J., **171**, 71, 1972.
5. Cohen J. G., Frogel J. A., Persson S. E. Astrophys. J., **222**, 165, 1978.
6. Davidson K. Astrophys. J., **228**, 179, 1979.
7. Dworetsky M. M., Vaughan A. H. Jr. Astrophys. J., **181**, 811, 1973.
8. Eddington A. S. The Internal Constitution of the Stars, Cambridge University Press, Cambridge, 1926, p. 292.
9. Fowler R. H., Milne E. A. Mon. Not. Roy. Astron. Soc., **83**, 403, 1923.
10. Fowler R. H., Milne E. A. Mon. Not. Roy. Astron. Soc., **84**, 499, 1924.
11. Greenstein J. L. Astrophys. J., **91**, 438, 1940.
12. Greenstein J. L. Mém. Soc. Roy. Liège, **14**, 307, 1953.
13. Greenstein J. L. Publ. Astron. Soc. Pac., **68**, 185, 1956.
14. Greenstein J. L. Abundance Determinations in Stellar Spectra, ed. H. Hubenet, Academic Press, New York, 1966, p. 348.
15. Greenstein J. L. Phys. Scripta, **21**, 759, 1980.
16. Greenstein J. L., Richardson R. S. Astrophys. J., **113**, 536, 1951.
17. Hall D. N., Carbon D., Ridgway S. Bull. Am. Astron. Soc., **9**, 636, 1977.
18. Hardorp J., Bidelman W. P., Prölss J. Z. Astrophys., **69**, 429, 1968.
19. Hartoog M. R., Cowley A. P. Astrophys. J., **228**, 229, 1979.
20. Herbig G. H. Astrophys. J., **140**, 702, 1964.
21. Kirshner R. P., Blair W. P. Astrophys. J., **236**, 135, 1980.
22. Kraft R. P. Ann. Rev. Astron. Astrophys., **17**, 309, 1979.
23. Lambert D. L., Mallia E. A. Mon. Not. Roy. Astron. Soc., **156**, 337, 1972.
24. Lambert D. L., Dominy J. F., Sivertsen S. Astrophys. J., **235**, 114, 1980.
25. Lengyel-Frey D., Bell R. A. Bull. Am. Astron. Soc., **8**, 360, 1976, (preprint).
26. McMillan E. Phys. Rev., **44**, 240, 1933.
27. Merrill P. W. Publ. Astron. Soc. Pac., **68**, 70, 1956.
28. Michaud G., Reeves H., Charland Y. Astron. Astrophys., **37**, 313, 1974.
29. Mihalas D. Astrophys. J., **184**, 851, 1973.
30. Morgan W. W. Publ. Yerkes Obs., **7**, Pt. 3, 1935.
31. Norris J. Astrophys. J. Suppl. Ser., **23**, 235, 1971.
32. Payne C. H. Stellar Atmospheres, Cambridge, Massachusetts, Harvard Obs. Monograph, 1925.
33. Peterson R. C. Astrophys. J., **222**, 595, 1979.
34. Pilachowski G. A., Wallerstein G., Leep E. M. Astrophys. J., **236**, 508, 1980.
35. Preston G. W. Ann. Rev. Astron. Astrophys., **12**, 257, 1974.
36. Reeves H. Ann. Rev. Astron. Astrophys., **12**, 437, 1974.
37. Russel H. N. Science, **39**, 791, 1914.
38. Russel H. N. Astrophys. J., **78**, 238, 1933.
39. Russel H. N. Astrophys. J., **79**, 317, 1934.
40. Russel H. N., Stewart J. Q. Astrophys. J., **59**, 197, 1924.
41. Saha M. N. Proc. Roy. Soc. London Ser. A., **99**, 136, 1921.

42. Sargent W.L.W., Jugaku J. *Astrophys. J.*, **134**, 777, 1961.
43. Sargent W.L.W., Jugaku J., Greenstein J.L. *Astrophys. J.*, **134**, 783, 1961.
44. Scalo J.M. *Astrophys. J.*, **221**, 627, 1978.
45. Sneden C., Lambert D.L., Whitaker R.W. *Astrophys. J.*, **234**, 964, 1979.
46. Spite M., Spite F. *Astron. Astrophys. Suppl.*, **28**, 307, 1977.
47. Tomkin J., Lambert D.L. *Astrophys. J.*, **227**, 209, 1979.
48. Tomkin J., Lambert D.L. *Astrophys. J.*, **235**, 925, 1980.
49. Tomkin J., Luck R.E., Lambert D.L. *Astrophys. J.*, **210**, 694, 1976.
50. Truran J.W., Iben I. Jr. *Astrophys. J.*, **216**, 797, 1977.
51. Wallerstein G., Conti P. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **7**, 99, 1969.
52. Wannier P.G., Linke R.A. *Astrophys. J.*, **225**, 130, 1978.
53. Weaver J.A., Zimmerman G.B., Woosley S.E. *Astrophys. J.*, **225**, 1021, 1978.
54. White R.E., Vaughan A.H., Preston G.W., Swings J.P. *Astrophys. J.*, **204**, 131, 1976.
55. Wildt R. *Astrophys. J.*, **90**, 611, 1939.

ПОВЫШЕНИЕ НАДЕЖНОСТИ ЭКСПЕРИМЕНТАЛЬНЫХ ЗНАЧЕНИЙ ВЕРОЯТНОСТЕЙ АТОМНЫХ ПЕРЕХОДОВ

У. Уэйлинг

I. ВВЕДЕНИЕ

Экспериментальные значения вероятностей переходов имеют «дурную репутацию». Во многих статьях, посвященных определению содержания химических элементов в звездах, можно найти такие фразы: «... главным источником неопределенности в содержаниях элементов в фотосфере является недостаточная надежность сил осцилляторов» [10]. Даже те, кто занимается измерением сил осцилляторов, разделяют эту точку зрения: «Экспериментальные определения сил осцилляторов нельзя считать надежными до тех пор, пока они не будут подтверждены независимыми измерениями, полученными другими методами» [5]. Скептицизм этот обусловлен тем, что в литературе приводится много ненадежных определений сил осцилляторов, различия между которыми во много раз превосходят ошибки измерений, указанные самими авторами. В этой главе мы покажем, что вероятным источником ошибок в опубликованных значениях сил осцилляторов является необоснованное допущение о населенностях уровней, которое используется при анализе наблюдений, и покажем, как избежать этой ошибки.

Вычисления относительных вероятностей переходов по наблюдаемой интенсивности спектральных линий требует знания относительных населенностей уровней, с которых возникают различные переходы. Обычно допускается, что населенности удовлетворяют уравнению Больцмана, и, следовательно, главным параметром при вычислениях является температура источника излучения или поглощающего вещества. Как мы покажем, в некоторых важных экспериментальных работах это допущение привело к неверным оценкам относительных населенностей уровней.

Недавно внимание многих экспериментаторов привлек комбинированный метод определения вероятностей переходов, который состоит в определении времени жизни на возбужденных уровнях и вычислении коэффициентов ветвления излучения. Этот метод не требует никакого допущения о населенностях уровней и дает надежные результаты. Кроме того, он позволяет получить и абсолютные значения вероятностей переходов. Недостатки этого метода таковы: 1) он требует измерения всех ветвей распада, что особенно трудно, если в результате некоторых переходов возникают линии, лежащие в вакуумной ультрафиолетовой области спектра; 2) он требует много времени. Необходимо измерять

время жизни каждого уровня в отдельности и в результате определяют вероятности переходов лишь для небольшого числа линий. Обескураживает перспектива необходимости многократного измерения, уровня за уровнем, тысяч линий, которые уже измерялись неоднократно методом спектрографической фотометрии. Требуется разработать способ, позволяющий измерять большое количество линий с многочисленных возбужденных уровней с надежностью метода, основанного на определении времени жизни уровней.

В этой главе мы опишем последовательность измерений как абсорбционных, так и эмиссионных линий одних и тех же переходов для определения относительных вероятностей переходов без какого бы то ни было допущения о населенностях уровней. Этот метод позволяет использовать запись большого участка спектра, где регистрируется одновременно множество линий. Измерения, выполненные в различных экспериментах и различными лабораториями, легко объединить, поэтому большой набор вероятностей переходов можно привести к единой относительной шкале. Точное измерение времени жизни только одного перехода позволяет привести весь набор вероятностей переходов к абсолютной шкале. Надежность этого метода повышается еще и потому, что каждая линия измеряется двумя различными методами (в поглощении и в излучении). Ошибки, возникающие из-за блендирования линий, больших оптических толщин и других факторов, которые по-разному действуют на линии поглощения и излучения, легко выявляются.

Хотя сама идея одновременного использования линий поглощения и излучения для измерения вероятностей переходов известна по крайней мере с 1933 г. [8], осуществление ее стало возможно только с появлением ЭВМ. Процедура, описанная в этой главе, является модификацией метода, изложенного ранее [3]. В отличие от этого метода здесь используются не интенсивности линий, а отношения их интенсивностей. Благодаря этому уменьшаются в два раза размеры матриц, использованных при анализе, а это в свою очередь позволяет более точно оценить неопределенности наблюдаемых величин.

II. АНАЛИЗ ПО СХЕМЕ «ЧЕХАРДА»

На рис. 1 изображены атомные уровни x , y и z , которые связаны с нижележащими уровнями a и b переходами. Штриховой линией обозначены переходы, наблюдаемые в поглощении, сплошной — наблюдаемые в излучении. Для *оптически тонкого* источника излучения интенсивности излучения I (фотон/с) для переходов λ_{ya} и λ_{yb} пропорциональны вероятностям переходов A_{ya} и A_{yb} :

$$I_{ya}/I_{yb} = A_{ya}/A_{yb} \equiv E_{ab}^y (1 \pm \Delta E_{ab}^y). \quad (1)$$

Здесь E_{ab}^y — определяемое экспериментально отношение I_{ya}/I_{yb} , а ΔE_{ab}^y — относительная погрешность E_{ab}^y . Ниже мы обсудим, как оценить ΔE_{ab}^y .

В случае спектра поглощения отношение эквивалентных ширин W_{ax} и W_{ay} можно просто выразить через силы осцилляторов f_{ax} и f_{ay} :

$$W_{ax}/W_{ay} = f_{ax} \lambda_{ax}^2 / f_{ay} \lambda_{ay}^2,$$

или для удобства сравнения с результатами измерений линий излучения через вероятность перехода A_{ul} и статистические веса g_u верхних уровней:

$$g_y \lambda_{ay}^4 W_{ax} / g_x \lambda_{ax}^4 W_{ay} = A_{xa} / A_{ya} \equiv A_a^{xy} (1 \pm \Delta A_a^{xy}). \quad (2)$$

Обозначив определенное экспериментально отношение интенсивностей двух линий поглощения с уровня a через A_a^{xy} , относительную погрешность через $\pm \Delta A_a^{xy}$ и соответствующее отношение для линий с более низкого уровня b через $A_b^{xy} (1 \pm \Delta A_b^{xy})$, можно выразить относительные вероятности переходов для четырех переходов, указанных на рис. 1, следующим образом:

$$A_{ya} / A_{xa} = (1 \pm \Delta A_a^{xy}) / A_a^{xy},$$

$$A_{yb} / A_{xa} = (E_{ab}^y A_a^{xy})^{-1} [1 \pm (\Delta^2 A_a^{xy} + \Delta^2 E_{ab}^y)^{1/2}], \quad (3)$$

$$A_{zb} / A_{xa} = (A_b^{yz} / E_{ab}^y A_a^{xy}) [1 \pm (\Delta^2 A_a^{xy} + \Delta^2 A_b^{yz} + \Delta^2 E_{ab}^y)^{1/2}],$$

$$A_{xa} / A_{xa} = 1.$$

Выражая вероятности переходов A_{ul} по отношению к вероятности перехода одного члена серии A_{xa} , мы тем самым подчеркиваем, что экспериментальные отношения E^u и A_l дают только *относительные* вероятности переходов. Знание абсолютного значения A_{xa} , полученного, например, из экспериментального определения средней продолжительности жизни τ_x уровня x , позволит нормировать все относительные вероятности рассматриваемой серии переходов. По известным нормированным, или абсолютным, значениям A_{xa} , A_{ya} и A_{zb} можно определить абсолютные вероятности всех других переходов с верхними уровнями x , y и z , измерив отношения интенсивностей соответствующих эмиссионных линий.

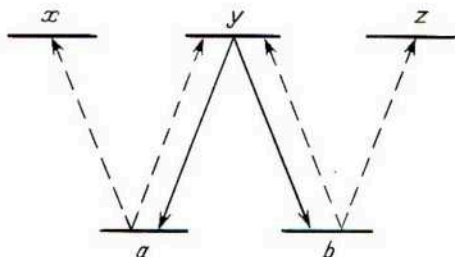


Рис. 1. Радиационные переходы излучения по схеме «чехарда». Сплошной линией отмечены переходы, соответствующие интенсивностям линий излучения, штриховой линией — переходы для линий поглощения.

Надо отметить, что ни для источника излучения, ни для поглощающего слоя не требуется выполнения условия термодинамического равновесия. Для измерения отношений E_{ab}^y , A_a^{xy} и A_b^{xy} можно использовать различные источники. Нет необходимости во время измерения какого-либо отношения интенсивностей линий поддерживать постоянными условиями внутри источника поглощения или излучения, если обе эти линии измеряются одновременно. Должны выполняться лишь следующие требования:

1. Для обеих линий сравнения эмиссионный источник должен быть оптически тонким. Вероятность того, что фотон будет снова поглощен, прежде чем покинет источник, должна быть мала по сравнению с точностью измерений.

2. При измерении линий излучения необходимо знать относительную квантовую эффективность регистрации спектрофотометра для сравниваемых длин волн.

3. Поглощающий слой должен быть оптически тонким для обеих линий сравнения.

Несмотря на то что серии переходов на рис. 1 с различными верхними уровнями приводятся к единой относительной шкале без какого бы то ни было допущения о населенности уровней, применимость такого анализа по схеме «чехарда» ограничивается тем, что, как следует из уравнения (3), относительная погрешность при измерении вероятностей переходов накапливается по мере удаления от перехода, являющегося стандартом сравнения. Эту погрешность можно уменьшить, если проводить анализ по схеме, изображенной на рис. 2.

III. АНАЛИЗ ПО СХЕМЕ «ГАЛСТУК БАБОЧКА»

Предположим, что экспериментально получены отношения

$$E_{ab}^x \equiv A_{xa}/A_{xb} = I_{xa}/I_{xb},$$

$$E_{ab}^y \equiv A_{ya}/A_{yb} = I_{ya}/I_{yb},$$

$$A_a^{xy} \equiv A_{xa}/A_{ya} = (W_{ax}/W_{ay})(\lambda_{ay}/\lambda_{ax})^4 g_y/g_x,$$

$$A_b^{xy} \equiv A_{xb}/A_{yb} = (W_{ax}/W_{ay})(\lambda_{by}/\lambda_{bx})^4 g_y/g_x.$$

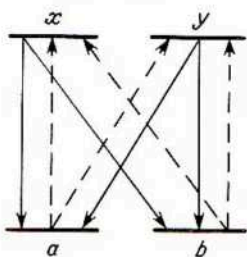


Рис. 2. Радиационные переходы излучения по схеме «галстук бабочка». Сплошной линией отмечены переходы, соответствующие интенсивностям линий излучения, штриховой линией — переходы для линий поглощения.

Из них, как и в предыдущем разделе, можно найти относительные вероятности переходов:

$$A_{ya}/A_{xa} = (1 \pm \Delta E_{ab}^x)/E_{ab}^x,$$

$$A_{ya}/A_{xa} = (1 \pm \Delta A_a^{xy})/A_a^{xy}, \quad (4)$$

$$A_{xa}/A_{xa} = 1.$$

Различие между схемами «чехарда» (рис. 1) и «галстук бабочка» (рис. 2) видно на примере выражения A_{yb}/A_{xa} , которое можно записать двояким образом:

$$A_{yb}/A_{xa} = A_{yb} A_{ya}/A_{ya} A_{xa} = (E_{ab}^y A_a^{xy})^{-1} [1 + (\Delta^2 E_{ab}^y + \Delta^2 A_a^{xy})^{1/2}], \quad (5a)$$

$$A_{yb}/A_{xa} = A_{yb} A_{xb}/A_{xb} A_{xa} = (E_{ab}^x A_b^{xy})^{-1} [1 + (\Delta^2 E_{ab}^x + \Delta^2 A_b^{xy})^{1/2}]. \quad (5b)$$

Существование двух различных выражений (5a) и (5b) означает, что для определения трех относительных вероятностей переходов A_{ul}/A_{xa} имеются четыре экспериментальных измерения отношений интенсивностей линий. Когда количество уравнений превышает число неизвестных, применим метод наименьших квадратов. Выразим сумму χ^2 :

$$\chi_{\text{вт}}^2 = \frac{[(A_{xa}/A_{xb}) - E_{ab}^x]^2}{(E_{ab}^x \Delta E_{ab}^x)^2} + \frac{[(A_{ya}/A_{yb}) - E_{ab}^y]^2}{(E_{ab}^y \Delta E_{ab}^y)^2} + \frac{[(A_{xa}/A_{ya}) - A_a^{xy}]^2}{(A_a^{xy} \Delta A_a^{xy})^2} + \frac{[(A_{xb}/A_{yb}) - A_b^{xy}]^2}{(A_b^{xy} \Delta A_b^{xy})^2}. \quad (6)$$

В соответствии с методом наименьших квадратов примем, что наиболее вероятным решением для A_{ul} является такое, при котором сумма $\chi_{\text{вт}}^2$ минимальна. Из выражения (6) ясно, что сами значения A_{ul} определить нельзя, поскольку все они могут быть умножены на некоторую постоянную, которая не изменяет значения χ^2 . Однако относительные вероятности переходов $A'_{ul} = A_{ul}/A_{xa}$ при $A'_{xa} = 1$ можно найти. Из выражения

$$\chi_{\text{вт}}^2 = \frac{[(1/A'_{xb}) - E_{ab}^x]^2}{(E_{ab}^x \Delta E_{ab}^x)^2} + \frac{[(A'_{ya}/A'_{yb}) - E_{ab}^y]^2}{(E_{ab}^y \Delta E_{ab}^y)^2} + \frac{[(1/A'_{ya}) - A_a^{xy}]^2}{(A_a^{xy} \Delta A_a^{xy})^2} + \frac{[(A'_{xb}/A'_{yb}) - A_b^{xy}]^2}{(A_b^{xy} \Delta A_b^{xy})^2}, \quad (6')$$

полученного из (6) путем замены всех A_{ul} на A'_{ul} , и приняв $A'_{xa} = 1$, можно найти наиболее вероятное значение A'_{ul} хорошо известными методами. Один из них описан в [3].

Главным преимуществом анализа по этой схеме над анализом по схеме «чехарда» является уменьшение погрешности получаемых значе-

ний A'_{il} вследствие усреднения большого количества чисел. Например, если отношения интенсивностей линий излучения и поглощения измеряются с точностью n ‰, то относительная погрешность A'_{yb} в анализе по схеме «чехарда» составляет $1,4n$ ‰, а в анализе по схеме «галстук бабочка» — только n ‰.

Мы описали этот метод на основе простейшей схемы переходов с четырьмя уровнями (рис. 2). Однако преимущества этого метода наиболее очевидны, когда он применяется к большим системам переходов, в которых много таких простейших схем взаимосвязаны общими нижними или верхними уровнями. Все вероятности переходов в такой обширной системе определяются в одной и той же относительной шкале. К тому же степень переопределения быстро возрастает с увеличением размеров схемы. Например, основная схема, изображенная на рис. 2, содержит четыре экспериментальных измерения отношений интенсивностей линий для определения трех неизвестных значений A' ($A'_{xa} = 1$). Схема же, образованная из трех верхних и трех нижних уровней, содержит восемь неизвестных A' , а число измеряемых отношений интенсивностей линий в этом случае равно 18. Всего 12 отношений интенсивностей линий необходимы для определения 8 неизвестных A' , но чем больше число измеряемых отношений, тем с большей точностью вычисляется значение A' при решении методом наименьших квадратов.

Для схем, больших, чем простая схема «галстук бабочка», сумма (6') вычисляется с учетом всех входящих в нее таких простых схем

$$\chi^2 = \sum_{\text{вт}} \chi_{\text{вт}}^2.$$

В знаменателях всех значений A'_{il} для всех простых схем в этой обширной системе оказывается вероятность одного и того же перехода A_{xa} . Число нормальных уравнений, которые решаются методом наименьших квадратов, равно числу неизвестных A'_{il} в схеме (для простейшей схемы оно равно трем). В методе Кардона и др. [3] число нормальных уравнений равно числу неизвестных A'_{il} плюс число верхних и нижних уровней в схеме (т.е. семь для простейшей схемы). Это уменьшение размеров матрицы является главным преимуществом нашей модификации метода, развитого Кардоном и др. [3].

IV. НЕКОТОРЫЕ ПРИМЕРЫ ИЗМЕРЕНИЙ ВЕРОЯТНОСТЕЙ ПЕРЕХОДОВ ДЛЯ ЛИНИЙ FeI

Проиллюстрируем наш метод на основе анализа опубликованных измерений линий поглощения и излучения FeI. Авторы соответствующих работ уже проанализировали эти измерения стандартным образом для определения относительных вероятностей переходов. Мы проведем анализ этих же измерений по схеме «галстук бабочка» и получим результаты, которые существенно отличаются от результатов, полученных авторами работ.

Линии поглощения и излучения FeI, входящие в схему «галстук бабочка» (табл. 1), были измерены соответственно в работах [7, 9]. Хотя в [7] не приведены значения эквивалентных ширинок линий, которые в нашем методе используются для нахождения отношений интенсивностей линий поглощения (см. формулу (2)), там опубликованы относительные вероятности переходов, из которых можно непосредственно найти отношение интенсивностей линий поглощения A_a^{xy} . В работе [7] не дана оценка погрешности, однако в более ранней работе [6] этих авторов в качестве стандартного отклонения от среднего интенсивностей отдельных линий дано значение 8%, и мы на основании их измерений интенсивностей линий поглощения приписали стандартному отклонению от среднего для отношений интенсивностей линий поглощения значение 12%.

Таблица 1

ОТНОСИТЕЛЬНЫЕ ВЕРОЯТНОСТИ ПЕРЕХОДОВ ДЛЯ ЛИНИЙ FeI В ПРОСТОЙ СХЕМЕ «ГАЛСТУК БАБОЧКА» МЕЖДУ ВЕРХНИМИ УРОВНЯМИ $x = y^3F_1$ И $y = y^3F_2$ И НИЖНИМИ УРОВНЯМИ $a = a^2F_1$ И $b = a^2F_2$

Переход	$\lambda, \text{Å}$	$A'_{\text{ВТ}}$	$A'_{\text{СВ}}$	$A'_{\text{СВ}}/A'_{\text{ВТ}}$	$A'_{\text{КК}}$	$A'_{\text{КК}}/A'_{\text{ВТ}}$
xa	3767,19	1	1	1	1	1
xb	3743,36	0,48	0,50	1,1	0,73	1,6
ya	3787,88	0,23	0,22	1,0	0,23	1,0
yb	3763,79	0,90	0,81	0,9	0,14	1,6

Примечания. Экспериментальные значения отношений интенсивностей эмиссионных линий взяты из работы [9], отношения интенсивностей линий поглощения — из работы [7]. Относительные вероятности переходов: $A'_{\text{ВТ}}$ получены по схеме «галстук бабочка» методом наименьших квадратов, $A'_{\text{СВ}}$ — стандартным методом измерений эмиссионных линий [4], $A'_{\text{КК}}$ — стандартным методом измерений линий поглощения [7]. R — отношение, полученное по схеме «галстук бабочка», определенное в тексте. Относительные стандартные отклонения даны в скобках: $E_{\lambda}^x = 2,0$ (0,2); $E_{\lambda}^y = 0,27$ (0,2); $A_{xy}^z = 4,3$ (0,12); $A_{xy}^z = 0,53$ (0,12); $R = 0,91$ (0,32).

Меггерс и др. [9] опубликовали интенсивности линий излучения, необходимые для оценки отношений интенсивностей линий. «Средняя погрешность измерений интенсивностей спектральных линий лежит, вероятно, между 15 и 25%» [9]. Будем считать, что для отношений интенсивностей средняя относительная погрешность составляет 20%. В табл. 1 приведены относительные вероятности переходов $A'_{\text{СВ}}$, полученные по измерениям эмиссионных линий [4] и линий поглощения $A'_{\text{КК}}$ [7]; приведенные значения нормированы к вероятности перехода λ 3767 Å. Здесь же мы приводим и значения $A'_{\text{ВТ}}$, полученные из анализа по схеме «галстук бабочка», описанного выше.

Если допустить, что ошибки в стандартный анализ вносятся скорее всего из-за неверных допущений об относительных населенностях уровней (например, в случае измерения эмиссионных линий, N_x/N_y), то можно ожидать, что полученные ошибочные значения вероятностей переходов будут показывать характерную картину. При измерении линий

излучения два значения вероятностей переходов с одного и того же верхнего уровня должны согласовываться между собой, но вероятность перехода с одного верхнего уровня не должна согласовываться с вероятностью перехода с другого верхнего уровня. Ошибочные оценки населенностей нижних уровней должны приводить соответственно к ошибочным значениям вероятностей переходов, полученных из спектров поглощения. В пятом и седьмом столбцах табл. 1 даны отношения A'_{CB}/A'_{VT} и A'_{KK}/A'_{VT} . Из сравнения этих отношений видно, что в [7] были приняты неправильные относительные населенности двух нижних уровней. Отметим, что неправильные значения населенностей уровней [7] не повлияли на величины A'_{VT} ; последние зависят только от изменений интенсивностей линий [7, 9], сомневаться в которых у нас нет причин. По ряду признаков можно заключить, что измерения интенсивностей [7, 9] действительно лежат в пределах ошибок, указанных в этих работах.

В качестве второго примера рассмотрим табл. 2, содержащую переходы, верхние уровни которых различаются по энергии излучения и которые могут выявить ошибки в населенностях уровней, принятых в [4] при анализе измерений линий излучения. Данные измерений линий поглощения по-прежнему брались из [7]. Характер отношений A'_{CB}/A'_{VT} определенно указывает на неверные относительные населенности, принятые для двух верхних уровней.

Таблица 2

ОТНОСИТЕЛЬНЫЕ ВЕРОЯТНОСТИ ПЕРЕХОДОВ В ПРОСТОЙ СХЕМЕ «ГАЛСТУК БАБОЧКА» ДЛЯ ЛИНИЙ FeI МЕЖДУ ВЕРХНИМИ УРОВНЯМИ $x = x^2F_2^0$ И $y = y^2D_2$ И НИЖНИМИ УРОВНЯМИ $a = a^2F_2$ И $b = a^2F_3$

Переход	$\lambda, \text{Å}$	A'_{VT}	A'_{CB}	A'_{CB}/A'_{VT}	A'_{KK}	A'_{KK}/A'_{VT}
xa	3026,46	1	1	1	1	1
xb	3003,03	0,62	0,55	0,9	0,72	1,2
ya	5446,92	0,047	0,0095	0,20	0,049	1,0
yb	5371,49	0,084	0,019	0,22	0,094	1,1

Примечания. Экспериментальные значения отношений интенсивностей эмиссионных линий взяты из работы [9], отношения интенсивностей линий поглощения — из работы [7]. Относительные вероятности переходов: A'_{VT} получены по схеме «галстук бабочка» методом наименьших квадратов, A'_{CB} — стандартным методом [4] измерений эмиссионных линий, A'_{KK} — стандартным методом измерений линий поглощения [7]. R — отношение, полученное по схеме «галстук бабочка» и определенное в тексте. Относительные стандартные отклонения даны в скобках: $E_{ab}^x = 1,82(0,2)$; $E_{ab}^y = 0,50(0,2)$; $A_{ab}^{xy} = 20,4(0,12)$; $A_{ab}^{yz} = 7,6(0,12)$; $R = 1,36(0,32)$.

В третьем примере (табл. 3) использованы результаты двух важных современных экспериментов: отношения интенсивностей линий поглощения [1] и линий излучения [2]. Мы приняли относительное стандартное отклонение 1% для отношений интенсивностей линий поглощения и 10% для отношений интенсивностей линий излучения. В третьем столбце кроме вероятностей переходов из [1, 2] приводятся также отношения этих значений к значениям, полученным при анализе по схеме «галстук бабочка». Из данных пятого столбца следует, что населенности

Таблица 3

ОТНОСИТЕЛЬНЫЕ ВЕРОЯТНОСТИ ПЕРЕХОДОВ ДЛЯ ЛИНИЙ FeI В ПРОСТОЙ СХЕМЕ «ГАЛУСТУК БАБОЧКА» МЕЖДУ ВЕРХНИМИ УРОВНЯМИ $x = z^3P_2$ И $y = y^5D_2$ И НИЖНИМИ УРОВНЯМИ $a = a^5F_2$ И $b = a^5F_3$

Переход	$\lambda, \text{Å}$	A'_{VT}	A'_V	A'_B/A'_{VT}	A'_{VK}	A'_{VK}/A'_{VT}
xa	3850,81	1	1	1	1	1
xb	3812,96	4,69 (0,07)	4,77	1,02	4,88	1,04
ya	3872,50	6,33 (0,01)	6,32	1,00	4,62	0,73
yb	3834,22	26,8 (0,07)	27,3	1,02	18,8	0,70

Примечания. Экспериментальные значения отношений интенсивностей эмиссионных линий взяты из работы [2], отношения интенсивностей линий поглощения — из работы [1]. Относительные вероятности переходов: A'_{VT} получены по схеме «галстук бабочка» методом наименьших квадратов, A'_{VK} — методом измерений эмиссионных линий [2], A'_B — по измерениям линий поглощения методом [1]. R-отношение, полученное по схеме «галстук бабочка» и определенное в тексте. Относительные стандартные отклонения даны в скобках: $E_{ab}^x = 0,205(0,1)$; $E_{ab}^y = 0,246(0,1)$; $A_{ab}^x = 0,158(0,01)$; $A_{ab}^y = 0,175(0,01)$; $R = 0,92(0,14)$.

нижних уровней, принятые в [1] для линий поглощения, согласуются с интенсивностями линий излучения. В [2] измерения времен жизни уровней использовались для приведения к абсолютным значениям везде, где это было возможно, и из анализа данных седьмого столбца можно заключить, что времена жизни, которые они использовали для верхних уровней (z^3P_2 и y^5D_2), не согласуются с отношениями интенсивностей линий поглощения.

V. НЕОПРЕДЕЛЕННОСТИ, ОБУСЛОВЛЕННЫЕ МЕТОДОМ НАБЛЮДЕНИЙ

В спектрах излучения интенсивность испущенных фотонов I_{ul} отличается от наблюдаемой интенсивности I_{ul}^{obs} на величину, являющуюся произведением некоторого геометрического коэффициента и коэффициента квантовой эффективности спектрометра $\epsilon(\lambda_{ul})$. В отношении E_{ab}^y (см. формулу (1)) геометрический коэффициент сокращается, но квантовая эффективность остается:

$$E_{ab}^y = (I_{ya}^{obs}/I_{yb}^{obs}) \epsilon(\lambda_{yb})/\epsilon(\lambda_{ya}).$$

За исключением самых слабых линий, неопределенность в $\epsilon(\lambda)$ вносит наибольший вклад в относительную неопределенность ΔE_{ab}^y .

Квантовую эффективность спектрометра обычно определяют, регистрируя излучение стандартного источника равновесного излучения, тогда неопределенность в $\epsilon(\lambda)$ обусловлена неопределенностью δT температуры источника равновесного излучения. Однако отношение $\epsilon(\lambda_1)/\epsilon(\lambda_2)$ зависит только от формы, или от изменений с длиной волны, спектра источника равновесного излучения, а форма спектра абсолютно

черного тела менее чувствительна к δT , чем абсолютные измерения излучения. Для выпускаемых промышленностью стандартных источников равновесного излучения ламп накаливания с вольфрамовыми нитями δT приводит к неопределенности излучения R , величина которой зависит от длины волны, но обычно составляет около 5%:

$$R^{-1}(\partial R/\partial T)\delta T \approx 5\%.$$

Следовательно, нижний предел неопределенности в $\varepsilon(\lambda)$ и в измерениях интенсивности какой-либо линии также 5%. Однако неопределенность в отношении $\varepsilon(\lambda_1)/\varepsilon(\lambda_2)$ дается выражением

$$[1 - (\lambda_1/\lambda_2)] R^{-1}(\partial R/\partial T)\delta T.$$

Эта приведенная неопределенность всегда меньше, чем оценка, полученная из соотношений δI для двух линий. В благоприятных случаях точность отношений эмиссионных линий приближается к точности отношений линий поглощения, которые полностью свободны от влияния квантовой эффективности детектора.

VI. САМОСОГЛАСОВАННОСТЬ ДАННЫХ НАБЛЮДЕНИЙ

Как впервые указали Кардон и др. [3], равенство выражений (5a) и (5b) накладывает некоторые ограничения на данные наблюдений. Деля формулу (5a) на (5b), получим

$$E_{ab}^x A_b^{xy}/E_{ab}^y A_a^{xy} = 1 \pm (\Delta^2 E_{ab}^x + \Delta^2 E_{ab}^y + \Delta^2 A_a^{xy} + \Delta^2 A_b^{xy})^{1/2}. \quad (7)$$

Это отношение для схемы «галстук бабочка» является абсолютно общим и справедливо, если нет ошибок в самих наблюдениях интенсивностей. Оно является своеобразным полезным ситом для отсеивания ошибочных значений перед заключительным анализом методом наименьших квадратов. Ошибки, такие, как блендирование близких линий, которые трудно обнаружить другими способами, выявляются при анализе по схеме «галстук бабочка», поскольку погрешности редко влияют на спектры поглощения и излучения одинаковым образом.

В примерах для линий FeI, рассмотренных выше, значение отношения $R(1 \pm \Delta R)$ вычислялось по схеме «галстук бабочка» по отношениям интенсивностей, полученных экспериментально. В этих примерах R отличается от единицы на величину, согласующуюся с относительным стандартным отклонением ΔR , откуда следует, что оригинальные фотометрические измерения являются самосогласованными даже тогда, когда вероятности переходов, полученные авторами различных работ, не согласуются между собой.

Хотя неопределенности, обусловленные методами наблюдений, ограничивают чувствительность этого критерия, эти неопределенности меньше, чем, казалось бы, следует из выражения (7), где основной вклад

в неопределенность измерений эмиссионных линий сокращается. Отношение (7) содержит множитель $[\varepsilon(\lambda_{xb})/\varepsilon(\lambda_{xa})][\varepsilon(\lambda_{ya})/\varepsilon(\lambda_{yb})]$, который в свою очередь зависит от равновесного излучения через множитель

$$[R(\lambda_{xa})/R(\lambda_{xb})][R(\lambda_{yb})/R(\lambda_{ya})] = [(\lambda_{xa}\lambda_{yb})/(\lambda_{xb}\lambda_{ya})]^5.$$

Эта комбинация факторов излучения не зависит от температуры нити накаливания. Следовательно, неопределенности значения температуры не влияют на неопределенность отношения, полученного по схеме «галстук бабочка».

VII. РЕЗЮМЕ

Относительные интенсивности пар линий, измеренные в излучении и поглощении, определяют относительные вероятности переходов этих линий без какого-либо допущения о населенностях уровней в спектре линий поглощения или (более неопределенно) источнике излучения. Мы показали, что неверные допущения о населенностях уровней испортили результаты некоторых важных экспериментов. Точность и надежность относительных вероятностей переходов, вычисленных путем комбинированной спектрофотометрии линий поглощения и излучения, подкрепляются следующими соображениями:

1. Измерение двумя различными методами позволяет легко обнаружить экспериментальные ошибки, такие, как близкие бленды. Соотношение (7), вытекающее из анализа по схеме «галстук бабочка», является удобным критерием согласованности измерений линий поглощения и излучения.

2. Степень переопределения в схеме «галстук бабочка» уменьшает статистические неопределенности.

3. Отношение интенсивностей двух линий излучения можно измерить более точно, чем интенсивность отдельной линии, если в качестве источника излучения используется стандартный источник излучения абсолютно черного тела.

Предложенный здесь метод применим к большой системе переходов, включая измерения из различных экспериментов. Анализ методом наименьших квадратов становится весьма трудоемким для больших систем; эта математическая трудность значительно уменьшится, если в качестве входных данных эксперимента использовать отношения интенсивностей.

ЛИТЕРАТУРА

1. Blackwell D. E., Petford A. D., Shallis M. J. Mon. Not. Roy. Astron. Soc., **186**, 657, 1979.
2. Bridges J. M., Kornblith R. L. Astrophys. J., **192**, 793, 1974.
3. Cardon B. L., Smith P. L., Whaling W. Phys. Rev. A, **20**, 2411, 1979.

4. *Corliss C.H., Bozman W.R.* Natl. Bur. Stand. (U.S.) Monog. 53, 1962.
5. *Huber M.C.E., Parkinson W.H.* Astrophys. J., **172**, 229, 1972.
6. *King R.B., King A.S.* Astrophys. J., **82**, 377, 1935.
7. *King R.B., King A.S.* Astrophys. J., **87**, 24, 1938.
8. *Ladenburg R.* Rev. Mod. Phys., **5**, 243. См. также *Nodwell R.A., Meyer J., Jacobson T.* Quant. Spectrosc. Radiat. Transfer, **10**, 335, 1970; *Pery-Thorne A., Chamberlain J.E.* Proc. Phys. Soc. London Sect. A, **82**, 133, 1963.
9. *Meggers W.M.F., Corliss C.H., Scribner B.F.* Natl. Bur. Stand. (U.S.) Monog. 32, 1961.
10. *Withbroe G.L.* Natl. Bur. Stand. (U.S.) Spec. Publ., **353**, 127, 1971.

НЕКОТОРЫЕ КОРОТКОЖИВУЩИЕ НУКЛИДЫ В РАННЕЙ СОЛНЕЧНОЙ СИСТЕМЕ – СВЯЗЬ С ИСХОДНОЙ МЕЖЗВЕЗДНОЙ СРЕДОЙ

Г. Дж. Вассербург, Д. А. Папанастасиу

Огонь сквозь пантагрюэлион сожжет и испепелит тело и кости, а сам пантагрюэлион не истлеет, не сгорит, не потеряет ни единого атома из пепла, находящегося внутри него, и не пропустит ни единого атома из пепла костерного, и выйдет он в конце концов из огня еще прекраснее, еще белее, еще чище, чем когда вы его бросали в костер.

Франсуа Рабле, Гаргантюа и Пантагрюэль,
Третья книга, гл. 52, 1532. (Перевод Н. Любимова.)

I. ВВЕДЕНИЕ

В последнее время значительный интерес был проявлен к промежутку времени между последними событиями нуклеосинтеза, предшествовавшими изоляции протосолнечной туманности, и образованием твердых тел в Солнечной системе. Ключом к исследованию этого промежутка времени являются радиоактивные нуклиды, которые могли образоваться в таких процессах и войти в состав вещества протосолнечной туманности. Излагая этот вопрос, мы попытаемся представить основные этапы исследований в их исторической последовательности. Такое изложение, возможно, будет страдать избытком подробностей. Мы начнем с краткого обзора состояния вопроса до начала работы с метеоритом Альенде, после чего изложим основные экспериментальные результаты и теоретические идеи, связанные с метеоритом Альенде. Затем рассмотрим основные этапы, приведшие к открытию исчезнувшего изотопа ^{26}Al , и подробно изложим результаты наблюдений и теоретических концепций, касающихся взаимосвязи между ^{24}Mg – ^{26}Mg , ^{26}Al и ^{27}Al . Особое внимание будет уделено ^{26}Al , как самому короткоживущему нуклиду, присутствие которого в Солнечной системе в прошлом надежно установлено. Мы рассмотрим также ситуацию с ^{107}Pd , включая последние исследования, и свидетельства в пользу позднего образования трансурановых элементов. Все эти результаты будут использованы для построения упрощенной изотопной хронологии периода между последним событием нуклеосинтеза и образованием некоторых тел Солнечной системы.

Если среднее время жизни радиоактивного нуклида $1/\lambda$, то отношение содержания этого нуклида N_λ к содержанию стабильного нуклида N_S в момент образования некоторого тела в изолированной протосол-

нечной туманности определяется выражением $N_\lambda(0)\exp(-\lambda\Delta)/N_S(0)$. Здесь $N_\lambda(0)/N_S(0)$ — отношение содержаний непосредственно после последнего процесса нуклеосинтеза и Δ — промежуток времени между последним процессом нуклеосинтеза и моментом образования объекта. Можно считать, что к современной эпохе радиоактивные ядра полностью исчезли по отношению к любому более позднему процессу нуклеосинтеза, если $1/\lambda \leq 32 \cdot 10^6$ лет, поскольку из одной солнечной массы подобных ядер, возникших $4,5 \cdot 10^9$ лет назад, к современной эпохе не должно остаться ни одного ядра. Три схемы радиоактивного распада играли ведущую роль при оценках характерного времени Δ . Это схемы ^{129}I , ^{107}Pd и ^{26}Al . Список некоторых радиоактивных ядер и продуктов их распада приведен в табл. 1. Основные проблемы, возникающие при поиске доказательств исчезновения к настоящему времени того или иного нуклида, таковы: 1) найти объекты, сохранившиеся и не претерпевшие существенных изменений с ранних стадий эволюции Солнечной системы; 2) установить наличие избытка дочерних нуклидов; 3) показать, что распределение избытка дочернего нуклида таково, как если бы он обладал химическими свойствами родительского нуклида. Необходимо, конечно, показать, что подобные дочерние ядра не являются продуктами бомбардировки космическими лучами на протяжении эволюции Солнечной системы. Строго доказать существование и оценить исходное содержание нуклидов, исчезнувших к настоящему времени, конечно, трудно. Чтобы рассчитывать на обнаружимые эффекты, необходимо найти такие вещества, в которых содержание родительских ядер по отношению к первоначальному содержанию дочерних ядер было достаточно высоким и избыток дочерних ядер был измерим. Отношение числа радиоактивных родительских ядер N_λ с постоянной полураспада λ к числу первичных ядер дочернего элемента $N_D(0)$ является мерой вклада радиоактивного распада в содержание изотопа D . В табл. 1 приводятся изменения содержаний, которые должны возникнуть в результате распада родительских ядер в веществе солнечного химического состава при $\Delta = 3 \cdot 10^6$ и $1,6 \cdot 10^8$ лет и при $N_\lambda(0)/N_D(0) = 10^{-2}$. Последнее отношение означает, что к моменту завершения нуклеосинтеза число короткоживущих родительских ядер, еще не успевших распасться, соответствует 1% полного числа дочерних ядер (к примеру, 1% всех ядер ^{26}Mg присутствовал в виде ^{26}Al и т.д.). При постоянной скорости нуклеосинтеза в течение времени T это отношение должно стать равным $N_\lambda(0)/N_D(0) \sim P_\lambda/\lambda TP_D$. Предположив, что скорости образования ядер P_λ , P_D одинаковы, получим, что за время $T = 5 \cdot 10^9$ лет отношение $N_\lambda(0)/N_D(0)$ должно стать равным $3 \cdot 10^{-5}$ для наибольшего рассматриваемого здесь значения $1/\lambda$. Значения $1/\lambda T$ для различных схем распада приведены в табл. 1. Ясно, что после уменьшения числа родительских ядер в $\exp(-\lambda\Delta)$ раз ни для одной разновидности ядер не будет достигнут избыток 0,5% по сравнению с общим содержанием на Солнце при $\Delta = 1,6 \cdot 10^8$ лет. Чтобы наблюдался значительный эффект ($> 1\%$), необходимо найти объекты с повышенным содержанием родительских ну-

Таблица 1

КОРОТКОЖИВУЩИЕ НУКЛИДЫ

Ядро	Продукт распада	$\tau_{1/2}$, 10^6 лет	$(\lambda T)^{-1^a}$	N_s/N_D^b	
				$\Delta = 3 \cdot 10^6$ лет	$\Delta = 1,6 \cdot 10^8$ лет
^{41}Ca	^{41}K	0,1	$0,3 \cdot 10^{-4}$	$9 \cdot 10^{-12}$	—
$^{60}\text{Fe}^c$	^{60}Ni	0,3	$0,9 \cdot 10^{-4}$	$1 \cdot 10^{-5}$	—
$^{26}\text{Al}^z$	^{26}Mg	0,72	$2,1 \cdot 10^{-4}$	$6 \cdot 10^{-4}$	10^{-69}
$^{53}\text{Mn}^d$	^{53}Cr	3,7	$1,1 \cdot 10^{-3}$	$6 \cdot 10^{-3}$	10^{-15}
$^{107}\text{Pd}^d$	^{107}Ag	6,5	$1,9 \cdot 10^{-3}$	$7 \cdot 10^{-3}$	$4 \cdot 10^{-10}$
$^{205}\text{Pb}^e$	^{205}Tl	14	$4,0 \cdot 10^{-3}$	$9 \cdot 10^{-3}$	$3,6 \cdot 10^{-6}$
$^{247}\text{Cm}^e$	^{235}U	16	$4,6 \cdot 10^{-3}$	$9 \cdot 10^{-3}$	$1 \cdot 10^{-5}$
$^{129}\text{I}^z$	^{129}Xe	17	$4,9 \cdot 10^{-3}$	$9 \cdot 10^{-3}$	$1,5 \cdot 10^{-5}$
$^{244}\text{Pu}^z$	^{232}Th , SF	82	$2,4 \cdot 10^{-2}$	$1 \cdot 10^{-2}$	$2,6 \cdot 10^{-3}$
$^{146}\text{Sm}^e$	^{142}Nd	103	$3,0 \cdot 10^{-2}$	$1 \cdot 10^{-2}$	$3,4 \cdot 10^{-3}$

^a Для $T = 5 \cdot 10^9$ лет.

^b Для $N_s(0)/N_D(0) = 10^{-2}$ и $N_s/N_D = 10^{-2} \exp(-\lambda\Delta)$.

^c Необходимо исследование.

^d Явные и многочисленные данные.

^e Убедительные данные.

^f Спорные данные.

кливо относительно дочерних по сравнению со средними содержаниями на Солнце. Кроме того, очевидно, что для таких ядер, как ^{26}Al , ^{107}Pd и т. п., ничего не удастся наблюдать, если $\Delta \gg 3 \cdot 10^6$ лет, даже при повышенном содержании. В этой главе мы опишем ситуацию с ^{129}I и ^{244}Pu , но главное внимание сосредоточим на недавних исследованиях более короткоживущих нуклидов и продуктов их распада.

Первые поиски короткоживущих ядер были стимулированы работами Зюсса, Юри и Брауна в конце 1940-х—начале 1950-х годов (ср. [89, 90]). Одной из важных задач, выдвинутых Юри [162], была задача понять механизм плавления небольших тел, из которых образовались метеориты. Это было необходимо, чтобы понять образование эвкритов, которые со всей очевидностью являются следствием процессов плавления на малой планете. Если эти метеориты—очень древние объекты (что не было ясно в то время) и если они не образовались в результате плавления, обусловленного столкновениями, то для генерации тепла, необходимого, чтобы расплавить планету, очевидно, необходимо достаточное количество короткоживущих нуклидов. Среди нескольких кандидатов был ^{26}Al , который только что был открыт [151]. Эта идея породила ряд статей, в которых обсуждались следствия такого источника нагрева и иногда предлагались механизмы образования ^{26}Al (ср. [50, 138]). Поскольку ядро ^{26}Al , вообще говоря, не играет заметной роли в общих схемах нуклеосинтеза в звездах, каких-либо попыток обнаружить продукты его распада в метеоритах не предпринималось. Первой серьезной попыткой разобраться в проблеме ^{26}Al была работа Кларка и др. [27],

изучивших в нескольких хондритах и ахондритах изотопный состав Mg в полевых шпатах (табл. 2) с высокими отношениями Al/Mg. Они сообщили об обнаружении в нескольких образцах аномалий изотопного состава Mg. Однако оказалось, что вследствие трудностей, связанных с методами анализа, результаты этих авторов были ошибочными.

Таблица 2

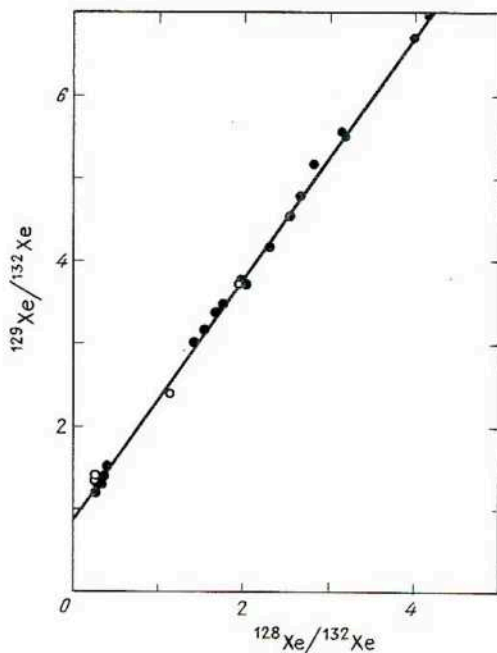
ИЗБРАННЫЕ МИНЕРАЛЫ И ИХ ХИМИЧЕСКИЕ ФОРМУЛЫ	
Название минерала	Химическая формула ^a
Гибонит	$\text{CaAl}_{12}\text{O}_{19} - \text{CaMg}_x\text{Ti}_x\text{Al}_{12-2x}\text{O}_{19}^b$
Мелилит	$\text{Ca}_2\text{Al}_2\text{SiO}_7(\text{Ge}) - \text{Ca}_2\text{MgSi}_2\text{O}_7(\text{Ak})^{b,s}$
Шпинель	MgAl_2O_4
Пироксен	$\text{Ca}(\text{Mg}, \text{Al}, \text{Ti})(\text{Si}, \text{Al})_2\text{O}_6$ (фассаит) $\text{CaFeSi}_2\text{O}_6$ (геденбергит)
Плагиоклаз	$\text{CaAl}_2\text{Si}_2\text{O}_8 - \text{NaAlSi}_3\text{O}_8$
Гранат	$\text{Ca}_3\text{Al}_2\text{Si}_3\text{O}_{12}$ (гроссуляр) $\text{Mg}_3\text{Al}_2\text{Si}_3\text{O}_{12}$ (пироп)
Нефелин	NaAlSiO_4
Содалит	$3\text{NaAlSiO}_4 \cdot \text{NaCl}$

^a Большинство минералов являются твердыми растворами и представляют собой линейные смеси по крайней мере указанных конечных членов ряда.
^b Замещение двух атомов Al парой Mg + Si ($0 \leq x \leq 7$).
^s Ge = геленит; Ak = окерманит.

Еще одним короткоживущим ядром, привлечшим внимание, был изотоп ^{107}Pd . Этот изотоп можно использовать для определения возраста железных метеоритов с большим избытком Pd по сравнению с Ag. Работы в этом направлении были начаты Юри, которого не удовлетворили отрицательные результаты поиска ^{129}I [169]. Хесс, Маршалл и Юри [64] показали, что в одном из железных метеоритов изотопный состав серебра аналогичен земному. В последующих работах после открытия Рейнольдсом избытка ^{129}Xe (избыток изотопа будет обозначаться звездочкой *) Мерти [119, 120] сообщил об обнаружении в нескольких метеоритах избытка ^{107}Ag . Однако потом было показано [19, 39], что эти результаты ошибочны. История исследований короткоживущих ядер изобилует резкими поворотами и противоречивыми результатами. Это замечание можно отнести к исследованиям изотопных аномалий вообще, и причина, по-видимому, коренится в вере некоторых исследователей в универсальный характер изотопных вариаций в природе. Несомненно, часто недооценивались и степень сложности эксперимента, и его точность. Тем не менее эти первые неуверенные шаги были все же первыми шагами к существенным результатам.

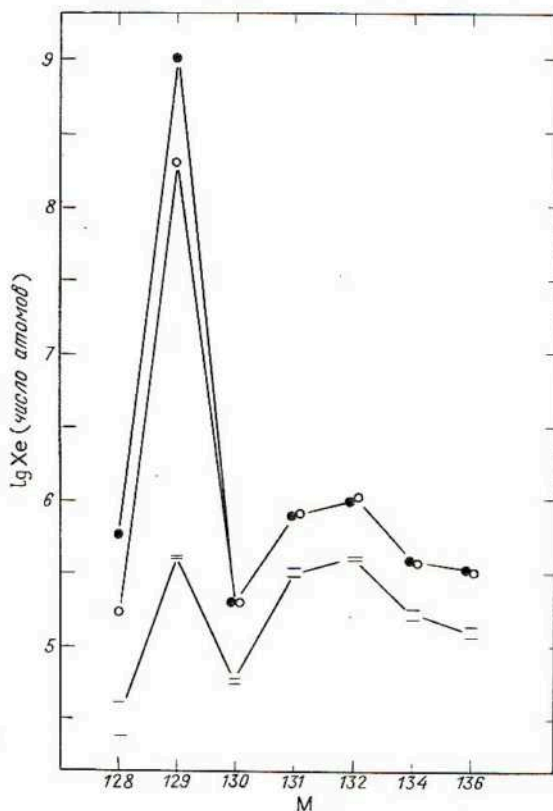
После серии отрицательных результатов [143, 169] первое четкое свидетельство в пользу существования исчезнувшего нуклида было приведено Рейнольдсом [141], который обнаружил значительный избыток изотопа ^{129}Xe в метеорите Ричардтон. Избыток изотопа ^{129}Xe выявляется путем измерения изотопного состава Xe в метеорите: содержание ^{129}Xe оказывается в сильном избытке по отношению к другим изотопам. Впоследствии Джеффри и Рейнольдс показали [73], что избыток ^{129}Xe в метеоритах коррелирует с ^{127}I . Этот результат был получен при облучении метеоритных образцов медленными нейтронами, в результате чего возникало существенное количество ^{128}Xe ($n + ^{127}\text{I} \rightarrow ^{128}\text{I} + \gamma$, $^{128}\text{I} \rightarrow ^{128}\text{Xe} + \beta + \nu$). Нагревая образцы до различных температур, они [73] обнаружили, что наблюдаемое отношение $^{129}\text{Xe}/^{132}\text{Xe}$ коррелирует с отношением $^{128}\text{Xe}/^{132}\text{Xe}$ (рис. 1). Поскольку отношение $^{128}\text{Xe}/^{132}\text{Xe}$ в необлученном метеорите очень мало, эта корреляция показывала, что высокие значения данного отношения обеспечиваются теми узлами кри-

Рис. 1. Отношение $^{129}\text{Xe}/^{132}\text{Xe}$ как функция отношения $^{128}\text{Xe}/^{132}\text{Xe}$ для нескольких метеоритов, в которых в результате облучения в реакторе образовался ^{128}Xe из ^{127}I . Изотопы ^{129}Xe и ^{132}Xe первоначально присутствовали в метеорите до облучения. Данные получены путем ступенчатого нагрева образцов и измерения изотопного состава выделившегося Xe. Налицо прекрасная корреляция, демонстрирующая связь между ^{129}Xe и I. Точки, полученные при более низких температурах, могут иметь большую дисперсию. Черные точки — $T > 1100^\circ\text{C}$, кружки — $T_j \leq T \leq 1100^\circ\text{C}$. (По [69].)



сталлической решетки, которые содержат I и ^{128}Xe , образовавшиеся в результате лабораторного облучения нейтронами. Хотя вариации Xe широко распространены, избыток ядер $^{129}\text{Xe}^*$ и корреляция с I, установленная при вариациях температуры, ясно свидетельствовали, что исследователи имеют дело с процессом распада ^{129}I в метеорите. Поэтому считается, что отношение $^{129}\text{Xe}^*/^{127}\text{I}$ равно отношению $^{129}\text{I}/^{127}\text{I}$ (в момент Δ), и было найдено, что типичное его значение составляет $\sim 10^{-4}$. Позднее эти исследования были дополнены предварительным отбором из метеорита таких хондр (размером около 1 см), которые, как было известно из химического и минералогического анализа,

Рис. 2. Логарифмы числа атомов отдельных изотопов ксенона по измерениям в сферических хондрах, состоящих из фаз, богатых летучими соединениями и содержащих в большом количестве Cl, W и I. Исследовались образцы, представляющие оторочку хондры (0,33 мг; черные кружки) и ее ядро (0,44 мг; светлые кружки). Содержания: $^{129}\text{Xe} = 3 \cdot 10^{12}$ атом/г, $^{132}\text{Xe} = 1,3 \cdot 10^9$ атом/г; $^{129}\text{Xe}/^{127}\text{I} = 1 \cdot 10^{-4}$. Эти данные демонстрируют наличие в богатом иодом веществе почти чистого ^{129}Xe . На рисунке показан также уровень загрязнения ксенона, обусловленный процедурами экстракции образца и масс-спектрометрии. (По [170].)

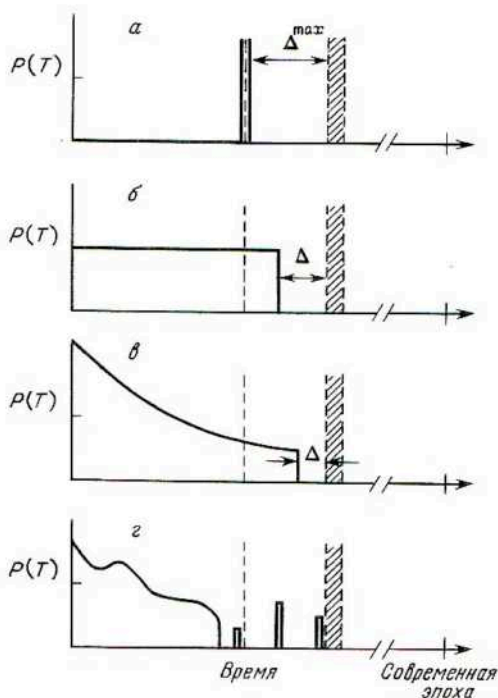


имеют сильно повышенное содержание галогенов (Cl, Br и I). Результаты этого исследования [170] представлены на рис. 2, на котором по оси ординат отложен логарифм числа атомов каждого изотопа. Выделенный из метеорита ксенон состоит почти исключительно из ^{129}Xe , и это означает, что богатый иодом кристалл в веществе ранней Солнечной системы, кристаллизовавшемся из расплава, содержал в большом количестве почти чистый изотоп ^{129}I . Этот образец тоже имеет отношение $^{129}\text{Xe}^*/^{127}\text{I} = 1,0 \cdot 10^{-4}$. Такое значение весьма характерно для разных типов метеоритов (углистых хондритов, обычных хондритов, некоторых железных метеоритов и базальтовых ахондритов) [74, 124, 125, 132, 181]. Из того факта, что Xe улетучивается при небольшом повышении температуры, следует, что наблюдавшиеся значения отношения $^{129}\text{Xe}^*/^{127}\text{I}$ обусловлены ранним переходом некоторого количества I, содержащего ^{129}I , в кристаллическую фазу, тогда как подавляющая часть Xe в первичной туманности оставалась в газовой фазе. Очевидно также, что отношение $^{129}\text{Xe}^*/^{127}\text{I}$ могло уменьшиться по сравнению с некоторым исходным состоянием в результате потери Xe при перекристаллизации или нагревании вещества. Если предположить, что в Солнечной системе было $^{129}\text{I}(\Delta)/^{127}\text{I}(\Delta) \approx 2 \cdot 10^{-4}$ и что распределение изотопов в туманности было однородным, то отношение $^{129}\text{Xe}^*/^{127}\text{I}$ можно использовать для изотопной хронологии, полагая $(^{129}\text{Xe}^*/^{127}\text{I})_G = 2 \cdot 10^{-4} \exp(-\lambda G) = ^{129}\text{I}(0)/^{127}\text{I}(0) \exp[-\lambda(\Delta + G)]$, где G — промежуток времени между некоторым исходным моментом, от которого ведется отсчет (например, моментом Δ), и моментом «образования» или «дегазации» метеорита [69, 132, 142]. Из этого факта, что различные экспериментальные значения $^{129}\text{Xe}^*/^{127}\text{I}$ весьма близки, следует, что длительность временного интервала Δ довольно ограничена ($\sim 2 \cdot 10^7$ лет). Исходя из оценок скорости образования ^{129}I и ^{127}I и наблюдаемого значения $^{129}\text{I}/^{127}\text{I} \approx 10^{-4}$, удалось получить довольно точные оценки Δ в предположении, что нуклеосинтез шел с относительно постоянной скоростью, а затем прекратился (рис. 3). Однако модели, в которых нуклеосинтез был сильно прерывистым, дают гораздо более широкий класс решений для Δ (рис. 3, з) [67, 149, 168, 180]. При отсутствии других данных, кроме данных о радиоактивности с $1/\lambda < 1,7 \cdot 10^7$ лет, единственная аргументация, которую можно использовать для оценки Δ , опиралась на представления о характерном времени звездообразования, перемешивания свежесинтезированного вещества со старым и о вкладе «последнего» процесса нуклеосинтеза по сравнению с нуклеосинтезом, протекавшим с гораздо большим характерным временем эволюции Галактики.

Более 15 лет ситуация оставалась неизменной: общепринятой была точка зрения, согласно которой промежуток времени между последней стадией нуклеосинтеза и образованием Солнечной системы составил $\Delta \sim 1,6 \cdot 10^8$ лет. Единственное указание на то, что такое Δ слишком велико, давали оценки отношения $^{244}\text{Pu}/^{232}\text{Th}$ [171, 172]. Однако высокое значение отношения $^{244}\text{Pu}/^{232}\text{Th} \approx 0,014$ вполне можно объяснить хими-

ческим фракционированием Рu и Th при кристаллизации фосфатов в метеоритах. Все попытки обнаружить исчезнувшие нуклиды, кроме ^{129}I , были безрезультатными (см. обзоры [147, 183], а также [134]). Примечательно, что против такого длительного характерного времени не было выдвинуто ни одного сильного теоретического аргумента, опирающегося на другие астрофизические соображения. По-видимому, укреплению доверия к этой интерпретации способствовало то обстоятельство, что данное значение Δ совпадает с промежутком времени между прохождением Солнечной системы через спиральные рукава. Видимая изотопная однородность солнечного вещества тоже, несомненно, сыграла значительную роль в утверждении точки зрения, что между эпохами нуклеосинтеза и образования Солнечной системы прошло до-

Рис. 3. Диаграмма, показывающая скорость нуклеосинтеза $P(T)$ относительно исходного уровня, начиная с которого дочерний изотоп исчезнувшего радиоактивного нуклида начинает удерживаться в веществе. a — весь нуклеосинтез происходит в один прием и промежуток времени между этим событием и началом удержания дочернего изотопа равен Δ^{max} ; b — постоянная скорость нуклеосинтеза с $\Delta < \Delta^{\text{max}}$; β — постоянная скорость нуклеосинтеза монотонно убывает, и Δ меньше, чем в случаях (a) и (b); z — скорость нуклеосинтеза в целом убывает, отдельные «всплески» в начальный период неразрешимы по времени, но за ними следует серия разрешимых дискретных процессов, причем последний такой процесс очень близок к моменту начала удержания дочернего изотопа.



статочного времени ($\sim 2 \cdot 10^8$ лет), чтобы газ и пыль, образовавшиеся в различных звездах, успели полностью перемешаться. Возможность непосредственной связи между образованием Солнечной системы и вспышкой сверхновой давно рассматривалась несколькими исследователями (ср. [126]) и широко исследовалась Камероном [15]. В последнее время было установлено, что образование массивных звезд с короткими временами жизни ($< 10^7$ лет) в ОВ-ассоциациях тесно связано с темными газо-пылевыми облаками. Характерной особенностью таких областей оказались расширяющиеся газовые оболочки, и они могут служить индикаторами областей звездообразования в межзвездной среде [62, 63]. Не прекращавшееся стимулирующее взаимодействие экспериментаторов и теоретиков не позволяло отбросить и альтернативные возможности. Однако из-за отсутствия явных наблюдательных свидетельств о более коротком характерном времени альтернативным моделям, в которых для объяснения наблюдаемого отношения $^{129}\text{I}/^{127}\text{I} \sim \sim 10^{-4}$ предполагалось недавнее поступление свежесинтезированных ядер в старое межзвездное вещество, уделялось мало внимания. Здесь сыграло роль интуитивное понимание того, что если окажется, что Солнечная система содержит значительное количество вещества, синтезированного в результате нескольких недавних событий, то солнечные содержания элементов неприменимы для моделей общей эволюции Галактики. Действительно, основной вопрос заключается в том, являются ли содержания ядер в Солнечной системе адекватным отражением средних галактических распространенностей приблизительно 4,5 млрд. лет назад.

Открытию исчезнувших короткоживущих ядер способствовали два обстоятельства: развитие экспериментальных методов и выявление объектов, сохранившихся с той эпохи, когда Солнечная система только начинала эволюционировать. Это позволило приподнять завесу, скрывавшую ранние стадии эволюции Солнечной системы и ее непосредственную связь с нуклеосинтезом в Галактике. На смену нескольким десятилетиям догадок и намеков, реальных и воображаемых открытий пришла ситуация, когда наука располагает некоторым количеством ясных, хотя и небольших окон в прошлое. Исследования в этой новой области только начинаются.

Представление о том, что очень древние остатки процесса образования Солнечной системы могли хорошо сохраниться до наших дней, наталкивает на некоторые мифологические аналогии. Задача заключается в том, чтобы отыскать некие космические зародыши, которые были завернуты в волшебные листья пантагрюэлиона, благодаря чему им удалось пережить все перипетии огня и времени. Так что теперь можно предположить, что они перенесли лишь нагрев, но при этом сохранили свой первозданный вид и не были загрязнены пеплом костра, в котором пеклись [136].

II. МЕТЕОРИТ АЛЬЕНДЕ И МЕТОДЫ ИССЛЕДОВАНИЙ

Наиболее важными экспериментальными достижениями были: 1) разработка высокочувствительного масс-спектрометра, позволяющего определять содержания изотопов со сверхвысокой точностью; 2) усовершенствованные сверхчистые методы химического анализа; 3) методы приготовления и разделения образцов с характерными свойствами. Для анализа взвешенного вещества все эти методы должны применяться в совокупности. Существенное развитие этих методов описано в работах [84, 104, 129, 157, 176]. Вместе с имевшимися методами микроанализа благородных газов [140] и с хорошо разработанным методом химического анализа электронных микропроб — анализа с помощью сканирующего электронного микроскопа (ср. с [80, 118]) они составляют основной арсенал методов исследований.

Анализ результатов, обзор которых будет дан в этой главе, покажет, что для исследования образцов взвешенного вещества необходимы точные и надежные экспериментальные данные, получаемые разнообразными методами. Новые методы должны подвергаться строгой проверке, прежде чем их можно будет успешно применять, а «старые» методы должны поддерживаться на самом высоком уровне. Универсального инструмента, который мог бы обеспечить быстрое и точное измерение как изотопного, так и химического состава, не может быть, хотя часто трудно удержаться от желания обзавестись таким Панургом. В будущем, как и прежде, несомненно потребуется совместное аккуратное применение многих различных методов и ясное понимание комплексного характера эволюции метеоритов.

Метеорит Альенде, найденный Пуэблито де Альенде 8 февраля 1969 г. близ Идальго-дель-Парраль (Мексика), преподнес научному сообществу богатый материал с ясным клеймом ранней Солнечной системы. Этот метеорит представляет собой агломерат многих различных объектов, сформировавшихся в разных физических условиях. Среди других обломков мелкозернистой основной массы (матрицы) и нормальных оливино-пироксеновых хондр имеются белые хондры с крупными кристаллами (до ~ 1 мм) и очень мелкозернистые розоватые образования неправильной формы характерного вида. Эти включения подверглись значительной пластической деформации на родительской планете, где они образовались. В частности, белое вещество, по-видимому, первоначально состояло из тугоплавких фаз, составляющих ассоциацию, которая могла бы сконденсироваться из горячей массы газа с общим солнечным химическим составом. Белые включения состоят из фаз с высокими концентрациями окислов Ca, Al, Mg, Ti и силикатов. Розоватые массы богаты шпинелью $MgAl_2O_4$, но содержат также в большом количестве низкотемпературные фазы, обогащенные галогенами и щелочными металлами. Марвин и др. [114] впервые указали, что многие включения метеорита Альенде являются тугоплавкими. Еще раньше был выполнен [107] основанный на термодинамических соображениях

анализ тех фаз, которые должны сконденсироваться в равновесных условиях из горячего газа солнечного химического состава (см. также [93–95]). Однако до падения Альенде подобные формации были обнаружены в виде мелких включений (< 100 мкм) лишь в двух метеоритах — Лансэ и Шарпс [26, 54, 91]. Гроссман [59] первым выполнил одновременно интенсивные исследования фазового состава в метеорите Альенде и расчеты термодинамических моделей равновесного роста кристаллов при остывании горячего газа солнечного состава. Свои подробные расчеты равновесной конденсации он сравнил с наблюдаемым минералогическим составом метеорита. При этом выявилось хорошее согласие белых хондр метеорита Альенде с конденсационной моделью. Однако было также установлено, что при образовании белых хондр, богатых Al и Ca, ведущую роль играли неравновесные процессы (ср. [12]), так что отдельные кристаллы в этих хондрах являются не продуктом последовательной конденсации горячей области солнечной туманности, а скорее результатом кристаллизации в переохлажденной капле, состоящей преимущественно из тугоплавких химических элементов. Некоторые образовавшиеся из паров кристаллы часто наблюдаются в полостях внутри хондр; эти полости возникают в результате сжатия после кристаллизации фаз в жидкой капле. Многие фазы также явно сконденсировались в неравновесных условиях. В этих хондрах были обнаружены многочисленные зерна (~ 1 мкм или меньше) очень тугоплавких металлов группы Pt, таких, как Hf, Mo [42, 167]. В настоящее время общепринята точка зрения, согласно которой эти образования являются каплями и «градинками», сформировавшимися на ядрах конденсации — тугоплавких частицах «смога» — в той области протосолнечной туманности, которая сначала содержала холодные газ и пыль, подверглась нагреванию до 2000 K, а затем снова остыла. Имеется также много свидетельств в пользу того, что впоследствии эти высокотемпературные конденсаты подверглись обратным химическим реакциям с более холодными и богатыми летучими веществами областями протосолнечной туманности. Уорк и Лаверинг [167] показали, что розоватые включения состоят из агрегатов гораздо более мелких слоистых хондр и фрагментов, которые также содержат фазы, характерные для более низких температур. Они также обнаружили, что внешние части многих белых «хондр» состоят из правильных зон того же состава, что и компоненты розоватых образований неправильной формы.

Истинные обстоятельства образования так называемых высокотемпературных включений метеорита Альенде не известны. Некоторые исследователи высказывали предположение, что они могут быть связаны с какими-то планетными процессами. Наша точка зрения такова: весьма вероятно, что пыль, оставшаяся в непосредственных окрестностях Солнца (~ 1 а. е.) после того, как имевшийся там газ был выметен, была нагрета интенсивным солнечным излучением (фаза Хаяши?) и испарилась, после этого и произошла конденсация. Выпавшие при этом капли и «градинки» (то, что впоследствии даст богатые Ca и Al хондры) взаи-

модействовали с веществом внешних более холодных областей Солнечной системы, где они за очень короткое время подверглись химическим изменениям, а затем слиплись с другими обломками, образовав метеориты. Розоватые включения неправильной формы, по-видимому, являются скоплениями очень маленьких капелек (возможно, стекловидных) тугоплавкого в целом вещества, которое хорошо реагировало с более холодным газом.

Недавно было высказано предположение, что образование розоватых включений, а также химические изменения белых тугоплавких включений являются результатом метаморфизма на небольших планетных телах, содержащих пылинки и капельки, аккрецировавшие из вещества туманности, а также лед из CO_2 и H_2O . Изотоп ^{26}Al , существование которого теперь можно считать установленным, обеспечивает источник нагрева планетоидного тела, в результате которого происходит быстрый метаморфизм сформировавшихся прежде конденсатов [4]. В этой модели предполагается, что богатые летучими фазы (часть которых содержит йод) сформировались не в протосолнечной туманности, а в окрестностях планеты. Считается также, что одновременно происходил обмен изотопами кислорода между экстремальными и нормальными источниками кислорода. Эта модель устраняет необходимость предполагать, что более холодные области протосолнечной туманности были в высокой степени химически активны и что в них сформировались фазы, богатые редкими летучими [34, 173]. Имеются веские аргументы в пользу планетной стадии в истории образования включений метеорита Альенде, и, следовательно, гипотезу о прямой связи с протосолнечной туманностью, возможно, придется пересмотреть. Читателю, вероятно, будет интересно познакомиться с обзором по хондритам и хондрам, написанным в период, предшествовавший полетам по программе «Аполлон» и исследованиям метеорита Альенде [139], а также с недавним обзором по «тугоплавким» включениям метеорита Альенде [61].

Возможно, что на ранних стадиях образования подобных твердых тел или их родительских тел важную роль играют некоторые плазменные процессы [2]. Альтернативное предположение [28, 30] состоит в том, что эти объекты несут на себе следы (сохранившиеся межзвездные пылевые частицы) процессов, протекающих в окрестностях других звезд, возможно в оболочках сверхновых. Убедительных доказательств существования в Солнечной системе сохранившихся досолнечных частиц пыли пока нет. По-видимому, все исследовавшиеся до сих пор образцы либо подверглись плавлению, либо сконденсировались из газа и подверглись химической переработке с переходом в новые фазы. Несмотря на многие технические трудности, следует уделить серьезное внимание изотопным исследованиям вещества, которое можно с большой вероятностью считать сохранившимися межзвездными пылевыми частицами. Все эти альтернативные гипотезы требуют дальнейшего изучения и проверки. В последнее время определенное внима-

ние уделяется процессам конденсации, роста и разрушения частиц в подобных средах [47, 48, 96].

III. ОТКРЫТИЕ ИСЧЕЗНУВШЕГО ИЗОТОПА ^{26}Al

Шрам и др. [148] предприняли обширное исследование изотопного состава Mg. При этом были разработаны методы высокоточного измерения его содержаний. Метод состоял в а) получении высокого выхода ионов Mg^+ на один атом источника, б) получении устойчивого ионного пучка и в) использовании чистой и простой процедуры химического разделения. Эти исследования продемонстрировали реальную возможность достижения высокой точности при определениях отношений содержаний изотопов $\pm 0,2\%$ в образцах, содержащих 10^{-7} – 10^{-6} г Mg (% – тысячные доли, промилле). Анализ полевых шпатов (богатых Al и бедных Mg) из различных образцов внеземного вещества показал, что Mg в них неотличим по изотопному составу от Mg земных пород в пределах $\pm 0,4\%$, и, таким образом, не выявил каких-либо аномалий, связанных с ^{26}Al . Были исследованы образцы хондритов (L6, LL6 и H6), ахондритов, железных метеоритов, содержащих силикаты, и образцы лунного грунта. Верхние пределы отношения $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ на момент «отвердевания» этих объектов разных классов оказались равными соответственно $0,6 \cdot 10^{-6}$ – $2 \cdot 10^{-6}$, $0,05 \cdot 10^{-6}$ – $0,2 \cdot 10^{-6}$, $0,1 \cdot 10^{-6}$ и $2 \cdot 10^{-6}$. Авторы исследования пришли к такому заключению: «ясно, что, когда эти метеориты отвердевали, ^{26}Al не играл важной роли как источник тепла; однако это не исключает возможности того, что за несколько миллионов лет до отвердевания ^{26}Al был главным источником тепла».

После того как было обосновано предположение, что Альенде содержит вещество, по всей видимости связанное с высокотемпературной конденсацией, появилось желание получить некоторую информацию о возрасте богатых Ca и Al включений. Исследования включений метеорита Альенде [49, 135] дали значение $^{129}\text{I}/^{127}\text{I} \approx 1,3 \cdot 10^{-4}$, что соответствует возрасту, неотличимому от возрастов «пика изохронизма», подвергшихся перекристаллизации хондритов [69]. Несмотря на высокую разрешающую способность хронометра ^{129}I , не было обнаружено никакого различия между возрастными богатыми Ca и Al хондр Альенде и возрастными других метеоритов различных типов. Альтернативный подход состоял в определении исходных значений $^{87}\text{Sr}/^{86}\text{Sr}$ в тех богатых Ca и Al хондрах, которые практически не содержали Rb. Отношение $^{87}\text{Sr}/^{86}\text{Sr}$ в протосолнечной системе возрастало на $2 \cdot 10^{-3}\%$ за 10^6 лет из-за распада ^{87}Rb . Папанастасиу и Вассербург [129] показали, что если бы удалось выделить не содержащие Rb образцы, обособившиеся в протосолнечной туманности в различные эпохи, то применение нового для того времени (1969 г.) высокоточного метода позволило бы достичь временного разрешения $5 \cdot 10^6$ лет. Эти соображения были положены в основу обширных исследований богатых Ca и Al включений метеорита Альенде. Было обнаружено, что хотя система Rb–Sr в Альенде под-

верглась сильному воздействию, обусловленному недавней (в астрономических масштабах) миграцией элементов в присутствии H_2O на родительском теле, сохранились некоторые хондры, практически не содержащие Rb ($^{87}Rb/^{86}Sr \approx 2 \cdot 10^{-4}$), с очень низким отношением $^{87}Sr/^{86}Sr$. Наименьшее наблюдавшееся значение составляло $^{87}Sr/^{86}Sr = 0,69878 \pm 0,00002$. Это меньше, чем в ВАВ1 (0,69898) и в Ангра-дос-Рейс (0,69884), и соответствует на несколько миллионов лет большему возрасту этих хондр в Альенде [57]. Этим устанавливалась особая временная роль данных объектов, которые несут на себе химический отпечаток конденсата, сформировавшегося в ранней Солнечной системе, как было показано в предыдущих исследованиях. Изучение изотопного состава Sr позволило отождествить эти объекты как самые древние известные конденсаты протосолнечной туманности, и был сделан вывод, что, поскольку «предел содержания ^{26}Al в ранней Солнечной системе был получен в результате исследований метеоритов, подвергшихся метаморфизму, он теперь должен быть пересмотрен, так как обнаружены гораздо более древние и подвергшиеся меньшим воздействиям объекты». Эти результаты были впервые изложены в докладе на собрании Американского физического общества в Нью-Йорке в феврале 1973 г. Объяснить их популярно было нелегким делом, потому что реальный возраст не известен с какой-либо точностью — известен лишь относительный возраст. Вообще, возрасты большинства метеоритов не были известны (и сейчас не известны) с такой точностью, чтобы можно было утверждать, что богатые Са и Al включения имеют возраст $4,559 \cdot 10^9$ лет, а не, скажем, $4,554 \cdot 10^9$ лет.

Настало время, когда можно было заняться проблемой ^{26}Al . Важная роль этих богатых Са и Al включений была выявлена открытием Клейтона и др. [33], сообщивших, что изотопный состав кислорода в этих включениях аномален и что в изотопном отношении они представляют собой разнородный материал с различными компонентами нуклеосинтеза. В это время Грей возвратился в Австралию, а Тайфун Ли приехал из Техаса в Калифорнийский технологический институт. По совету Д. Шрамма он намеревался предпринять в КТИ исследование ^{247}Sm . Из-за технических трудностей измерения содержаний изотопов урана при наличии лишь $2 \cdot 10^{-12}$ г ^{235}U подобное исследование в то время было малопривлекательным. Было решено заняться проблемой изотопного состава Mg и снова поискать следы ^{26}Al , поскольку теперь имелось действительно древнее вещество, в котором, кроме того, были обнаружены изотопные кислородные аномалии. После консультаций с Барнсом, Фаулером, Томбрелло и Вусли было решено заняться также Са, принимая во внимание богатое разнообразие ядерных процессов, в которых образуются его многочисленные изотопы. Представлялось вполне вероятным, что аномалии, обнаруженные у кислорода, будут еще шире представлены у других элементов. Очевидным, но незамеченным сигналом явилось открытие Ne Блэком [10], который полностью осознал значение этого открытия для проблемы нуклеосинтеза.

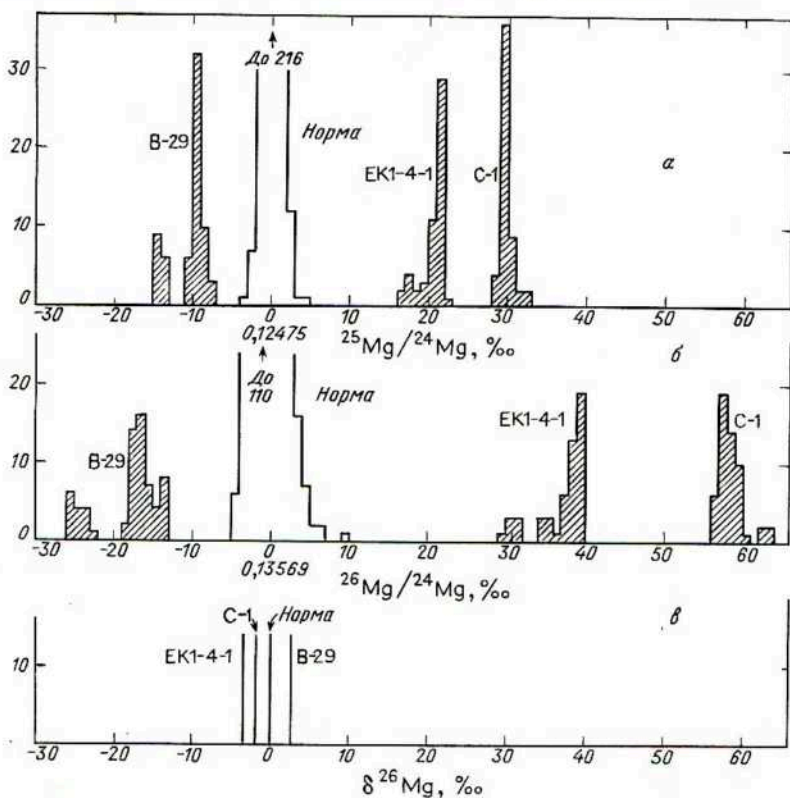
Может быть, вследствие того, что Ne часто называли «редким» газом, а не астрофизически распространенным благородным элементом, научное сообщество не обратило внимания на этот сигнал. Хотя в типичном метеорите мало неона ($\sim 10^{13}$ атом/г), этого не скажешь о кислородной аномалии, обнаруженной Клейтоном и др. [33].

Благодаря открытию изотопных аномалий кислорода, а впоследствии аномалий в содержаниях изотопов Mg, Ca, Ti, Sr, Ba, Nd и Sm в совокупности с более полным признанием аномалий Ne, Kr и Xe в настоящее время стал очевидным тот факт, что ранняя Солнечная система не была однородной. Эти наблюдения и их интерпретация широко обсуждались как в оригинальных статьях, так и в быстро растущем числе обзоров. Обсуждая проблему прекратившейся радиоактивности, нам придется рассмотреть и более общие изотопные эффекты. Хотя было показано, что имеется много разновидностей изотопных отношений, мы рассмотрим простую модель, в которой продукты единственного экзотического (E) всплеска нуклеосинтеза добавлены в окружающее вещество почти нормального (N) химического состава, преобладающее в современной Солнечной системе и межзвездной среде, из которой Солнечная система образовалась. Значительные кислородные аномалии, обнаруженные Клейтоном и др. [33], приписываются внутренним (и, возможно, гораздо более древним) различиям в изотопном составе кислорода газовой фазы и пылевых частиц межзвездной среды ($O_{\text{gas}}/O_{\text{dust}} \approx 7$). В данной модели причиной этого различия считается различие в звездах, часть которых синтезирует кислород без существенной добавки более тяжелых элементов, в то время как другие образуют кислород вместе с более тяжелыми элементами. В таком случае состав пылинок, пара или конденсата будет определяться степенью химического взаимодействия газа и пыли. Считается, что вещество, обогащенное ^{16}O , связано с пылью. Эти представления следуют развитому ранее подходу [173]. Возможно, что в свежих газе и пыли, поступающих в межзвездную среду, присутствуют три или более «набора» различных изотопных содержаний кислорода. При оценке степени дилуции изотопов важную роль играет связь между угасшей к настоящему времени радиоактивностью и отношением содержаний аномальной и нормальной (E и N) составляющих. Наблюдаемая сложная картина изотопных вариаций одного-единственного элемента показывает, что такой подход, очевидно, слишком упрощен (ср. [35, 121–123]).

Масс-спектрометрическое определение точных абсолютных содержаний изотопов сталкивается со значительными трудностями, поскольку после процессов ионизации, переноса и детектирования чувствительность зависит от массы изотопа. Кроме того, если ионные пучки различных изотопов детектируются не одновременно, то в процессе измерения имеют место еще и временные вариации. Наиболее точные (но не абсолютные) отношения содержаний изотопов могут быть получены с помощью процедуры, называемой нормировкой: измеренное отношение выбранной пары изотопов используется для определения зависяще-

го от массы «коэффициента фракционирования» как функции времени, который можно затем использовать для внесения поправок в содержания других изотопов. Чтобы эта процедура обеспечивала хорошую точность, необходимо установить адекватную эмпирическую зависимость («закон»), однако линейный или степенной закон обычно оказывается достаточным. Пример измеренных и нормированных отношений для Mg показан на рис. 4. Нормированные результаты (рис. 4, в), полученные из нередуцированных данных (рис. 4, а и б), показывают, что вполне можно достичь разрешения по отклонениям в 0,3‰. Однако

Рис. 4. Гистограмма изотопных отношений, полученных по отдельным сериям неисправленных измерений земных образцов с нормальным содержанием и образцов метеорита Альенде В-29, ЕК1-4-1 и С-1. В образце С-1: а — $^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ на 30‰ больше нормального, б — $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ почти на 60‰ больше нормального. Аналогичные эффекты видны и у других двух образцов. в — полный разброс результатов после нормировки каждой серии данных для учета фракционирования в нормальных образцах и образцах метеорита Альенде. Толщина линий дает представление о средней ошибке 2σ нормированных данных. Видно, что эти малые различия хорошо разрешаются.



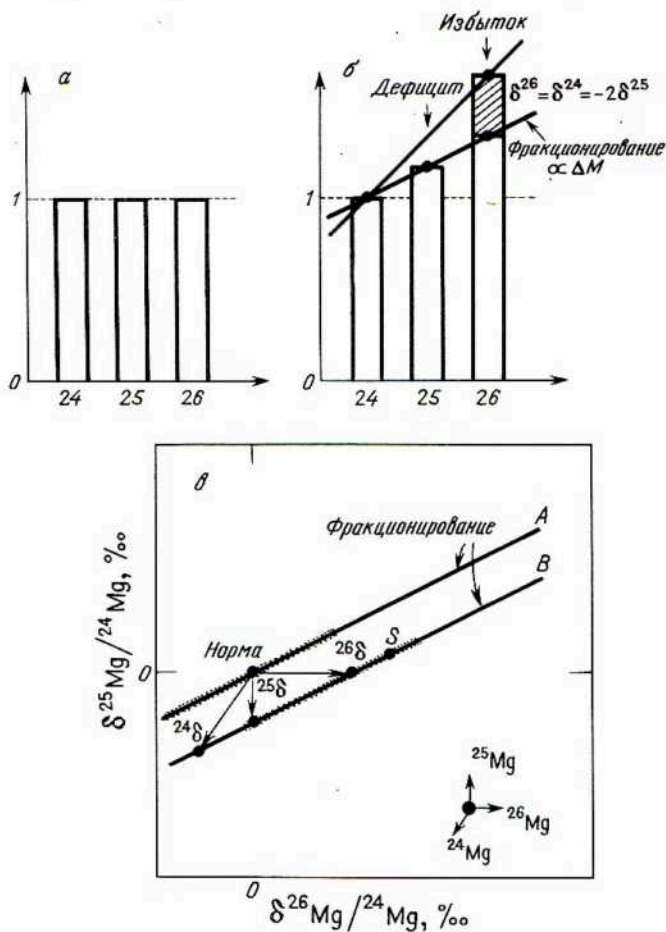


Рис. 5. Диаграмма, иллюстрирующая эффекты фракционирования и изотопную аномалию трехизотопного элемента магния. *a* – нормальные содержания изотопов Mg, произвольно принятые равными единице; *b* – общие эффекты инструментального фракционирования, из-за которого содержание детектируемых ионов в типичном случае кажется тем выше по сравнению с содержанием соответствующих атомов в источнике ионов, чем больше масса иона. Если весь избыток ядер прибавить к столбику «26», то он изобразится заштрихованной площадкой над линией фракционирования. Однако если предположить, что фракционирование определяется отношением содержаний изотопов с массовыми числами 26 и 24, т.е. верхней линией, связывающей массовые числа 24 и 26, то можно представить результаты измерений и как дефицит изотопа с массовым числом 25. Если фракционирование дается отношением содержаний изотопов с массовыми числами 25 и 26, то результаты следует интерпретировать как избыток изотопа с массовым числом 24.

этот метод не позволяет определить, какое из изотопных отношений аномально. Диаграмма на рис. 5 иллюстрирует альтернативные способы нормировки для Mg. Видно, что при линейном «законе» отклонения связаны соотношением $\delta^{26}\text{Mg}(24, 25) = \delta^{24}\text{Mg}(25, 26) = -2\delta^{25}\text{Mg}(24, 26)$. Символами $\delta^i\text{Mg}(j, k)$ обозначены относительные отклонения от стандартного значения в тысячных долях (‰) при использовании изотопов j и k для определения коэффициента фракционирования. По определению

$$\delta^{26}\text{Mg}(24, 25) = 10^3 \left[\frac{(^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})_M (1 + 2\alpha) - (^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})_N}{(^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})_N} \right],$$

где $(1 + \alpha) = (^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})_N / (^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})_M$. Индексом M обозначено непосредственно измеряемое неисправленное отношение, а индексом N — стандартное отношение для нормального земного вещества, которое в абсолютной мере обычно не известно. Однако если значение $(^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})_N$ выбрано, то значение $(^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg})_N$ определено однозначно.

Приписать аномалию конкретному изотопу можно более уверенно при наличии явных признаков большого (до 4%) избытка вещества с аномальным изотопным составом основных элементов, таких, как кислород. Однако в исключительных случаях, когда сдвиг в содержании изотопа гораздо больше обусловленного инструментальным фракционированием, можно приписать избыток или дефицит одному изотопу, если другие изотопные отношения видимым образом не изменены.

Первые важные открытия, касающиеся Mg, были сделаны Греем и Компстоном [56] и Ли и Папанастасиу [101]. Эти исследователи показали, что в некоторых богатых Ca и Al хондрах и агрегатах метеорита Альенде имеют место вариации содержаний изотопов Mg. Грей и Компстон [56] исследовали мелкозернистую основу метеорита Альенде и одну хондру и нашли, что после нормировки содержание ^{26}Mg в хондре оказывается повышенным на 5‰, если принять, что другие изотопы находятся в земных пропорциях. Ли и Папанастасиу [101] проанализировали 20 образцов кальций-алюминиевых хондр и агрегатов, обычных оливин-пироксеновых хондр и мелкозернистую основу метеорита. Они нашли вариации в содержаниях изотопа ^{26}Mg от -2 до $+3$ ‰ в предположении, что другие изотопы Mg присутствуют в земных пропорциях. Избыток изотопа $^{26}\text{Mg}^*$ по отношению к Al в исследованных образцах составлял $0,1 \cdot 10^{-5} - 10^{-4}$. Однако наличие образцов с дефицитом ^{26}Mg ясно показывало, что ситуация сложна. Ни в одном из образцов нельзя было приписать наблюдавшиеся изотопные аномалии какому-либо одному изотопу Mg. Помимо номинально положительных и номинально отрицательных вариаций Ли и Папанастасиу [101], обнаружили также, что нет никакой корреляции между найденными ими вариациями содержаний изотопов Mg и вариациями изотопов

О, обнаруженными Клейтоном и др. [33]. Вариации для Mg были по крайней мере в 10 раз меньше, чем для О в тех же образцах. Теперь ясно, что либо отношение количеств вещества с аномальным содержанием Mg и О и с солнечным содержанием было гораздо меньше солнечного отношения Mg/O, либо изотопный состав вещества с аномальным составом Mg не очень сильно отличался от нормального изотопного состава.

Осуществляя систематические поиски вещества с относительно высокими отношениями Al/Mg, Ли и др. [102] обнаружили небольшую (1 мм в диаметре) хондру (BG-2-6), состоящую из гроссуляра, геденбергита, шпинели и гибонита (химические формулы минералов см. в табл. 2). Минералы гроссуляр и геденбергит были выделены из хондры, и оказалось, что они имеют изотопную аномалию $\delta^{26}\text{Mg} = 12\%$ и Al/Mg = 27. Остальные фазы содержали нормальный магний и имели Al/Mg ≈ 2 . Фазы находились в мелкозернистом состоянии и их удалось разделить только благодаря тому, что гроссуляр и геденбергит хорошо растворяются в кислоте, а шпинель — нет. Измеренное отношение изотопов $^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ оказалось в пределах интервала, найденного для земного вещества, хотя измеренное отношение $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ существенно больше земного. Это показывает, что основная изотопная аномалия обусловлена избытком ^{26}Mg в данном образце. Далее, нормированные значения $\delta^{26}\text{Mg}$ коррелировали с отношениями Al/Mg в различных фазах этого включения.

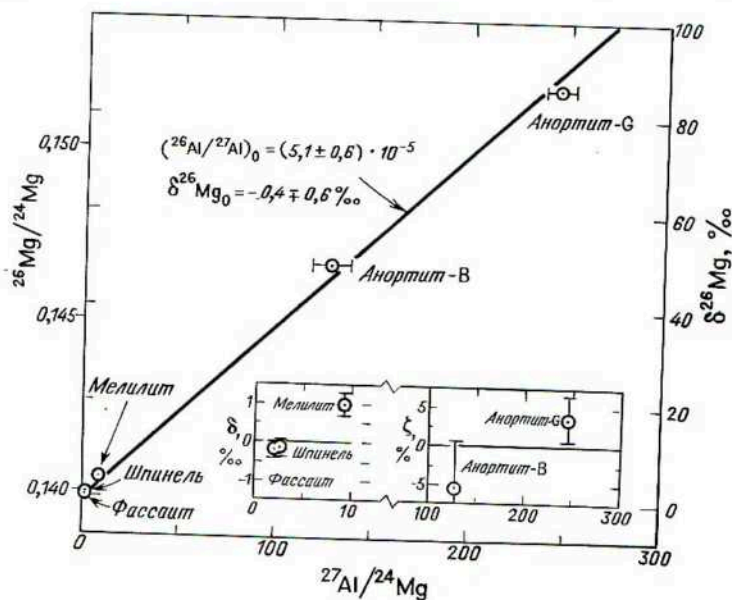
Чтобы продемонстрировать прямую корреляцию между изотопными аномалиями Mg и содержанием Al, было необходимо измерить содержания Mg и Al в минералах общего происхождения, которые имели одинаковый исходный изотопный состав и широкий интервал отношений Al/Mg. Эффекты, обусловленные ^{26}Al , можно надеяться обнаружить лишь в таких объектах, которые представляются достаточно древними и имеют сильно повышенное отношение Al/Mg по сравнению с солнечным [$(^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg})_{\odot} = 0,1$]. Обычные минералы богатых Са и Al включений, шпинель, пироксен и меллит имеют избыток Al по сравнению с содержанием на Солнце, но содержат и значительное количество Mg ($^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg} \sim 2-10$). Минералами, богатыми Al и бедными Mg, являются плагиоклаз, гибонит и гроссуляр, но их содержания гораздо меньше. В типичном случае отдельные кристаллы плагиоклаза имеют размеры ≤ 100 мкм. Почти все минералы, за возможным исключением шпинели, пироксена и гибонита, после своего образования подвергались воздействию химических процессов, которые преобразовали их, превратив в мелкозернистую непрозрачную массу. Однако встречаются отдельные чистые участки некоторых кристаллов, возможно не подвергшиеся таким преобразованиям. Кроме того, кристаллы внедрились друг в друга, так что внутри кристаллов плагиоклаза или меллита обычно имеется много мелких кристаллов, богатых Mg (шпинель, пироксен). Кристаллы, состоящие на 90% из плагиоклаза и на 10% из пироксена, будут иметь отношение $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ лишь ~ 10 . Кристаллы гибонита ре-

дки и зачастую содержат в своей решетке значительное количество Mg [82]. По причине этих структурных и химических взаимосвязей для выполнения исследований было совершенно необходимо извлечь светлые, не подвергшиеся преобразованиям образцы чистого вещества размерами 100 мкм или меньше. Итак, возникла следующая методическая задача: выделить в пределах одного включения кристаллы довольно высокого качества и подвергнуть анализу соответствующие объемы подходящего вещества. Она была решена путем петрографического и минералогического обзора большого числа хондр, богатых Ca и Al, в результате чего были найдены образцы, содержащие достаточное количество высококачественного вещества. Первые результаты были получены с включением, получившим обозначение WA и прежде изученным в отношении Pb-U [20]. В нем присутствовали относительно крупные кристаллы плагиоклаза с необычно малым числом внедрений пироксена и шпинели. Последние были физически отделены путем дробления до размеров меньше 300 мкм и последующей сепарации раздробленного вещества с помощью тяжелых жидкостей. Возможные загрязнения веществом матрицы были устранены путем магнитной очистки. Фракции различной плотности были сильно обогащены соответствующими минералами, но не содержали их в чистом виде: в кристаллах плагиоклаза и мелилита были найдены кристаллы других минералов, а также значительное количество продуктов химических реакций в мелкодисперсном виде. Фракция, богатая плагиоклазом, помещалась на столик бинокулярного микроскопа, перемещавшийся во взаимно перпендикулярных направлениях, для отыскания зерен наилучшего качества [177]. Процедура состояла в следующем: образец удерживался в поле зрения, а необходимые инструменты, предметные стекла, оборудование вводились в поле зрения путем перемещений столика и микроманипулятора. Отобранные зерна изучались затем с помощью поляризационного микроскопа с коррекцией изображения. Погружение в минеральное масло позволяло получать четкие изображения и отбирать наиболее крупные зерна самого высокого качества, которые затем переносились на другое предметное стекло. Каждое зерно в отдельности затем обдиралось и очищалось с помощью вольфрамовых пинцетов и игл в масле, и так окончательно отбирались самые чистые кристаллы с малым количеством включений. Степень чистоты каждого кристалла устанавливалась с помощью микроскопа при большом увеличении. Кроме того, было выделено для изучения небольшое число отдельных кристаллов, исключительно прозрачных и чистых. Каждый образец подвергался затем химическому анализу на электронном микрозонде для проверки чистоты и правильности отождествления фазы. После таких «микрохирургических» операций и анализа на электронном микрозонде образцы различных типов плагиоклаза растворялись, и в некоторой части каждого раствора измерялось содержание Mg и Al. Из оставшейся части раствора Mg выделялся химическим путем и подвергался окончательному анализу на масс-спектрометре. Отдельные кристаллы (~100 мкм) очень

высокой чистоты помещались непосредственно на нить без химической сепарации и в них определялся изотопный состав Mg.

В результате этих экспериментов было четко продемонстрировано наличие избытка $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ — до 97‰ при наблюдаемом отношении $^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$, равном земному в пределах 7‰. Различные минеральные фазы в этом включении демонстрировали хорошую корреляцию между отношениями $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ и $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ (рис. 6). Такая корреляция наблюдалась в трех фазах, содержащих в своих кристаллических решетках Mg и Al, а также в плагиоклазе, который почти не содержит Mg. Значения $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ покрывали интервал от 2 до 245. Корреляция имела место как для образца в целом, так и для отдельных микрокристаллов. Был сделан вывод, что обнаруженное выстраивание минеральных фаз вдоль прямой соответствует внутренней изохроне, обусловленной распадом ^{26}Al в кальций-алюминиевой хондре, а не является результатом простого смешения фаз, содержащих $^{26}\text{Mg}^*$ в момент формирования включения. Сообщение об этой работе было сделано Вассербургом, Ли и Па-

Рис. 6. Результаты анализа различных минеральных фаз из богатой Ca и Al хондры, представленные на эволюционной диаграмме $^{26}\text{Al}-^{26}\text{Mg}$. Данные обнаруживают очень хорошую корреляцию и указывают на существование нераспавшегося ^{26}Al в этих фазах в момент кристаллизации. На вставке показаны отклонения экспериментальных точек от аппроксимирующей прямой. Для низких значений Al/Mg отклонения δ значений $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ даны в промилле; для высоких значений Al/Mg начинают преобладать отклонения $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$, эти отклонения обозначены ζ и даны в процентах. Наблюдаемое значение $\delta^{26}\text{Mg}$ для меллита равно $+3,9\text{‰}$ и отклоняется от аппроксимирующей прямой на 1‰. (По [103].)



панастасиу на собрании Метеоритного общества в Бетлехеме (шт. Пенсильвания) осенью 1976 г., и результаты вскоре были опубликованы [103] под заголовком « ^{26}Al ископаемое или источник тепла?» Метод был описан в отдельной статье [104]. Наклон изохроны давал значение $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} = 5 \cdot 10^{-5}$ на момент последней гомогенизации изотопов в хондре и исходное значение $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$, близкое к земному. Единственным указанием на то, что здесь, возможно, еще не все в порядке, был тот факт, что точка для мелилита отстояла от аппроксимирующей прямой на расстояние, несколько превосходящее экспериментальную ошибку.

IV. СОВРЕМЕННЫЕ ДАННЫЕ

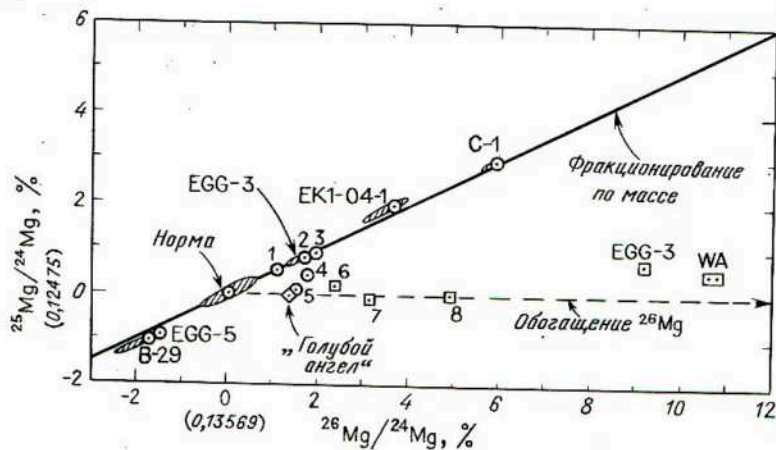
Существование избытка ^{26}Mg ($^{26}\text{Mg}^*$) и корреляция между $^{26}\text{Mg}^*$ и Al в некоторых метеоритных образцах были подтверждены несколькими исследователями. Однако имеются вариации содержаний изотопов Mg и более общего характера, так же как и проблемы, касающиеся ^{26}Al . В этом разделе мы подытожим состояние наших знаний об этих более общих аспектах. Результаты обширных исследований разнообразных минералов и включений, богатых Al, демонстрируют четкую картину вариаций содержаний изотопов Mg (рис. 7). Многочисленные результаты анализа различных земных стандартов представлены заштрихованными эллипсами («норма»), вытянутыми вдоль линии фракционирования [101, 148]. Можно констатировать, что для Mg в земных породах нет вариаций, выходящих за пределы ограниченной области вдоль линии фракционирования, и что преобладающим для земных образцов является фракционирование инструментального происхождения. Этому правилу подчиняется большинство метеоритных образцов, образцов лунного грунта и межпланетных пылевых частиц. Известен пример межпланетной пылинки, для которой фракционирование больше, а также свидетельства того, что для некоторых пылевых частиц возможны ядерные аномалии [43]. Лишь ограниченный класс образцов некоторых метеоритов показывает отклонения, выходящие за пределы эллипса ошибок для нормальных земных пород. Как видно на рис. 7, эти образцы характеризуются двумя различными тенденциями: а) смещение значений $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ в направлении избытка ^{26}Mg и б) смещение вдоль линии «фракционирование по массе».

Образцы, показывающие смещения, соответствующие большому добавкам ^{26}Mg , являются исключительно минеральными фазами с $\text{Al}/\text{Mg} \gg (\text{Al}/\text{Mg})_{\odot}$ и все они отбирались для изотопного анализа по этому признаку. Анализировались следующие образцы: плагиоклаз и гроссуляр из метеорита Альенде, плагиоклаз и гибонит из метеорита Леовиль, гибонит из метеорита Мерчисон. Следует отметить, что данный эффект обнаруживается только в минералах, богатых Al. В таких минералах аномалии $^{26}\text{Mg}^*$ распространены весьма широко, так что сейчас эти материалы могут отбираться заранее путем микроскопического об-

ледования, с большой степенью уверенности, что в них будут обнаружены аномалии $^{26}\text{Mg}^*$. Данные наблюдений показывают избыток $\delta^{26}\text{Mg}$, достигающий $\approx 100\%$ при значениях $^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$, очень близких к земным. В других экспериментах, выполненных методом ионного микрозондирования, который позволяет анализировать меньшие и более строго отобранные участки отдельных кристаллов, были обнаружены избытки $^{26}\text{Mg} \approx 500\%$ [13, 72]. Эти результаты показывают, что имеются сильные вариации ^{26}Mg в сильно обогащенных алюминием минеральных фазах некоторых древних метеоритов. Избыток ^{26}Mg тесно коррелирует с отношением Al/Mg . Однако имеются образцы определенных фаз в метеоритах тех же классов, не обнаруживающие избытка ^{26}Mg .

Еще один класс необычных образцов—это образцы, расположенные вблизи линии фракционирования и, по-видимому, испытавшие значительное фракционирование изотопов Mg по массе. Все известные образцы, обладающие этим свойством, представлены на рис. 7; они включают: богатые Ca и Al хондры C-1, EK-1-4-1, D-7 и EGG-3, одно включение, обогащенное галогенами и щелочами EGG-5, мелкодис-

Рис. 7. Трехизотопная корреляционная диаграмма для Mg . Показана линия фракционирования по массе, проходящая через земные материалы. Заштрихованная площадка вокруг точки, отвечающей нормальному изотопному составу, показывает полный диапазон измеренных отношений по всем данным, не исправленным на фракционирование (см. рис. 5). Горизонтальная штриховая линия со стрелкой показывает трек Mg с преимущественно нормальным составом, к которому добавляется $^{26}\text{Mg}^*$. Значительные смещения вправо по сравнению с земными породами ясно свидетельствуют об избытке ^{26}Mg . Другие экспериментальные точки разбросаны вдоль линии фракционирования по массе. Отметим, что имеются отклонения в обе стороны от линии фракционирования. Цифрами обозначены следующие образцы: 1—D-8; 2—межпланетная пылевая частица [43]; 3—D-7; 4—BG-2-13; 5—BG-2-6; 6—плагиоклаз из EGG-2; 7—плагиоклаз из EGG-1. Образец «Голубой ангел» (*Blue Angel*)—гибонит из метеорита Мерчисон.



персный агрегат В-29 из метеорита Альенде и одну межпланетную пылевую частицу [43, 45, 174]. Один кристалл гибонита (200 мкм) из метеорита Мерчисон, для которого найдено фракционирование 9% на единицу массы, выходит за пределы графика рис. 7 [113]. Среди этих образцов С-1 и ЕК-1-4-1 обладают самыми необычными свойствами из изученных до сих пор. Они располагаются вдоль линии фракционирования, но смещены в направлении дефицита ^{26}Mg (или, что эквивалентно, дефицита ^{24}Mg , или избытка ^{25}Mg) и обнаруживают признаки присутствия более экзотических компонентов (рис. 4). Было найдено, что почти все элементы, анализировавшиеся в этих двух образцах, имеют аномальный изотопный состав [O, Mg, Ca, Ti, Sr, Ba, Nd (Nd только в ЕК-1-4-1) и Sm]. Они были названы FUN-образцами, что означает фракционирование по массе (*fractionation*, F) и неизвестные ядерные аномалии (*unknown nuclear anomalies*, UN) [74]. Фракционирование происходит в направлении увеличения содержаний тяжелых изотопов в крупнозернистых включениях (остатки от процесса испарения?) и обогащения легкими изотопами агрегатов (дополнительный летучий компонент?). Предположение о том, что причиной смещения вдоль линии фракционирования Mg явилось фракционирование по массе, было подтверждено одновременным обнаружением того, что наблюдаемые изотопные отношения в этих образцах требуют либо смеси необычного кислорода ($^{16}\text{O}_E$) и «нормального» кислорода (O_N) и фракционирования, либо присутствия еще одного кислородного компонента [34]. Последующие измерения содержаний Si в образцах С-1 и ЕК-1-4-1 также выявили небольшое, но явное фракционирование по массе, однако в образце С-1 его обнаружить не удалось [105]. Теперь ясно, что фракционирование по массе, обусловленное кинетическими эффектами при конденсации, испарении или растрескивании, должно играть важную роль в изменении изотопных отношений некоторых тугоплавких веществ. Кроме того, имеются небольшие, но явные отклонения $\delta^{26}\text{Mg}$ от линии фракционирования, указывающие на присутствие ядерных аномалий магния.

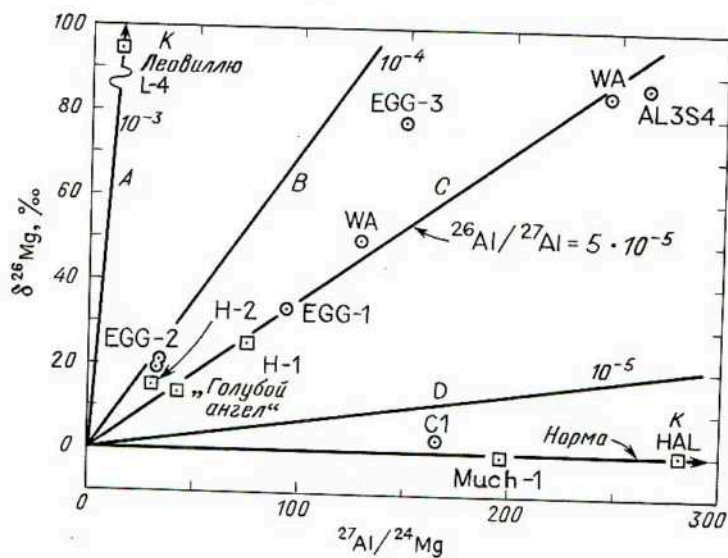
Наличие двух типов изотопных аномалий Mg поднимает следующие основные вопросы, требующие внимательного изучения:

1. Как часто встречается $^{26}\text{Mg}^*$ в богатых Al минералах и коррелирует ли избыток Mg с каким-либо особым сочетанием минеральных фаз?
2. Обнаруживают ли FUN-образцы достаточно признаков присутствия ^{26}Al ?
3. Типичны ли четко выявляемые изохроны и имеют ли они временной смысл?
4. Имеются ли вариации в исходных значениях $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$?
5. Какова связь между «первичными» минералами богатых Ca и Al включений и более поздними продуктами их преобразований?

Наличие $^{26}\text{Mg}^*$ с избытком, превышающим 5‰, было установлено для большого числа богатых Ca и Al включений метеоритов Альенде, Мерчисон и Леовилль. К настоящему времени эти эффекты обнаружены только в таких фазах, для которых $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg} \geq 10$. Полученные резуль-

таты представлены на эволюционной диаграмме $^{26}\text{Al}-^{26}\text{Mg}$ (рис. 8). Совокупность всех данных не определяет какой-либо изохроны и представляет широкий диапазон значений $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ и $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$. Большинство экспериментальных точек получено для кристаллов плагиоклаза. Заметим, что у плагиоклаза из образца С-1 не обнаружено заметных аномалий ^{26}Mg . Один из образцов, в котором обнаружен значительный избыток ^{26}Mg —это агрегат из гроссуляра и геденбергита [102]. Образец гибонита из метеорита Альенде (HAL) отличается очень высоким значением отношения $^{26}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$, но имеет нормальное значение $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ [106]. Другие образцы гибонита демонстрируют значительные избытки ^{26}Mg , соответствующие очень высоким отношениям $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ [108]. Новые данные по гибониту из метеорита Мерчисон определенно свидетельствуют об избытке ^{26}Mg [71, 130, 131]. В кристаллах плагиоклаза одного из включений метеорита Леовилль обнаружены $^{26}\text{Mg}^*$ и корреляция $^{26}\text{Mg}^*-\text{Al}$, соответствующая значению $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \approx 5 \cdot 10^{-5}$ [153].

Рис. 8. Диаграмма эволюции $^{26}\text{Al}-^{26}\text{Mg}$, представляющая данные по различным метеоритам с высокими значениями Al/Mg . Избыток ^{26}Mg дан в промилле по отношению к земному значению. Горизонтальная линия со стрелкой показывает смещение экспериментальных точек при земном изотопном составе Mg и переменном отношении $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$. Прямые A, B, C, D соответствуют изохронам, с наклонами, определяемыми отношением $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ от 10^{-3} до 0. Прямая C —изохрона для образца WA . Вообще говоря, изотопные отношения сильно меняются в различных включениях и не обнаруживают четкой корреляции с отношением $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$. Очевидны отклонения от прямой C для образцов из метеорита Леовилль, а также для образцов из Альенде. Гибонит из образца «Голубой ангел» попадает на прямую C . Данные для образца $L-4$ —по работе [108], для образцов $Much-1, H-1$ и $H-2$ —по работе [71]. Остальные данные заимствованы из работ [43-46, 72, 102].



Рассматривая в совокупности все эти данные, можно заключить, что значительное количество $^{26}\text{Mg}^*$ ($> 5\%$) присутствует в самых разнообразных включениях, богатых Са и Al, в трех метеоритах и является в этих включениях обычной особенностью фаз с высокими значениями отношения $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ (≥ 10). Этот избыток имеет место не всегда. Никаких существенных аномалий ^{26}Mg не было обнаружено в минеральных фазах с низкими значениями $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$. Почти во всех случаях, когда в фазе с высоким значением $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ наблюдается значительный избыток, в том же включении имеется фаза с отношением $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$, близким к нормальному, и с низким значением отношения $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$.

Изотоп $^{26}\text{Mg}^*$ был найден в следующих ассоциациях минералов этих богатых Са и Al включений: характерные включения типов В и А [60], хондра типа I (BG-2-13), включения, богатые гибонитом. Заметим, что классификация этих включений находится в стадии становления и несомненно будет изменяться по мере накопления знаний. Эти ассоциации покрывают широкий интервал температур «конденсации» (см. [59]) и простираются от наиболее высокотемпературного окисла основных элементов (гибонита) до относительно низкотемпературных хондр. До сих пор не удалось обнаружить избыток $^{26}\text{Mg}^*$ в типичных агрегатах неправильной формы, богатых летучими, но хондра BG-2-13, имеющая значительный избыток $^{26}\text{Mg}^*$, по-видимому, содержит некоторые ассоциации подобных фаз [97, 128]. Следует также отметить, что некоторые гибонитовые «хондры» или включения (как с ^{26}Mg , так и без него) имеют оторочки с сильной тенденцией к более низкотемпературным ансамблям («Голубой ангел» и HAL). Фазы, действительно содержащие ^{26}Mg , охватывают широкий диапазон — от гибонита до гроссуляра и плагиоклаза. Пока что не проводилось никаких исследований Mg на «низкотемпературных» фазах во включениях, содержащих исключительно низкотемпературные ансамбли. В таких ансамблях исследовалась система $^{127}\text{I}-^{129}\text{Xe}$ и были найдены сильные аргументы в пользу существования ^{129}I [127]. В важной работе [167] было продемонстрировано существование вокруг включений типа В оторочек, которые по морфологическим свойствам и фазовому составу сильно напоминают некоторые мелкозернистые агрегаты неправильной формы (А?). Никаких изотопных исследований фаз с высокими значениями Al/Mg (≤ 5 мкм) из этих образцов не проводилось, но какие-то важные генетические связи, несомненно, существуют.

FUN-образцы встречаются исключительно редко, было отождествлено лишь несколько таких образцов (C-1, EK-1-4-1, EGG-3 и HAL). Самое сильное фракционирование изотопов Mg наблюдается в C-1 («типичный» тип В), причем $\delta^{26}\text{Mg}$ отрицательно ($-1,8 \pm 0,2\%$) во всех фазах с избытком Mg. При исследовании плагиоклаза из этого включения были обнаружены лишь небольшие положительные избытки ^{26}Mg . В образце с $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg} = 165$ отношение $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ лишь на 3% выше земного. Отношение $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ в этой сложной хондре было оценено в

$\sim 5 \cdot 10^{-6}$, что в десять раз меньше, чем в WA [44]. Образец EGG-3, также типа В, обнаруживает явные, хотя и скромные признаки FUN [45, 46], однако в плагиоклазе из этого образца четко выявляется значительный избыток $^{26}\text{Mg}^*$ с $\delta^{26}\text{Mg} = 78\%$ при $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg} = 148$. В гибоните образца HAL имеет место сильнейшее фракционирование Ca [106] и сильно фракционирован аномальный кислород (фракционированная смесь $\text{O}_E - \text{O}_N$ [100]), но совершенно нет $^{26}\text{Mg}^*$, несмотря на крайне высокое значение $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg} \approx 10^3$. Не было выполнено ни одного исследования Mg в какой-либо из фаз с высоким значением Al/Mg другого FUN-образца, EK-1-4-1, так как от него осталось ничтожное количество вещества. Складывается впечатление, что FUN-включения проявляют не больше закономерностей в отношении $^{26}\text{Mg}^*$, чем другие включения. Ни для одного из FUN-включений не было с уверенностью установлено ни одной изохроны.

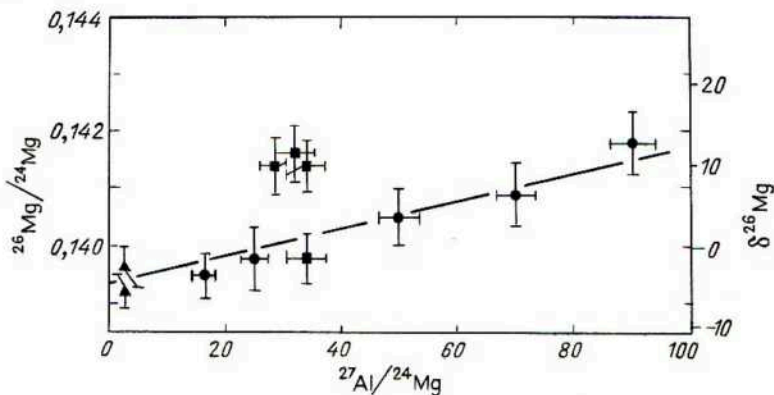
Выполнены многочисленные исследования изотопного состава плагиоклаза, меллилита, пироксена и шпинели в различных включениях типа В. Используя плагиоклаз для определения высокого значения отношения $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ и какую-либо иную из сосуществующих с ним фаз, богатых Mg, для определения приближенного исходного значения этого отношения, можно найти наклон прямой для этих образцов, и обычно он соответствует диапазону значений $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \approx 4 \cdot 10^{-5} - 8 \cdot 10^{-5}$.

Методом ионного микрозондирования были определены содержания изотопов и относительные содержания химических элементов для различных зон отдельного кристалла плагиоклаза и в различных кристаллах одного включения [72]. Эти данные хорошо аппроксимируются прямой линией на эволюционной диаграмме $^{26}\text{Al} - ^{26}\text{Mg}$, хотя их точность пока невысока. Наклон прямой соответствует $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \approx 5 \cdot 10^{-5}$, что неотличимо от значения, полученного для включения WA. Хотя эти данные указывают на корреляцию между $^{26}\text{Mg}^*$ и Al, окончательного вывода сделать нельзя, поскольку нормальный компонент Mg, содержание которого измерялось в плагиоклазе, нельзя однозначно приписать данному кристаллу. Он может быть связан с мелкораспыленными продуктами химических превращений, либо с результатами замещения нормального магния в кристаллической решетке в более поздних процессах. Эти исследователи показали, что в кристаллах плагиоклаза имеет место неоднородное, пятнистое распределение элементов, причем концентрация Mg коррелирует с содержанием Na [72]. Присутствие Na в этих номинально высокотемпературных ассоциациях пока понять не удалось (см. [13]). Поскольку плагиоклаз не содержит Mg как стехиометрический компонент, возможно, что изохроны этого типа являются линиями смещения. Изохроны, построенные по двум точкам, соответствующим фазам с высоким и низким содержанием Mg, как описано выше, также не дают однозначного ответа. Для построения изохрон необходима точно линейная система с несколькими сосуществующими фазами, из которых по крайней мере две содержат Mg в качестве стехиометрического компонента и для которых имеется корреляция между

$^{26}\text{Mg}^*$ и Al [175]. Ранее это было установлено для образца WA с использованием мелилита, и был сделан вывод, что полученные результаты дают изохрону, а не линию смешения. Здесь, однако, имелась небольшая, но существенная неточность, заключающаяся в том, что мелилит не лежит на корреляционной прямой в пределах ошибок. Стил и Хатчион [152] попытались построить изохрону по мелилитам разного состава из одного включения, свойства которого отличались от свойств, характерных для включений типа В. Их результаты показаны на рис. 9. Полный наблюдаемый избыток $\delta^{26}\text{Mg}$ составил 14‰ с аналитической точностью $2\sigma \pm 4\%$. Между данными для различных мелилитов имеется разумная корреляция с наклоном аппроксимирующей прямой, соответствующим $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} = (2 \pm 1) \cdot 10^{-5}$. Однако точки, соответствующие кристаллам гибонита из того же включения, довольно сильно смещены вверх от корреляционной прямой, показывая, что эти данные невозможно интерпретировать как простую изохрону. Ранее сообщалось [108], что в гибоните из метеорита Леовилль $\delta^{26}\text{Mg}^* = 140\%$, что потребовало бы гораздо большего значения $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \sim 10^{-3}$.

Выше мы сконцентрировали внимание на относительно больших изотопных сдвигах в образцах, богатых Al и очень бедных Mg, для оценки отношения $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ по наклону соответствующей прямой. Теперь обратимся к таким фазам из тех же образцов, которые богаты Mg и имеют низкие отношения $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$, чтобы определить «исходные» значения $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$, когда $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ стремится к нулю. Важность зна-

Рис. 9. Диаграмма эволюции $^{26}\text{Al}-^{26}\text{Mg}$ для богатого Ca и Al включения метеорита Альенде, содержащего мелилиты с широким диапазоном значений Al/Mg. Наклон прямой, проведенной через точки, соответствующие мелилитам (кружки), гибониту (квадратики) и шпинелям (треугольники), дает $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} = (2 \pm 1) \cdot 10^{-5}$. Мелилиты с высокими значениями Al/Mg имеют значительный избыток ^{26}Mg . Некоторые пробы гибонита из того же включения дают точки, лежащие много выше прямой; с учетом этих точек наклон соответствовал бы $\sim 8 \cdot 10^{-5}$. Данные получены методом ионного микрозондирования. (По работе [152].)



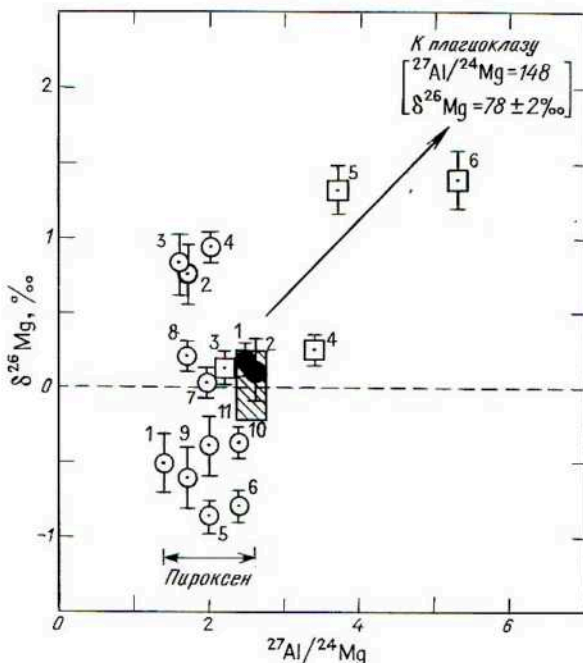
ния исходного изотопного состава Mg можно понять по аналогии с обсуждавшейся выше проблемой исходных значений $^{87}\text{Sr}/^{86}\text{Sr}$. Теперь большинство изотопных аномалий будет гораздо слабее, чем для фаз с высокими значениями Al/Mg, а потому требования к точности будут гораздо выше. Единственный способ достичь высокой точности — производить измерения на большем количестве Mg. Чтобы исследовать данный вопрос, необходимо использовать только нормированные данные, тогда как при высоких значениях $^{26}\text{Mg}^*/^{24}\text{Mg}$ для выявления эффектов не всегда требуется прибегать к нормировке.

С помощью процедуры нормировки было показано, что для C-1 и EK-1-4-1 $\delta^{26}\text{Mg}$ (24, 25) отрицательны [101, 174]. Все присутствующие фазы (шпинель, пироксен, мелилит), за исключением некоторых кристаллов плагиоклаза, обнаруживают одинаковые аномальные значения в каждом из этих включений [44]. Эти образцы сильно фракционированы (рис. 5 и 7), и точность определения $\delta^{26}\text{Mg}$ зависит от метода коррекции. Результаты расчетов близки при использовании как линейного, так и степенного законов аппроксимации, и в обоих случаях значение, по-видимому, отрицательно. Можно применить другой «закон» фракционирования, тогда $\delta^{26}\text{Mg}$ для одного из образцов не будет отрицательным. Эти отрицательные значения $\delta^{26}\text{Mg}$ и данные по кислороду представляются хорошими критериями ядерных эффектов. Было показано, что в этих двух включениях многие элементы также имеют изотопные аномалии, что свидетельствует о присутствии в этих включениях экзотических ядер. Все эти результаты взаимно подтверждают друг друга, и представляется разумным считать изотопные отклонения Mg в FUN-включениях проявлением внутренних ядерных реакций.

В образце EGG-3 имеет место небольшое, но явное фракционирование изотопов Mg и небольшие, но явные изотопные сдвиги ^{48}Ca . Были выполнены обширные исследования этой хондры типа B, чтобы построить изохрону по мелилитам различного состава [45, 46]. Анализировались образцы отдельных кристаллов плагиоклаза, мелилита, пироксена и шпинели. Результаты показаны на рис. 10а. В плагиоклазе содержится много $^{26}\text{Mg}^*$, что показано стрелкой. Мелилиты слабо различаются по составу, но результаты анализа достаточно точны, чтобы продемонстрировать изменения $\delta^{26}\text{Mg}$ от $+0,1 \pm 0,1$ до $+1,4 \pm 0,2\%$ и отсутствие корреляции между этими вариациями и отношением $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$. Чтобы нагляднее представить результаты по пироксену, точки нанесены в пределах узкой полосы, которая охватывает полный интервал значений $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$, наблюдавшийся в пироксенах методом электронного микрозондирования на масштабах несколько микрометров. Этот интервал шире, чем средний разброс для одного кристалла. Значения $\delta^{26}\text{Mg}$ для отдельных кристаллов пироксена (~ 100 мкм) изменяются в пределах от $-0,9 \pm 0,1$ до $+0,9 \pm 0,1\%$, что представляет собой значительную вариацию (как положительную, так и отрицательную) для образцов с такими низкими значениями $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$. В шпинелях не обнаруживается заметных вариаций, они

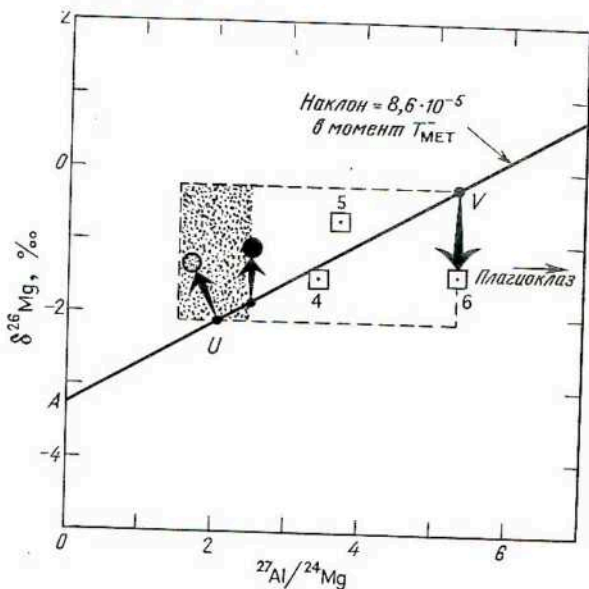
группируются в интервале $\delta^{26}\text{Mg}$ от $+0,1$ до $+0,4\%$.

Из сказанного выше следует, что данные по EGG-3 не позволяют построить точную изохрону и что две фазы с низкими значениями $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ имеют значительный разброс $\delta^{26}\text{Mg}$. На рис. 10б схематически представлена интерпретация результатов по EGG-3, в которой предполагается, что эти результаты обусловлены частичной повторной гомогенизацией в процессе метаморфизма. Заметим, что если бы использовались образцы общего (например, массой 10^{-3} г) материала, то существовала бы более четкая положительная корреляция, как в случае WA. С учетом этой изменчивости были выполнены исследования шести специально отобранных кристаллов мелилита (≈ 150 мкм) одинакового химического состава, содержащие кристаллы шпинели (20 мкм). Кристаллы мелилита были растворены в кислоте и раствор был отделен от Рис. 10а. Диаграмма эволюции ^{26}Mg - ^{26}Al для фаз с низкими значениями Al/Mg из образца EGG-3. Плаггиоклаз из этого сферического включения имеет избыток ^{26}Mg 78% и расчетное значение $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} = 8 \cdot 10^{-5}$. Эта диаграмма охватывает область вблизи начала координат на рис. 8. Здесь представлены следующие минеральные фазы: богатые Al мелилиты (квадраты), шпинели с промежуточным содержанием Al (черные кружки), пироксены с минимальными отношениями Al/Mg (светлые кружки). Чтобы яснее представить экспериментальные точки, пироксены разнесены по координате $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ в пределах указанной полосы. Точки для всех фаз показывают общую корреляцию с отношением Al/Mg, но, очевидно, не располагаются вдоль одной прямой. (По работе [46].)



оставшихся кристаллов шпинели, которая нерастворима. Магний выделялся из раствора мелилита химическим путем и подвергался анализу. Затем шпинели растворялись в потоке, Mg из них выделялся химическим путем и подвергался анализу. Результаты представлены на рис. 10в. Для мелилита, имеющего более высокое значение $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$, чем шпинель, $\delta^{26}\text{Mg} = 1,2 \pm 0,2\%$, а во внедренных в него кристаллах шпинели $\delta^{26}\text{Mg} = -0,1 \pm 0,3\%$. Если предположить, что система имеет соответствующее поведение на микроскопических масштабах, и провести прямую через две точки, соответствующие кристаллам плагиоклаза, то по наклону прямой получим исходное значение $(\delta^{26}\text{Mg})_I = -1,3\%$. Как непосредственно измеренные значения $\delta^{26}\text{Mg}$, так и приведенное выше экстраполированное начальное значение указывают на изотопную аномалию Mg, не сводящуюся к простому добавлению $^{26}\text{Mg}^*$ к нор-

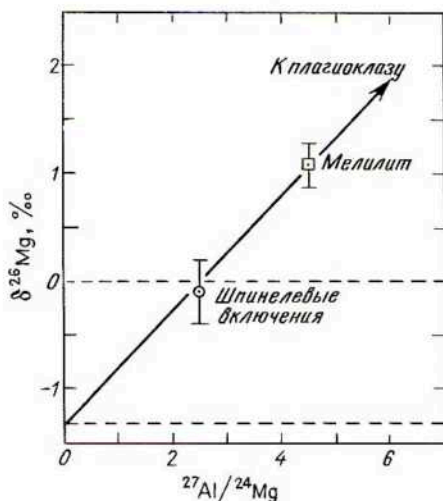
рис. 10а. Представленные здесь результаты получены путем пересчета данных рис. 10а на предшествующее состояние, которое имело место до распада ^{26}Al ($^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} = 8 \cdot 10^{-5}$). Показаны точки для образцов мелилита 4, 5 и 6, скопление точек для шпинелей, а также диапазон значений для пироксенов (затемненный прямоугольник). Прямоугольник показывает минимальный разброс точек, который необходимо объяснить частичной регомогенизацией в процессе метаморфизма. Прямая А проведена произвольно, с наклоном, достаточным для описания возможного состояния системы перед метаморфизмом. Предполагается, что пироксены, возможно в точке U, смешаются вверх в результате обмена магнием с мелилитами, находящимися в точке V. Между этими фазами должна также происходить миграция алюминия. Приходится заключить, что шпинели также подверглись некоторым миграциям элементов. Стрелки показывают направления смещения в процессе метаморфизма.



мальному Mg. Как показано выше, в этом случае невозможно приписать изотопную аномалию какому-либо одному изотопу. Однако можно предположить, что отрицательные значения $\delta^{26}\text{Mg}$ отражают реальный дефицит этого изотопа. При таком предположении свидетельства в пользу отрицательных значений $\delta^{26}\text{Mg}$ могут означать, что исходное значение $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ в Солнечной системе было меньше нормального и что оно проэволюционировало до современного нормального значения в результате распада ^{26}Al , либо же что Mg был неоднороден по изотопному составу.

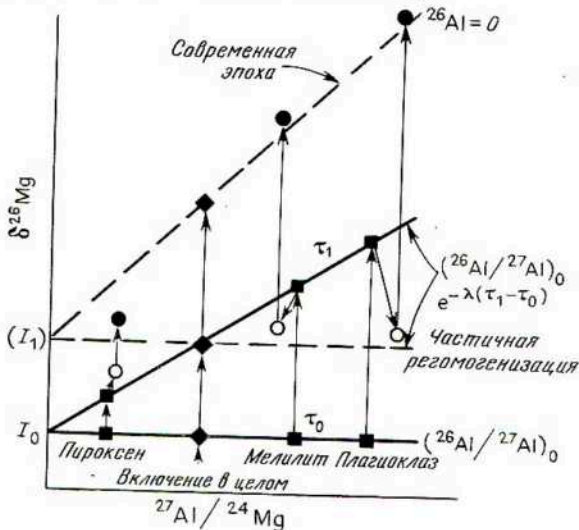
Трудности, связанные с системой $^{26}\text{Al}/^{26}\text{Mg}$, приводят к заключению, что изученные образцы различных метеоритов подверглись метаморфизму. Такое поведение в природе обычно для радиоактивных систем с родительскими и дочерними элементами (см. [92]). На рис. 11 показаны закономерности, ожидаемые в системе, содержащей ^{26}Al , которая сначала во всех фазах имела одинаковый изотопный состав, а затем подверглась повторному нагреву, приведшему к частичному перераспределению элементов. Представим себе богатую Ca и Al хондру типа B, которая подверглась частичному плавлению или перераспределению элементов. Следует ожидать, что отношения $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ в фазах, прошедших перекристаллизацию, сместятся к среднему значению для всего включения. Фазы, подобные плагиоклазу, которые легче других плавятся или перекристаллизовываются и которые содержат очень

Рис. 10в. Результаты, полученные для ансамбля из шести чистых кристаллов меллита и внедренных в них кристаллов шпинели в образце EGG-3 метеорита Альенде. Прямая проведена через точки, соответствующие шпинелям и меллитам, и направлена к плагиоклазу. Эти данные экстраполируются к исходному значению $\delta^{26}\text{Mg} = -1,3\%$ и подтверждают полученные при непосредственных измерениях отрицательные значения $\delta^{26}\text{Mg}$, показанные на рис. 10а.



мало Mg, «откликнутся» быстрее всего. Фазы же, более тугоплавкие и содержащие основную часть Mg, не могут «откликнуться» так быстро. После перераспределения оставшийся ^{26}Al мог снова создать в плагиоклазе значительные изотопные избытки. При такой интерпретации экспериментальных данных предполагается, что богатые Ca и Al хондры являются подвергшимися различным процессам остатками прежде существовавших хондр. Как очевидные признаки химических превращений на поздней стадии, так и различия в изотопном составе кислорода между фазами одного включения [34, 174] свидетельствуют о том, что такие химические превращения и метаморфизм действительно имели место. Однако складывается впечатление, что последнее химическое превращение, включавшее введение летучих соединений, не могло слугить механизмом миграции Mg в основных богатых Mg фазах и что, следовательно, необходима была предшествующая стадия метаморфиз-

Рис. 11. Диаграмма, иллюстрирующая двухэтапную эволюцию. В исходном состоянии, показанном горизонтальной прямой, проходящей через точку I_0 , изотопный состав алюминия одинаков для всех минералов, со значением $(^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al})_0$. Показана также точка для всего включения в целом. В момент, следующий за радиоактивным распадом, который не сопровождался миграцией элементов, точки переместились на прямую τ_1 . Если непосредственно после τ_1 имеет место частичная регомогенизация изотопов между различными фазами, то точки, лежащие вдоль прямой τ_1 , переместятся в положения, обозначенные светлыми кружками. В целом перемещения будут стремиться возвратить отдельные кристаллы к среднему значению $\delta^{26}\text{Mg}$ для всей системы. Если после обмена между фазами, то наблюдаемая в современную эпоху система окажется вытянутой вдоль штриховой прямой. Точки могут отклоняться от этой прямой вследствие неполной регомогенизации в момент τ_1 .

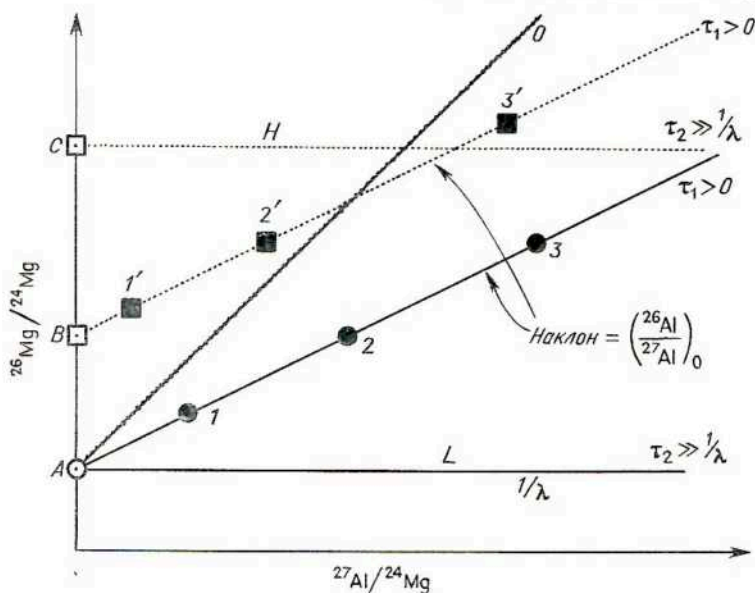


ма, возможно связанная с нагреванием почти до точки плавления. Необходимо, чтобы большинство этих процессов произошло в пределах временного интервала, сравнимого с одним-двумя периодами полураспада ^{26}Al .

V. ИСПОЛЬЗОВАНИЕ ^{26}Al ДЛЯ ИЗОТОПНОЙ ХРОНОЛОГИИ

Если принять, что в ранней Солнечной системе присутствовал ^{26}Al , то возможность использовать его для изотопной хронологии зависит от того, было ли в протосолнечной туманности в некоторый исходный момент времени однородное распределение отношения $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ и изотопного состава Mg. На рис. 12 показано отношение $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ в функции отношения $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ по работе [103]. Если бы протосолнечная туманность сначала была однородной в изотопном и химическом отношении,

Рис. 12. Диаграмма эволюции $^{26}\text{Mg}-^{26}\text{Al}$. Предположим, что исходное состояние существенно однородно по изотопному составу. В момент $\tau = 0$ происходит разделение вещества на части с различными значениями Al/Mg. Если все эти части вели себя как замкнутые системы, то в настоящий момент они должны располагаться вдоль прямой AO. Сосуществующие фазы, выросшие в условиях изотопного равновесия в различных частях вещества, в момент τ_1 дадут параллельные изохроны, начальные значения которых A и B отражают значения отношения Al/Mg в различных частях вещества. Фазы, образовавшиеся из среды с низким значением Al/Mg, в гораздо более поздний момент времени располагаются вдоль прямой L; фазы же, образовавшиеся из среды с высоким значением Al/Mg, располагаются вдоль прямой H, проходящей через точку C. Были найдены свидетельства всех этих типов поведения, а также, возможно, и других.



а затем в некоторый начальный момент времени $\tau = 0$ распалась на части, вещество которых имело различные значения Al/Mg , то в современную эпоху все эти части расположились бы вдоль прямой AO при условии, что вплоть до сегодняшнего дня все они вели себя как замкнутые системы. Этот начальный момент времени является моментом химического фракционирования в первоначально однородной системе. Какой-либо объект и его фазы, сформировавшиеся из некоторой части туманности в более поздний момент $\tau_1 > 0$, должны расположиться вдоль линии с меньшим наклоном (фазы 1–3). Если протосолнечная туманность имеет низкое значение $(Al/Mg)_0 = 0,1$, то объекты, формирующиеся из нее, определяют исходное значение $^{26}Mg/^{24}Mg$ вблизи точки A , соответствующей нормальному значению $^{26}Mg/^{24}Mg$. Значительные отклонения от нормального исходного значения $^{26}Mg/^{24}Mg$ возможны во фрагментах вещества протосолнечной туманности с высокими исходными значениями $^{26}Al/^{27}Al$ (например, $(\delta^{26}Mg)_I = 0,7\%$ при $^{26}Al/^{27}Al = 10^{-3}$). Если некоторый объект, образовавшийся в ранней протосолнечной туманности с высоким значением Al/Mg (например, сразу высоко на линии AO), подвергается плавлению, то вновь сформировавшиеся фазы (1', 2' и 3') в современную эпоху расположатся вдоль прямой с меньшим наклоном, чем у прямой AO , и будут иметь существенно проэволюционировавшее по сравнению с исходным отношение $^{26}Mg/^{24}Mg$ (состав $B > A$). Объекты, подвергшиеся переработке, после того как ^{26}Al распался, должны образовать фазы, которые в настоящий момент расположатся вдоль горизонтальных прямых (H , L) и которые будут смещены, если эти объекты образовались из вещества с высокими или низкими отношениями Al/Mg . Объекты с четко определяемыми значениями $^{26}Al/^{27}Al$ составили бы уникальную хронологическую последовательность. Отклонения исходных значений $^{26}Mg/^{24}Mg$ от нормального должны служить указанием либо на то, что до образования включения исходное значение $^{26}Al/^{27}Al$ было высоким, либо на то, что имела место переработка родительского вещества с высоким значением отношения Al/Mg .

Описанные выше закономерности в системе $^{26}Al - ^{26}Mg$ приложимы к Солнечной системе при условии, что изотопные распределения Al и Mg были однородны в протосолнечной туманности и внутри каждого включения в момент его образования или переработки. На рис. 11 показан случай двухэтапной эволюции некоторого объекта после того, как он образовался и обособился в протосолнечной туманности. Объект образовался в некоторый момент времени с одинаковыми для всех фаз значениями $\delta^{26}Mg = I_0$ и $(^{26}Al/^{27}Al)_0$. После момента τ_1 в фазах объекта возникают различия в $\delta^{26}Mg$ и фазы определяют изохрону. Если в момент τ_1 объект подвергся метаморфизму как изолированная система и при этом в минеральных фазах осуществилась лишь частичная гомогенизация изотопного состава Mg , то после метаморфизма (светлые кружки) фазы расположатся лишь приблизительно вдоль горизонтальной прямой, соответствующей составу I_1 , который отличается от I_0 при вы-

соком значении $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$ в объекте в целом. Последующий распад оставшегося ^{26}Al должен дать современные фазы (черные кружки), которые обнаружат явные отклонения от строгой изохроны. Однако основные результаты, и в частности наличие значительных эффектов в плагиоклазе, по-видимому, свидетельствуют о существовании ^{26}Al в момент метаморфизма, как это подробно обсуждалось выше в отношении EGG-3.

Рассмотрим теперь свидетельства в пользу общих неоднородностей изотопного состава Mg, и в частности указания на отрицательные значения $\delta^{26}\text{Mg}$ в FUN-включениях, ЕК-1-4-1, С-1 и EGG-3. Не исключено, что эти эффекты обусловлены сохранением в древнем веществе истинного исходного дефицита ^{26}Mg , имевшего место в протосолнечной туманности и устраненного впоследствии в веществе Солнечной системы вследствие распада ^{26}Al . Если исходное значение $\delta^{26}\text{Mg}$ в протосолнечной туманности равно примерно -3% и $(\text{Al}/\text{Mg})_{\odot} = 0,1$, то для покрытия дефицита ^{26}Mg необходимо иметь $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} = 3 \cdot 10^{-3}$. Такое относительное содержание ^{26}Al велико по сравнению с тем, которое образуется в ряде типичных процессов (см. разд. VI) и гораздо больше типичных значений $5 \cdot 10^{-5} - 10^{-4}$, наблюдаемых в богатых Са и Al включениях. Для образцов с $\text{Al}/\text{Mg} \approx 3-6$ (типичные значения для богатых Са и Al включений) оно соответствовало бы сдвигу отношения $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ на $80-160\%$ для всего включения в целом, чего не наблюдается. Отсюда — интерпретация, которая кажется нам наиболее правильной: изотопный состав Mg в Солнечной системе был неоднородным на уровне $\sim 10^{-3}$ независимо от эффектов распада ^{26}Al . Эти неоднородности могли отражать либо дефицит ^{24}Mg (или ^{26}Mg), либо избыток ^{25}Mg . Исходя из этой интерпретации, следует серьезно рассмотреть возможность того, что отношение $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ было неоднородным в ранней протосолнечной туманности и что по крайней мере часть выводимых из наблюдений значений $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ (рис. 8) обусловлена внутренними неоднородностями, а не различиями во временах образования включений. Ясно, что объяснение различий в отношениях $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ тем, что различными были истекшие после образования включений интервалы времени, также может оказаться неверным. Гипотеза о наличии неоднородностей $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ (и изотопов Mg) в протосолнечной туманности была бы подкреплена, если бы указания на различия в отношениях $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ коррелировали с указаниями на существенные вариации исходных значений $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$. Существование значительных общих изотопных аномалий для многих элементов и широкий разброс выводимых из наблюдений значений $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ (рис. 8) в сходных веществах делают наиболее вероятным предположение, что имели место значительные неоднородности отношения $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ и что ^{26}Al может служить лишь для грубой хронологии при характерных временах $\sim 10^6$ лет. В любом случае необходимо принять во внимание многочисленность стадий метаморфизма.

VI. ОБРАЗОВАНИЕ ^{26}Al

Проблема образования ^{26}Al в последнее время привлекла к себе наибольшее внимание. Первые расчеты взрывного горения углерода, выполненные Арнеттом [5], дали отношение темпов образования $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \sim 10^{-3}$. Труран и Камерон [159] исследовали образование ^{26}Al при взрывном горении углерода и нашли, что это отношение заключено в интервале $0,4 \cdot 10^{-3} - 2,0 \cdot 10^{-3}$. Проследив эволюцию массивной звезды, Арнетт и Узфель [6] нашли из своих расчетов, что аналогичные отношения $10^{-3} - 2 \cdot 10^{-3}$ могут получиться при гидростатическом горении углерода. Исследовалось образование ^{26}Al в процессе взрывной переработки богатого водородом вещества во внешних слоях сверхновых или в оболочках новых в предположении, что изотопы Mg присутствуют в качестве зародышевых ядер [7, 28]. Были получены высокие отношения темпов образования $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ — до 0,1–1. Ядерные и астрофизические ограничения на образование ^{26}Al широко исследовались в цитированных выше статьях, а также в работе Уорда и Фаулера [166]. Здесь мы хотим рассмотреть только приложения расчетных изотопных отношений к оценкам количества экзотических ядер, которые должны были поступить в Солнечную систему вместе с ^{26}Al , и ограничения на состав экзотического Mg, сопровождающего ^{26}Al .

Если допустить низкие отношения темпов образования, $\sim 10^{-3}$, получаемые разными авторами для горения углерода, то для объяснения наблюдаемых в богатых Ca и Al хондрах типичных значений $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ от $5 \cdot 10^{-5}$ до 10^{-4} потребуется, чтобы вместе с ^{26}Al в Солнечную систему поступило значительное количество экзотического (E) ^{27}Al . Минимальное значение $^{27}\text{Al}_E/^{27}\text{Al}_\odot$ составляет от 10 до 5% для наблюдаемых отношений от 10^{-4} до $5 \cdot 10^{-5}$ соответственно [102]. Если прошел некоторый небольшой интервал времени между моментом образования ^{26}Al и моментом его внедрения в хондры, в течение которого происходил его распад, то требуемая доля $^{27}\text{Al}_E$ будет еще больше. Ясно, что нуклеосинтез с отношением темпов образования $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \sim 10^{-3}$ лишь на пределе согласуется со значением $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \sim 10^{-3}$, полученным по результатам исследования гибонита методом ионного зондирования [108]. Эти результаты нуждаются сейчас в подтверждении более совершенными экспериментальными методами.

Если принять, что экзотические ^{27}Al и Mg сосуществуют с приблизительно солнечным отношением содержаний Al_E/Mg_E , то следует ожидать значительных сдвигов в выводимом из наблюдений исходном изотопном составе Mg при условии, что поступление ^{26}Al и экзотического Mg в Солнечную систему не было однородным. К примеру, если изотопный состав Mg отличается от солнечного на 10%_{оо} то 5% экзотического компонента приведут к сдвигу на 5 или 10%_{оо} в выводимом из наблюдений исходном значении $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ (исправленном на «фракционирование») в зависимости от того, обусловлена аномалия соответственно ^{26}Mg (либо ^{24}Mg) или же ^{25}Mg . Аномалия на таком уровне должна

быть обнаружима без нормировки, учитывающей изотопное фракционирование. Мы приходим к заключению, что типичные выводимые из наблюдений значения $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \sim 10^{-5} - 10^{-4}$ в совокупности с предположением, что исходный изотопный состав Mg был близок к нормальному, существенно уменьшают правдоподобность предположения о том, что отношение темпов образования $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ составляло $\sim 10^{-3}$.

Поэтому представляется интересным рассмотреть процессы, которые могли бы обеспечить значительно более высокие отношения темпов образования $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ порядка единицы. Этот вопрос подробно исследовался Арнулдом и др. [7], которые изучили также вопрос о разбавлении экзотическим веществом вещества Солнечной системы. Они показали, что в экзотическом веществе можно вместе с ^{26}Al получить нормальное отношение $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$. Однако в их схеме ^{26}Al образуется в результате реакций $^{25}\text{Mg}(p, \gamma)$. Поскольку в условиях взрыва ^{25}Mg не образуется из нуклидов с $A \leq 24$ и поскольку в исходном веществе содержание ^{25}Mg почти равно содержанию ^{27}Al , ясно, что после образования ^{26}Al в исходном магнии будет сильный дефицит изотопа ^{25}Mg . При отношении темпов образования $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} = 0,1 - 1$ и при измеренном в Солнечной системе отношении $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \sim 10^{-4}$ возможна дилуция вплоть до $10^{-3} - 10^{-4}$ для интервала распада, равного нулю. Если предполагается, что имело место разбавление вещества с солнечными содержаниями элементов веществом с экзотическим содержанием Al и Mg, то для отношения $^{25}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ в богатых Ca и Al хондрах следует ожидать эффектов на уровне 10^{-4} . Однако при любом ненулевом интервале времени ($\sim 10^6$ лет) между образованием ^{26}Al и внедрением экзотического вещества в конденсаты Солнечной системы требуется более высокое значение $\text{Al}_E/\text{Al}_\odot$, и тогда легко обеспечить выводимые из наблюдений вариации исходного изотопного состава Mg в этих конденсатах. Химическое фракционирование экзотических Al и Mg до их внедрения в конденсаты должно изменить наблюдаемую картину.

Фаулер, Гринштейн и Хойл [52] первыми рассмотрели возможность того, что редкие легкие элементы, а также короткоживущие радиоактивные нуклиды, в том числе ^{26}Al , ^{107}Pd и ^{129}I , были образованы в результате облучения ядер в Солнечной системе. Они исследовали также возникновение в Солнечной системе общих изотопных аномалий вследствие облучения. Возможность того, что ^{26}Al и изотопные аномалии кислорода и неона возникли в результате облучения в ранней Солнечной системе, в последние годы изучалась в целом ряде работ [8, 31, 65, 98]. Хотя здесь возникают трудности, требующие предположений *ad hoc*, представляется вполне возможным, что ^{26}Al был образован в результате локального облучения в тех частях протосолнечной туманности, из которых был выдут водород [98, 99]. Решающим аргументом против образования таким путем послужила бы корреляция присутствия ^{26}Al с наблюдаемыми в FUN-включениях более общими изотопными аномалиями элементов с большими Z, которые нельзя объяс-

нить протонной бомбардировкой. Принимая во внимание аргументы, связанные с общими изотопными аномалиями элементов с большими Z , мы предпочитаем следующую интерпретацию: ^{26}Al (а также ^{107}Pd , ^{129}I) попали в Солнечную систему вместе с другими осколками ядер непосредственно перед ее образованием, либо все они образовались в Солнечной системе на ранних стадиях ее эволюции.

VII. ВЫВОДЫ ПО АЛЮМИНИЮ

Имеется много богатых Са и Al включений в нескольких метеоритах, которые, как правило, обнаруживают существенные избытки ^{26}Mg в богатых Al фазах с высокими значениями Al/Mg. Такие большие избытки не наблюдаются в одновременно присутствующих фазах, богатых Mg, с низкими значениями Al/Mg. Фазы, обогащенные Mg, с промежуточными значениями Al/Mg имеют заметные положительные значения $\delta^{26}\text{Mg}$. В различных фазах некоторых образцов обнаруживается хорошая общая корреляция между отношениями $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ и $^{27}\text{Al}/^{24}\text{Mg}$. Такие взаимосвязи были найдены только в богатых Са и Al включениях. Эти наблюдения приводят к выводу о связи $^{26}\text{Mg}^*$ с Al и указывают на присутствие в прошлом ^{26}Al в богатых Са и Al включениях, обычно с отношением $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \approx 5 \cdot 10^{-5}$. Из общей корреляции $^{26}\text{Mg}/^{24}\text{Mg}$ с Al/Mg в различных фазах одного включения был сделан вывод, что ^{26}Al существовал в момент образования кристаллов. Объяснение этой корреляции смесью чистого ^{26}Mg , образовавшегося в результате распада ^{26}Al , с окружающим магнием [29, 30] не представляется приемлемым. Многие включения обнаруживают структурные зависимости между кристаллами, которые свидетельствуют о том, что ранее они были в расплавленном состоянии. Обособление главных «первичных» фаз несомненно было результатом кристаллизации из расплава. Данный процесс мог обеспечить естественное разделение Al и Mg при этом ^{26}Al следовал бы за остальными изотопными разновидностями алюминия.

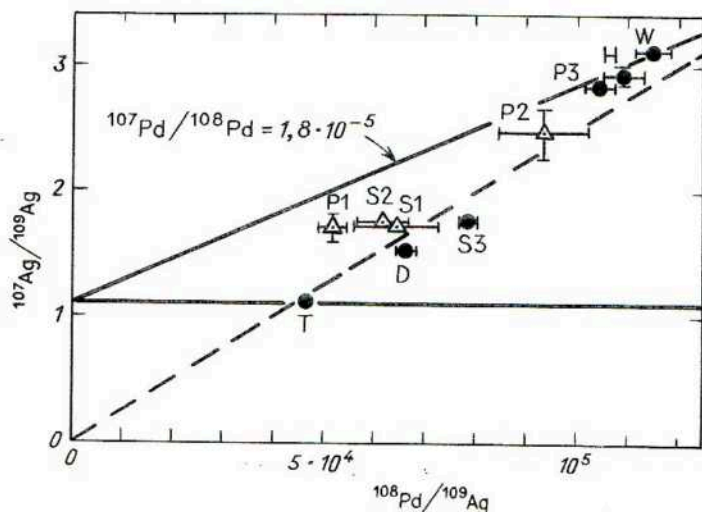
В какой мере вещество, содержавшее изотоп ^{26}Al , было распространено в Солнечной туманности, окончательно не выяснено. Признаки исчезнувшего ^{26}Al в мелких включениях, разбросанных в веществе трех различных метеоритов, которые представляют собой агрегаты сильно различающихся веществ, указывают на широкую распространенность ^{26}Al в ранней Солнечной системе. Чтобы надежно подтвердить этот вывод, потребуются исследования хондритов других классов. В принципе можно рассмотреть применимость ^{26}Al для изотопной хронологии ранней Солнечной системы. Существующие методы анализа должны обеспечить разрешение 10^5 лет в эпоху $\approx 4,6 \cdot 10^9$ лет назад. Однако, после того как было показано, что регулярность изотопных соотношений серьезно нарушена, вряд ли можно ожидать, что будет достигнуто разрешение лучше $\sim 10^6$ лет.

VIII. ИЗОТОПНЫЕ АНОМАЛИИ Ag И ^{107}Pd

Обнаружение изотопных аномалий Mg и исчезнувшего ^{26}Al стимулировало поиски свидетельств признаков других короткоживущих ядер в Солнечной системе. Келли и Лаример [83] выполнили исследование железных метеоритов класса IVB и обнаружили сильный дефицит летучих сидерофильных элементов. Они предположили, что это было обусловлено аккумуляцией металлов группы Fe-Ni, имевшей место в процессе конденсации. Конденсация должна была происходить при более низкой температуре, чем температура образования «высокотемпературных» включений. Железные метеориты по необходимости должны быть продуктом дифференциации планетного вещества, но они должны были образоваться из такого планетного тела, в котором отсутствовало большинство низкотемпературных конденсатов, а Fe-Ni образовались на более ранних стадиях процесса конденсации. Келли и Лаример предложили поискать в этих метеоритах ^{107}Ag —продукт распада ^{107}Pd , воспользовавшись подходом, разработанным в лаборатории «Лунатик Асайлум». Работа началась, когда в эту лабораторию пришел Келли, который первоначально работал на средства Национального научного фонда, щедро заимствованные из субсидии, выделенной Ларимеру в Аризонском университете. Работая с профессиональным химиком Ф. Тера, Келли использовал метод, который применялся для ультрамикрoанализа Pb (10^9 – 10^{11} атомов). Был разработан метод, с помощью которого Ag и Pd выделялись из железоникелевых метеоритов и подвергались масс-спектрометрическому анализу. Суммарное загрязнение земных Ag за всю процедуру было $\sim 10^{11}$ атомов. После химического исключения возможной (иногда маловероятной) интерференции изобаров удавалось достичь точности $\pm 0,2\%$ в определении отношения $^{107}\text{Ag}/^{109}\text{Ag}$ [84]. Достичь более высокой точности методом нормировки не представлялось возможным, поскольку имеются всего лишь два изотопа Ag и внести поправку на инструментальное фракционирование по массе нельзя. Четыре года упорных усовершенствований метода и экспериментов увенчались первым обнаружением избытка ^{107}Ag в метеорите Санта-Клара, в котором оказалось $^{107}\text{Ag}/^{109}\text{Ag} = 1,126 \pm 0,004$ (на 4% больше нормы) при $^{108}\text{Pd}/^{109}\text{Ag} \approx 10^4$ [85]. Этот общий результат был подтвержден, а затем были обнаружены эффекты в железном метеорите Пиньон (*Piñon*) с отношением $^{108}\text{Pd}/^{109}\text{Ag} \approx 5 \cdot 10^3$, а также был установлен верхний предел возможных эффектов в метеорите Лакотепес (*Lacotepes*) [86]. Было установлено, что $^{107}\text{Ag}^*$ в метеоритах Санта-Клара и Пиньон находится на уровне $\sim 10^{11}$ атом/г. Вслед за этими первыми открытиями Кайзер исследовал проблему загрязнения Ag и показал, что почти все нормальное серебро, найденное в метеоритах класса IVB, было связано с загрязнениями поверхностей кубиков, которые выпиливались из оригинального метеоритного образца. Последующее растворение в кислоте внешних слоев толщиной 200–500 мкм этих плотных кубиков из Fe-Ni показало, что истинное содержание

^{109}Ag было близко к 10^{11} атом/г, примерно в 10^2 раз меньше, чем нашли Келли и Вассербург [85]. Соответствующее отношение $^{107}\text{Ag}/^{109}\text{Ag}$ заключено в интервале от 1,5 до 3,1, что означает избыток изотопа ^{107}Ag до 200% [77]. Количество атомов $^{107}\text{Ag}^*$ на грамм, определенное в работе Келли и Вассербурга [85], было подтверждено. В этих экспериментах анализировались образцы из шести метеоритов одного класса и было показано, что все они содержат $^{107}\text{Ag}^*$. Результаты приведены на рис. 13, они показывают, что если образцы представляют собой смесь $^{107}\text{Ag}^*$ и серебра солнечного изотопного состава, то отношение $^{107}\text{Ag}/^{108}\text{Pd}$ изменяется от $1,8 \cdot 10^{-5}$ для метеорита Уорбертон-Рэндж (*Warburton Range*) до 10^{-6} для метеорита Тлакотепес. Избыток $^{107}\text{Ag}^*$

Рис. 13. Диаграмма эволюции $^{107}\text{Pd}-^{107}\text{Ag}$ для различных железных метеоритов с большим дефицитом сидерофильных элементов. Изотопный состав нормального земного серебра показан горизонтальной прямой $^{107}\text{Ag}/^{109}\text{Ag} = 1,09$. Для всех представленных здесь образцов характерны очень большие избытки ^{107}Ag по отношению к земному содержанию, очень низкие содержания Ag и высокие содержания Pd. Эти данные указывают на корреляцию между $^{107}\text{Ag}^*$ и Pd. Приведена прямая, соответствующая эффектам распада ^{107}Pd для отношения $^{107}\text{Pd}/^{108}\text{Pd} = 1,8 \cdot 10^{-5}$. Разброс точек указывает либо на разброс возрастов метеоритов, либо на то, что ^{109}Ag имеет особое и независимое происхождение. Обозначения образцов: D—Дип-Спрингс № 357,1; H—Хоба, 60 В; P1—Пиньон, D, P2—Пиньон, 2В; P3—Пиньон X; S1—Санта-Клара, 9; S2—Санта-Клара, 10; S3—Санта-Клара, 10–16; T—Тлакотепес; W—Уорбертон-Рэндж, 923. Черными кружками обозначены наиболее точные данные, треугольниками—результаты прежних работ с маленькими образцами и большими неопределенностями. Крест ошибок включает погрешности, обусловленные земными загрязнениями. Данные заимствованы из работ [77, 78], а также из неопубликованной работы Кайзера и Вассербурга. Прямая, проходящая через начало координат, соответствует смеси чистого ^{109}Ag (без ^{107}Ag) с веществом, содержащим в чистом виде $^{107}\text{Ag}^*$ и имеющим постоянное значение $^{107}\text{Ag}^*/^{108}\text{Pd}$.



найден в метеоритах с отношениями $^{108}\text{Pd}/^{109}\text{Ag}$ от $5 \cdot 10^4$ до $1,2 \cdot 10^5$; такие отношения соответствуют громадным избыткам по сравнению с солнечным значением $(^{108}\text{Pd}/^{109}\text{Ag})_{\odot} \sim 1,5$. Наличие $^{107}\text{Ag}^*$ в веществе с очень сильным избытком Pd по отношению к Ag является сильным аргументом в пользу существования ^{107}Pd . Следует рассмотреть взаимодействие космических лучей с возможными ядерными мишенями в метеорите, поскольку многие из этих тел подвергались воздействию космических лучей на протяжении долгого времени ($2 \cdot 10^9$ лет). Измерение содержаний продуктов реакций скалывания в этих образцах показало, что нет никакой корреляции между накопившимися ядрами ^3He , ^{21}Ne и ^{38}Ar и избытком $^{107}\text{Ag}^*$ [164]. В частности, время облучения метеорита Хоба (*Hoba*) космическими лучами очень мало, но отношение $^{107}\text{Ag}^*/^{108}\text{Pd}$ в нем такое же, как в метеорите Пиньон, который облучался долго. Чтобы $^{107}\text{Ag}^*$ в метеорите Пиньон был образован в результате воздействия вторичных нейтронов на Pd, потребовалось бы $\langle \sigma M \rangle \sim 10^2$ барн, где σ — эффективное сечение реакции и M — множественность, т. е. число взаимодействующих вторичных протонов на один первичный налетающий протон. Если принять, что эффективное сечение равно 1 барн, то потребуется очень высокая множественность — $M \sim 10^2$. Оценки скорости образования ^{107}Ag из Pd получил Риди [137], который использовал данные о скорости образования ^{53}Mn из Fe. Он пришел к выводу, что бомбардировка космическими лучами не может дать наблюдаемые значения $^{107}\text{Ag}^*$. Не исключено, что в некоторых образцах существенная доля ^{109}Ag обусловлена бомбардировкой космическими лучами; по данным о метеоритах типа IVB можно заключить, что содержание серебра с нормальным солнечным составом в метеоритах класса IVB много меньше наблюдаемого содержания ^{109}Ag (Т. Кайзер, частное сообщение). Все имеющиеся данные представлены на рис. 13. Общая корреляция, по-видимому, существует. Однако если предположить, что эти метеориты имеют в точности один и тот же возраст, то корреляционная прямая пройдет скорее через начало координат (отсутствие ^{107}Ag), а не через точку с нормальным отношением $^{107}\text{Ag}/^{109}\text{Ag}$. Это можно рассматривать как указание на наличие отдельного несолнечного источника ^{109}Ag для данных образцов [79] (см. примечание на стр. 138).

Низкое содержание в этих железных метеоритах всех фаз, кроме Fe-Ni, пока не позволило получить внутреннюю изохрону методом $^{107}\text{Pd} - ^{107}\text{Ag}$. В этих метеоритах обнаружены небольшие конкреции FeS с избытком Ag, но с дефицитом Pd и, произведя тщательный анализ, возможно, удастся построить изохрону по двум точкам.

Обычно обнаруживаемый в железных метеоритах типа IVB избыток ^{107}Ag является серьезным указанием на наличие ^{107}Pd во время образования зерен из Fe-Ni, а весьма возможно — и во время образования самих этих железных метеоритов. Это должно непосредственно связать временную шкалу образования и плавления малых планет с последним событием нуклеосинтеза. Данные по трем метеоритам приводят к зна-

чению отношения $^{107}\text{Pd}/^{108}\text{Pd} = (1,5-1,8) \cdot 10^{-5}$. Это отношение следует сравнить с отношениями $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al} \approx (5-8) \cdot 10^{-5}$ и $^{129}\text{I}/^{127}\text{I} \approx 10^{-4}-2 \cdot 10^{-4}$. Если поступления всех короткоживущих ядер были обусловлены одним событием с $\Delta < 10^6$ лет, то эти отношения попросту отражают количества короткоживущих ядер, добавленные этим событием. Это явно подтверждается имеющимися наблюдениями и согласуется с оценками количества инжектированного вещества с атомными номерами вблизи Ва [111, 112]. Из табл. 1 следует, что если бы имело место равномерное образование ядер, которое закончилось бы за $1,6 \cdot 10^8$ лет до образования Солнечной системы, то отношение $^{129}\text{I}/^{127}\text{I}$ составило бы $\approx 2 \cdot 10^{-4}$, но отношение $^{107}\text{Pd}/^{108}\text{Pd}$ — лишь $\sim 10^{-8}$, и аномалии, обусловленные ^{107}Pd , были бы ненаблюдаемы. Напротив, наблюдаемые $^{26}\text{Mg}^*$ и $^{107}\text{Mg}^*$ полностью согласуются с гипотезой о поздней инжекции. Отсюда также следует, что данное событие нуклеосинтеза добавило некоторое количество ^{129}I .

Время между последней вспышкой нуклеосинтеза и образованием и плавлением малых планет оказывается 10^7 лет [85]. Если интерпретация $^{107}\text{Ag}^*$ правильна, то эти данные в совокупности с результатами по ^{26}Al фиксируют момент образования капель и малых планет относительно последнего события нуклеосинтеза. В дополнение к этому можно построить шкалу, основанную на $^{107}\text{Pd}-^{107}\text{Ag}$. Данные по метеоритам Пиньон, Хоба, Уорбертон-Рэндж и Тлакотепес позволяют установить различие моментов их образования в пределах $\approx 30 \cdot 10^6$ лет.

IX. ТРАНСУРАНОВЫЕ ЭЛЕМЕНТЫ

Наиболее убедительные свидетельства были получены в пользу существования в ранней Солнечной системе ^{244}Pu . Это ядро распадается как с испусканием α -частиц, так и путем спонтанного деления. По химическим свойствам Pu относится к актиноидам. Самые непосредственные свидетельства в пользу существования ^{244}Pu базируются на следующих фактах, касающихся продуктов ядерного деления:

а) избыток треков, обусловленных отдачи при делении, над треками, обусловленными спонтанным делением ^{238}U , в минеральных зернах, богатых Th, U и редкоземельными элементами;

б) присутствие Xe с сильным избытком незранированных изотопов в метеоритах, обогащенных U;

в) прямая корреляция Xe, содержащего почти исключительно незранированные изотопы, с кристаллами, которые обнаруживают избыток треков отдачи при делении;

г) демонстрация того факта, что спектр незранированных изотопов Xe в соответствующих минеральных фазах отчетливо обнаруживается и точно измеряется;

д) определение выхода продуктов деления ^{244}Pu в лаборатории и его согласие со спектром незранированных изотопов Xe, не связанных с распадом U.

Подробные сведения по этим вопросам можно почерпнуть в оригинальных статьях и обзорах [1, 18, 68, 87, 88, 133, 144, 171, 172].

Из-за большого периода полураспада $82 \cdot 10^6$ лет ^{244}Pu не мог исчезнуть к настоящему времени. Достаточно качественных экспериментов, которые могли бы обнаружить его в земных материалах, выполнено не было, но один обнадеживающий результат имеется [66]. Признаки присутствия ^{244}Pu были выявлены путем изотопного анализа в образцах лунного грунта, доставленных на Землю по программе «Аполлон» [40].

Содержание ^{244}Pu в Солнечной системе на ранних стадиях ее эволюции было определено из анализа образцов метеоритного вещества. Первые измерения в метеоритных фосфатах дали $^{244}\text{Pu}/^{232}\text{Th} = 0,014$ для эпохи 4,6 млрд. лет назад, но было показано, что это слишком высокое значение для Солнечной системы, поскольку имело место химическое фракционирование Pu и Th в кристаллах фосфатов и в метеорите в целом ([38], гл. 7 этого сборника). Для одного хондрита в целом было получено $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U} = 0,013$ [133]. Изучение включений метеорита Альенде [135] и более широкое исследование других метеоритов [87, 88] дали в качестве верхнего предела $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U} = 0,09$ и раз в десять меньше для ахондритов.

Для объяснения образования ^{26}Al предлагалось несколько механизмов, связанных с взрывами сверхновых и новых, но эти механизмы не обязательно являются обычными *s*- и *r*-процессами. Образование изотопов Pd, включая ^{107}Pd , на указанном уровне не может служить хорошим индикатором, поскольку Pd может образовываться как в *s*-, так и в *r*-процессе. Ядра ^{129}I синтезируются в *r*-процессе, но все они могли возникнуть либо в последнем событии нуклеосинтеза вместе с ^{107}Pd , либо в гораздо более раннюю эпоху, за $\sim 10^8$ лет до образования Солнечной системы. Если они являются продуктом «последней минуты», то вклад *r*-процесса составляет лишь $10^{-4} M_{\odot}$.

Единственным нуклидом с периодом полураспада много меньше 10^9 лет, для которого возможность образования лишь в *r*-процессе с очень большим потоком нейтронов хорошо обоснована, является ^{244}Pu . Распространенность ^{244}Pu слишком высока, чтобы образование этого изотопа можно было связать с поздним процессом нуклеосинтеза, если не предполагать, что в последнем событии нуклеосинтеза образовался очень большой избыток актиноидов по сравнению с содержанием на Солнце. По-видимому, имеется некоторое количество свежего вещества, синтезированного в *r*-процессе, — об этом свидетельствуют избытки неэкранированных ядер Ba, Nd и Sm, обнаруженные в одном из включений метеорита Альенде [110–112]. Однако для образования этих ядер не обязателен стандартный *r*-процесс, они могут синтезироваться в относительно слабом потоке нейтронов [160]. Вполне возможно, что образующийся в *r*-процессе ^{129}I также формируется в слабом потоке нейтронов, в условиях, отличных от условий образования актиноидов и трансурановых элементов, для синтеза которых необходимы мощные потоки нейтронов и высокие плотности.

Ключ к установлению последнего истинного r -процесса должен дать ^{247}Sm . На важность этого ядра для изотопной хронологии впервые обратили внимание Блейк и Шрамм [11], рассмотревшие возможные изменения отношения $^{235}\text{U}/^{238}\text{U}$ в результате фракционирования Sm перед образованием некоторых минеральных фаз в метеоритах. В их расчетах предполагалось, что интервал времени между последним событием нуклеосинтеза и образованием Солнечной системы составляет $\sim 10^8$ лет. Из этого предположения следовало очень низкое значение отношения $^{247}\text{Sm}/^{235}\text{U}$ в эпоху образования метеоритов, так что обнаружение изотопных сдвигов было бы весьма затруднительно даже в случае сильного химического фракционирования. Вследствие открытия ^{26}Al в веществе Солнечной системы указанный промежуток времени пришлось сократить до $\sim 10^6$ лет. При таком коротком характерном времени r -процесс, идущий с постоянной скоростью, дал бы $^{247}\text{Sm}/^{235}\text{U} \approx 7 \cdot 10^{-2}$, и тогда можно было бы ожидать существенных изотопных аномалий ^{235}U . Несколько групп сообщили о больших избытках ^{235}U [3, 21, 154, 161]. Однако, несмотря на предпринятые впоследствии интенсивные исследования, не удалось подтвердить ни один из первоначальных результатов. И все же вопрос о ^{247}Sm нельзя считать окончательно решенным, необходимы более тщательные и обширные исследования.

Поскольку экспериментальные факты ставятся под сомнение, последующее обсуждение следует считать предварительным*. Следуя Чену и Вассербургу [22, 23], примем в качестве верхнего предела вариации отношения $^{235}\text{U}/^{238}\text{U} \pm 5\%$ от нормального земного значения $1/137,88$. Это справедливо для всех изученных образцов, даже для образцов с сильным фракционированием Th/U. Как указывалось этими авторами, сообщавшиеся в других работах данные о сильных вариациях содержания ^{235}U (несколько процентов для метеорита в целом, несколько сотен процентов для отдельных образцов) не поддаются разумному объяснению последним событием нуклеосинтеза, в котором возникло $\sim 10^{-4}$ полной массы солнечного вещества, если не предполагать, что темп нуклеосинтеза имел максимум в районе U с превышением $\sim 10^2$ над солнечными содержаниями. Если принять результаты по вариациям ^{235}U , сообщавшиеся Ченом и Вассербургом [22, 23], то верхний предел

* После того как эта глава была написана, было обнаружено, что отношение $^{235}\text{U}/^{238}\text{U}$ в фосфатах хондрита Сент-Северин неотлично от нормального земного значения в пределах 5% [23]. Было также показано, что аномалии в данной минеральной фазе, о которых сообщалось в работах [155, 156], связаны с ошибкой. В сообщении [150] также указывалось на отсутствие существенных сдвигов отношения $^{235}\text{U}/^{238}\text{U}$ в изученных образцах и не было найдено подтверждений сделанного ранее [154] вывода о наличии ^{247}Sm в ранней Солнечной системе. Вероятно, спор по данному вопросу разрешен. Окончательный вывод состоит в том, что заметных сдвигов отношения $^{235}\text{U}/^{238}\text{U}$ нет (на уровне 5%), и, следовательно, содержание ^{247}Sm в ранней Солнечной системе было очень низким, как и полагали Чен и Вассербург [22, 23].

$^{247}\text{Sm}/^{235}\text{U}$ составляет $4 \cdot 10^{-3}$ и отпадает необходимость в избытке актиноидов. В этом случае можно использовать отсутствие аномалий ^{247}Sm для определения того истинного r -процесса, который обеспечил поставку актиноидов в солнечное вещество.

Связь характерного времени раннего r -процесса со средним галактическим нуклеосинтезом определяется ядрами ^{232}Th , ^{238}U , ^{235}U , ^{244}Pu и ^{247}Sm в порядке убывания периода полураспада. Этот вопрос был изучен Бербиджами, Фаулером и Хойлом [14] и Фаулером и Хойлом [53], которые оценили необходимую скорость образования зародышевых ядер Th и U. Если предположить, что скорость образования ядер была постоянной и что оно продолжалось вплоть до формирования Солнечной системы, то с найденными этими авторами значениями относительных скоростей образования ядер получается $^{247}\text{Sm}/^{235}\text{U} \approx 8 \cdot 10^{-2}$ [11, 51]. Это в 20 раз больше принимаемого здесь верхнего предела, и поэтому следует сделать вывод, что перед моментом изоляции Солнечной системы имел место разрыв $\sim 10^8$ лет между средним r -процессом и последним всплеском, породившим ядра ^{26}Al , ^{107}Pd и ^{129}I .

Х. О ЧЕМ ПОВЕДАЛИ ДРУГИЕ РАДИОАКТИВНЫЕ НУКЛИДЫ

Как следует из табл. 1, имеется несколько радиоактивных ядер, периоды полураспада которых соизмеримы с обсуждаемыми здесь характерными временами. Сейчас нет убедительных свидетельств присутствия этих ядер в ранней Солнечной системе. О попытке доказать присутствие ^{202}Pb , основываясь на аномальных значениях отношения $^{202}\text{Hg}/^{196}\text{Hg}$, сообщалось в [75, 76]. Во включении С-1 метеорита Альенде был найден дефицит ^{135}Ba ; этот дефицит может быть обусловлен «вымораживанием» Ba до распада ^{135}Cs [111]. Определение содержаний изотопов Nd привело Лагмейра и Марти [109] к выводу о присутствии ^{146}Sm . Данные по Nd пока не подтверждены, и сообщенный Лагмейром и Марти эффект лежит в пределах указанных ими ошибок. Ни одно из этих наблюдений нельзя считать достаточным для доказательства присутствия соответствующих родительских ядер в ранней Солнечной системе. Необходимо предпринять гораздо более обширные исследования по всем системам родительских и дочерних ядер, приведенным в табл. 1. Это потребует разработки адекватных методов как масс-спектрометрии, так и химического разделения. Особое внимание следует уделить отбору образцов, чтобы были гарантированы и достаточная их древность и необходимое для появления обнаружимых изотопных аномалий фракционирование между родительскими и дочерними ядрами.

После того как рукопись этого обзора была представлена в редакцию, Хунеке, Армстронг и Вассербург сделали сообщение [70] об аномальном содержании ^{41}K , которое указывает на присутствие ^{41}Ca во включениях метеорита Альенде. Эти авторы получили $^{41}\text{K}/^{39}\text{K} \sim 1$, тогда как нормальное значение этого отношения составляет $\sim 0,07$. Измерения проводились в фазах с избытком Ca и дефицитом K ($\text{Ca}/\text{K} \sim 10^7$)

в образце, в котором ранее был обнаружен ^{26}Al [103]. По другим ядрам в этом метеорите, которые служат индикаторами нейтронов, можно сделать вывод, что данный эффект не мог быть обусловлен вторичными нейтронами галактических космических лучей. Выводимое отсюда значение $^{41}\text{Ca}/^{40}\text{Ca}$ составляет $\sim 10^7$. Вследствие короткого периода полураспада ^{41}Ca ($\sim 10^5$ лет) это может привести к важным выводам. При получении этих данных использовался метод ионного микрозондирования высокого разрешения (вариант Rapurge метода Cameca IMS3F), чтобы разрешить изобарическую интерференцию. Этот результат необходимо подвергнуть тщательной проверке, расширив экспериментальную базу и методы контроля. Только так можно будет надежно установить наличие $^{41}\text{K}^*$ и, возможно, активного ^{41}Ca в ранней Солнечной системе.

XI. ЗАКЛЮЧЕНИЕ

В настоящее время имеются убедительные свидетельства в пользу того, что в ранней Солнечной системе присутствовали короткоживущие ядра ^{26}Al , ^{107}Pd , ^{129}I и ^{244}Pu . По этим ядрам можно установить временную связь между образованием Солнечной системы и некоторыми процессами нуклеосинтеза. При тщательном поиске должны быть обнаружены признаки других исчезнувших нуклидов, совместимых с коротким характерным временем $\sim 10^6$ лет. Существуют также многочисленные данные, показывающие, что протосолнечная туманность состояла из вещества, которое было неоднородным по изотопному составу, и что в определенной степени эти неоднородности сохранились до наших дней [30, 32, 61, 99, 175]. Сейчас нет прямых свидетельств корреляции между короткоживущими ядрами и общими неоднородностями изотопного состава, однако естественно предположить, что инжекция короткоживущих ядер сопровождалась поступлением и других аномальных изотопных компонентов. Корреляции между изотопными аномалиями различных элементов, так же как и корреляции между такими аномалиями и радиоактивностью короткоживущих ядер могут пролить больше света на породившие их ядерные процессы.

Содержания короткоживущих ядер и экзотических стабильных ядер — одного порядка величины и взаимно согласуются с гипотезой о единичной инжекции. Источником короткоживущих ядер могли быть либо интенсивное облучение ($> 10^{20}$ протон/см²) внутри Солнечной системы, либо нуклеосинтез в звездных недрах до образования Солнечной системы. Локальное облучение облегчило бы сохранение мелкомасштабных неоднородностей, однако многие из общих изотопных аномалий не согласуются с предположением об облучении рассеянного или конденсированного вещества Солнечной системы. Современная точка зрения такова: общие изотопные аномалии обусловлены нуклеосинтезом в звездах до образования Солнечной системы. Число звездных источников не известно, но требуется значительное разнообразие астрофизиче-

ских источников и процессов. Сейчас широко распространено мнение, что свой вклад внесли сверхновые, и Нидерер, Папанастасиу и Вассербург [122, 123] высказывали предположение, что в вещество протосолнечной туманности было «впрыснуто» очень богатое нейтронами вещество, выброшенное из ядра сверхновой. Эти авторы, в частности, обнаружили в двух FUN-образцах, ЕК-1-4-1 и С-1, сильные аномалии ^{50}Ti , которые коррелируют с сильными аномалиями ^{48}Ca , найденными в тех же образцах Ли и др. [105]. Эта корреляция аномалий самых богатых нейтронами изотопов Са и Ti в совокупности с отсутствием в тех же образцах аномалий ^{46}Ca являются веским свидетельством равновесного или квазиравновесного горения в богатой нейтронами среде (ср. [17]).

Характерные времена образования, инжекции и внедрения в конденсированное вещество не могут существенно превосходить среднее время жизни ^{26}Al . Это характерное время отражает состояние межзвездной среды перед образованием Солнечной системы. Если потребовать, чтобы характерное время гравитационного коллапса τ_{II} было меньше или порядка среднего времени жизни ^{26}Al (10^6 лет), то из соотношения $\tau_{\text{II}} \sim 4 \cdot 10^7 n_{\text{H}}^{1/2} \lesssim 10^6$ лет следует, что концентрация водорода в межзвездной среде составляла $n_{\text{H}} \gtrsim 10^3 \text{ см}^{-3}$. Если результаты по ^{41}Ca правильны, то характерное время будет существенно (неприемлемо?) сокращено, и из формулы для времени свободного падения получим $n_{\text{H}} \gtrsim 10^5 \text{ см}^{-3}$. Таким образом, из существования изотопа ^{26}Al , по-видимому, следует, что межзвездная среда, из которой сформировалась Солнечная система, представляла собой довольно плотное молекулярное облако [175]. Этот вывод полностью согласуется с астрономическими наблюдениями плотных облаков, быстро эволюционирующих массивных звезд и ОВ-ассоциаций (ср. [62, 182]). Если отношение $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ в межзвездной среде было $\sim 10^{-4}$, то ^{26}Al был преобладающим источником ионизации, и межзвездная среда, очевидно, была основательно ионизована, вследствие чего движения газа были жестко связаны с магнитным полем [37].

Анализ данных об отношении $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$ приводит, кроме того, к выводу, что не позднее чем через $3 \cdot 10^6$ лет вслед за синтезом ^{26}Al образовались силикатные капли. Эти капли явились результатом метастабильной конденсации продуктов испарения, существовавших прежде пылевых частиц. Последние должны включать как гораздо более древние продукты нуклеосинтеза, так и некоторое количество свежесинтезированного вещества. Капли, из которых образовались богатые Са и Al хондры, не являются межзвездными шариками произвольного изотопного состава, напротив, их изотопный состав близок к типичному составу вещества Солнечной системы. По своему изотопному составу эти капли в основном предстают как «среднее» солнечное вещество, а не как продукт отдельного экзотического источника. Некоторое количество древних пылевых частиц межзвездной среды вполне могло сохраниться, но пока не найдено, хотя мелкозернистое вещество, содержащее Ne-E,

возможно, и представляет подобные удивительные реликты [10, 41]. Необходимо продолжить поиски конденсатов, образовавшихся непосредственно при вспышках сверхновых ($\bar{\tau} \ll 10^6$ лет). Бегеманн и Стегманн [9] инициировали поиски изотопа ^{41}K , обусловленного распадом ^{41}Ca и связанного с сохранением конденсатов, сформировавшихся при вспышке сверхновой, как это было обосновано Д. Клейтоном [28, 30].

Пылевые частицы, капли и «градинки», присутствующие в метеоритах, представляются продуктами нагрева исходных пыли и газа в отдельных областях протосолнечной туманности с последующими охлаждением, конденсацией и кристаллизацией метастабильных веществ, содержащих ^{26}Al . Вряд ли вся протосолнечная туманность была горячей. Образовавшиеся хондры подверглись снова нагреву и метаморфизму и/или частично расплавились, а затем вступали в реакции с более летучими элементами (галогенами, щелочными металлами, кислородом), среди которых все еще присутствовал ^{129}I [127]. Эти события происходили в интервале времени $\sim 3 \cdot 10^6$ лет с момента образования ^{26}Al . Затем обломки, заполнявшие Солнечную систему, объединились в небольшие планетоподобные тела. Считается, что сложный метаморфизм и установление нового равновесного состояния для большинства типичных углистых хондритов связаны с метаморфизмом хондр как в исходной туманности, так и в родительском теле метеорита [163]. Как отмечалось выше, в большинстве случаев метаморфизм и перестройка богатых Ca и Al включений, по-видимому, происходили на небольших планетоподобных телах, содержавших летучие и нагретых благодаря распаду ^{26}Al . В частности, установление равновесия по Fe–Mg в большинстве хондритов [81], несомненно, устранило эффекты ^{26}Al в большинстве образцов. Исследования кислорода в неравновесных хондрах показывают, что необходимо предпринять поиски следов ^{26}Al в метеоритах самых разнообразных типов [55, 115].

Рассматривая темп нуклеосинтеза в звездах, мы должны теперь внимательно учесть дискретный характер инъекции нового вещества при рассмотрении радиоактивных элементов с короткими периодами полураспада. Если считать нуклеосинтез в Галактике за длительные промежутки времени непрерывным процессом образования ядер и добавить к нему некоторые разрешаемые во времени события, ответственные за образование короткоживущих ядер, то число короткоживущих ядер дается выражением $\sum_j p\lambda_j \exp(-\lambda\Delta_j)$, где $p\lambda_j$ —число ядер, образующихся в результате одного j -го события, а Δ_j —промежуток времени между этим событием и образованием Солнечной системы. Тогда если $\Delta_j \gtrsim 10^8$ лет для всех событий, кроме последнего, происшедшего в момент $\Delta_0 (\ll 10^8$ лет), то:

$$N(^{26}\text{Al}) \approx p_0(^{26}\text{Al}) \exp(-\lambda_{26}\Delta_0), \quad (1)$$

$$N(^{129}\text{I}) \approx p_0(^{129}\text{I}) \exp(-\lambda_{129}\Delta_0) + p_1(^{129}\text{I}) \exp(-\lambda_{129}\Delta_1) + \dots, \quad (2)$$

$$N(^{244}\text{Pu}) \approx p_0(^{244}\text{Pu}) + p_1(^{244}\text{Pu}) \exp(-\lambda_{244}\Delta_1) + p_2(^{244}\text{Pu}) \exp(-\lambda_{244}\Delta_2) + \dots, \quad (3)$$

$$N(S) = \langle P(S) \rangle T + p_0(S) + p_1(S) + p_2(S) + \dots \quad (4)$$

Уравнение (4) дает число стабильных (S) ядер, образовавшихся в результате длительного галактического нуклеосинтеза со средней скоростью $\langle P \rangle$ (член $\langle P(S) \rangle T$) и нескольких разрешимых во времени всплесков нуклеосинтеза с вкладами p_i . Уравнение (2) показывает, что при $\Delta_1 \sim 10^8$ лет для равенства вкладов ^{129}I в Солнечную систему от событий 0 и 1 должно быть $p_1(^{129}\text{I}) \sim 60p_0(^{129}\text{I})$. Если вклад от событий нуклеосинтеза в общем мал (скажем, $\sum p_i(S)/N(S) \sim 10^{-4}$) и если относительные содержания образующихся ядер соответствуют их содержаниям на Солнце, то из уравнения (3) и отсутствия аномалий ^{247}Sm следует, что в событиях 1–3 образование ядер должно было происходить гораздо интенсивнее, чем в событии 0. Если принять, что средний интервал времени между всплесками нуклеосинтеза составлял $\bar{\Delta}$, то за время жизни Галактики T число событий (или групп событий), внесших вклад в создание современного солнечного химического состава, будет порядка $T/\bar{\Delta}$. При $\bar{\Delta} \sim 10^8$ лет получаем ~ 50 событий, что с качественной точки зрения следует считать малым числом. Даже если предположить, что в каждой группе событий вклад в нуклеосинтез дают 50 отдельных звезд, то получится 2500 отдельных событий. Вклад инжекции на поздней стадии, по-видимому, составляет $\sim 10^{-4} M_{\odot}$, что относительно мало в сравнении с оцененными выше вкладами $4 \cdot 10^{-4} - 2 \cdot 10^{-2} M_{\odot}$.

Присутствовавший в ранней Солнечной системе ^{129}I мог весь образоваться в последнем событии, либо мог быть смесью свежего ^{129}I с уже существовавшим в межзвездной среде. Если вклад предпоследнего события нуклеосинтеза в количество стабильных ядер был таким же, как и вклад последнего события, то при $\Delta_1 \sim 10^8$ лет предпоследнее событие не должно было внести заметного количества ^{129}I . Присутствие ^{244}Pu показывает, что интенсивное образование актиноидов должно было произойти не ранее, чем за $4 \cdot 10^8$ лет до образования Солнечной системы $\sim 4,56 \cdot 10^9$ лет назад. Для этого требуется несколько эпизодов r -процесса в интервале времени между $5 \cdot 10^9$ и $4,7 \cdot 10^9$ лет назад, в дополнение к последнему процессу, отождествляемому с помощью ^{26}Al и ^{107}Pd .

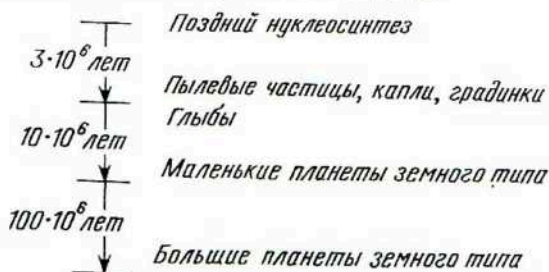
Все это приводит к сценарию типа, показанного на рис. 3, г, с тремя событиями, очевидно выделяющимися над общим медленным галактическим нуклеосинтезом, причем последнее событие должно быть довольно слабым, а предшествующие события — гораздо более мощными (в $10^2 - 10^4$ раз), происходившими с интервалами $\sim 10^8$ лет и обеспечившими образование большей части ^{244}Pu и, весьма вероятно, значительной части наблюдаемого ^{129}I .

Имеющиеся данные о системе $^{107}\text{Pd}-^{107}\text{Ag}$ указывают на образование и плавление небольших планетных тел (< 100 км) в интервале времени порядка двух периодов полураспада ^{107}Pd . Заметим, что указанное характерное время очень мало и соизмеримо с временем Кельвина — Гельмгольца. Это может привести к некоторым затруднениям при построении динамической картины имевших место процессов. Любая планета (малая или большая), сформировавшаяся в пределах 10^6 лет после того, как значение $(^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al})_{\odot}$ составляло $\sim 5 \cdot 10^{-5}$, должна расплавиться вследствие распада ^{26}Al [50, 102, 162]. Если источником нагрева малых планет является ^{26}Al , то интервал времени должен быть меньше $\sim 4 \cdot 10^6$ лет, что меньше периода полураспада ^{107}Pd (10^7 лет). От момента образования мелких планетообразных тел до момента завершения аккреции планет земной группы прошло $\sim 10^8$ лет. Этот вывод базируется на обширных теоретических исследованиях Сафронова с сотрудниками [145, 146]. Прямые наблюдательные свидетельства дают оценки «возрастов» Земли и Луны, они приводят к значениям возраста $(4,45-4,50) \cdot 10^9$ лет, а для ряда метеоритов найден возраст $4,555 \cdot 10^9$ лет [178]. При таком более длительном времени вообще не остается ^{26}Al и для плавления всех планет земной группы требуется тепло, выделяемое при аккреции и при распаде U, Th и K. Описанная хронология схематически показана на рис. 14.

Применение очень короткоживущего радиоактивного изотопа ^{26}Al для точной «реконструкции» истории Солнечной системы осложняется явными свидетельствами многостадийного метаморфизма и перестройки в богатых Са и Al минералах, а возможно, и во всех метеоритных образцах. Другое осложнение связано с изотопной неоднородностью вещества Солнечной системы, поскольку отношение $^{26}\text{Al}/^{27}\text{Al}$, по всей видимости, никогда не было постоянным. Если ^{129}I был образован преимущественно в последнем событии нуклеосинтеза, то вполне возможно, что отношение $^{129}\text{I}/^{127}\text{I}$ также не было однородным. Такая возможность обсуждалась, но пока не нашла надежных подтверждений [17].

С наличием изотопных неоднородностей связано несколько загадок, касающихся масштабов перемешивания. Одна хондра должна предста-

Рис. 14. Временная шкала эволюции больших планет.



влять результат конденсации вещества протосолнечной туманности в объеме $\sim 1 \text{ км}^3$, что соответствует объему $\sim (10^3 \text{ км})^3$ в плотном молекулярном облаке. Сохранение изотопных различий между газом и пылью можно понять, если принять во внимание, что образование тяжелых элементов (тяжелее Ne) и легких элементов происходит в звездах разных спектральных классов. Изотопные различия между хондрами требуют, чтобы исходное вещество, из которого образовались хондры, не было полностью перемешано ни в межзвездной среде, ни в протосолнечной туманности. Это должно означать, что перемешивание пылевых частиц ($\lesssim 1 \text{ мкм}$) в протосолнечной туманности и перемешивание вещества в межзвездной среде на указанных масштабах является неполным. Отсюда вытекает, что исходные неоднородности были гораздо сильнее наблюдаемых теперь и/или что они проявлялись на крайне малых расстояниях, как можно судить по характерным размерам неоднородностей, наблюдаемых в Солнечной системе и в волокнах остатков сверхновых (ср. [25]). Таким образом, пыль должна быть существенно неоднородной. Это означает, что параметр, характеризующий диффузию, $D\tau/x^2$, должен быть меньше единицы как для межзвездной пылевой материи, так и для пыли протосолнечной туманности в течение времени τ на масштабах x , содержащих пыль, которая теперь входит в одну хондру. Вопрос о том, каким образом неоднородности возникают и что позволяет им сохраняться на наблюдаемых масштабах, требует внимательного изучения.

Общие изотопные неоднородности указывают скорее всего на то, что источником соответствующих ядер является нуклеосинтез в звездах. Однако полезно оценить также возможности моделей, предполагающих локальное образование ядер в Солнечной системе в эпоху, когда Солнце было очень активным (фаза Хаяши?). Преимуществом таких моделей является то, что они допускают очень короткое характерное время и относительно мелкомасштабные изотопные неоднородности. Бомбардировка почти обезгаженного околосолнечного пылевого гало диаметром 1–2 а.е., возможно, уже после того, как образовались некоторые мелкие планетообразные тела, могла бы лечь в основу модели, лишенной многих трудностей. Необходим основательный пересмотр концептуальной модели Фаулера, Гринстейна и Хойла [52], чтобы объяснить наблюдаемые изотопные аномалии, а не образование Li, Be, B. Такая модель должна описывать образование короткоживущих нуклидов, разрушение ^{17}O , ^{18}O , образование аномалий Ne, Mg, Ca, Ti, Sr, Xe, Ba, Nd, Sm и, возможно, ^{109}Ag . От вовлеченного в эти процессы вещества Солнечной системы на сегодняшний день требуется, лишь чтобы оно было способно к конденсации и имелось в количестве нескольких масс Земли. Если этот сценарий правилен, то сведения о прямой связи с межзвездной средой и галактическим нуклеосинтезом распространились бы на времена, характерные для элементов, образующихся в r -процессе.

Определение изотопного состава атмосферы Юпитера (в частности, Ne и O) может обеспечить наилучшие значения солнечных изотопных

отношений, а изотопные исследования комет должны дать ответ на вопрос, распространяются ли изотопные неоднородности, имеющиеся во внутренней части Солнечной системы, на нелетучие элементы. Наличие таких данных сыграет решающую роль при оценке того, в какой мере изотопные неоднородности пород, обнаруженные на планетах земного типа, распространяются на Солнечную систему в больших масштабах.

Активно ведутся исследования изотопного и химического состава межзвездной среды и остатков сверхновых [158, 165]. Интенсивному исследованию подвергается связь быстро эволюционирующих массивных звезд в плотных пылевых молекулярных облаках и остатков сверхновых, и в ближайшем будущем можно ожидать исследований зависимости изотопного состава Cas A от времени (Киришнер, частное сообщение). Недавно был достигнут значительный прогресс в масс-спектрометрии космических лучей и солнечных вспышек. Для нескольких элементов, включая Fe, Ne и Mg, были выполнены надежные определения содержаний изотопов. Наиболее важным представляется то, что железо оказалось в форме ^{56}Fe , а изотопный состав Ne и Mg в источниках космических лучей, по-видимому, отличается от принятого в качестве солнечного [58, 116, 117]. Эти направления, несомненно, поднимут новые проблемы и очертят еще более широкое поле исследований в области галактического нуклеосинтеза.

Результаты, о которых было кратко рассказано в этой главе, показывают, что имеется непосредственная связь во времени между нуклеосинтезом в звездах и веществом, из которого сформировалась Солнечная система. Описанные здесь открытия породили новые проблемы. Дальнейшие исследования, несомненно, принесут ответы на некоторые вопросы, но приведут к более глубокому вопросу, чем сформулированные теперь. Мы надеемся, что один из крупнейших специалистов по нуклеосинтезу испытывает радостное волнение, наблюдая, как отдельные мазки постепенно складываются в единое крупноформатное полотно.

Мы надеемся, что наши коллеги, занимающиеся этой областью науки, простят нам ошибки, которые, возможно, вкрались в обзорную картину столь сложной и быстро развивающейся области. Большинство данных по изотопным аномалиям ^{26}Al , ^{107}Pd и других элементов, описанных в тексте, были получены в работах Т. Ли, М. Мак-Каллоха, У. Келли, Т. Кайзера, Т. Изата, Ф. Нидерера, Дж. Хунке и Ф. Тера. Данные о ^{247}Sm заимствованы из работы Дж. Чена. Мы благодарны У. Хербсту за предоставленные на время образцы. Образцы для изучения были представлены К. Муром (Аризонский университет), Б. Мэйсоном (USNM), Э. Олсеном (Музей естественной истории), Э. Кингом (Техасский университет). Хорошо описанные и должным образом хранящиеся образцы — краеугольный камень любой научной работы, связанной с метеоритами и космохимией.

Мы признательны университетам за сотрудничество, благодаря которому Ли получил ученую степень в Техасском университете (Остин)

и выполнял исследования в КТИ. Точно так же У. Келли первоначально принял участие в работе при поддержке и по назначению Аризонского университета. Работа субсидировалась Национальным научным фондом и НАСА.

Примечание при корректуре. Чен и Вассербург [24] определили начальную изохрону метеорита Кейп-Йорк (класс IIIВ) путем изучения конкретной FeS методом, описанным на с. 126. Отношение $^{107}\text{Ag}^*/^{108}\text{Pd}$ равно $2 \cdot 10^{-5}$. Этот результат свидетельствует о том, что в железных метеоритах присутствует ^{107}Pd и что этот нуклид присутствовал в малых планетных телах в период их плавления и дифференциации.

ЛИТЕРАТУРА

1. Alexander E. C. Jr., Lewis R. S., Reynolds J. H., Michel M. L. *Science*, **172**, 837, 1971.
2. Alfvén H., Arrhenius G. *Evolution of the Solar System*, Washington, D. C., NASA, SP-345, 1976.
3. Arden J. W. *Nature*, **269**, 788, 1977.
4. Armstrong J. T., Meeker G. P., Huneke J. C., Wasserburg G. J. *Geochim. Cosmochim. Acta*, 1981.
5. Arnett W. D. *Astrophys. J.*, **157**, 1369, 1969.
6. Arnett W. D., Wefel J. P. *Astrophys. J. Lett.*, **224**, L139, 1978.
7. Arnould M., Nørgaard H., Thielemann F.-K., Hillebrandt W. *Astrophys. J.*, **237**, 931, 1980.
8. Audouze J., Birbing J. P., Dran J. C., Maurette M., Walker R. M. *Astrophys. J. Lett.*, **206**, L185, 1976.
9. Begemann F., Stegmann W. *Nature*, **259**, 549, 1976.
10. Black D. C. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **36**, 377, 1972.
11. Blake J. B., Schramm D. N. *Nature*, **263**, 707, 1976.
12. Blander M., Fuchs L. H. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **39**, 1605, 1975.
13. Brandley J. G., Huneke J. C., Wasserburg G. J. *J. Geophys. Res.*, **83**, 244, 1978.
14. Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F., *Rev. Mod. Phys.*, **29**, 547, 1957.
15. Cameron A. G. W., *Icarus*, **1**, 339, 1963.
16. Cameron A. G. W. *Nature*, **246**, 30, 1973.
17. Cameron A. G. W. *Astrophys. J. Lett.*, **230**, L53, 1979.
18. Cantelaube Y., Maurette M., Pellas P. *In Radioactive Dating and Methods of Low Level Counting*, Vienna, International Atomic Energy Agency, 1967, p. 215.
19. Chakraborty A. K., Stevens C. M., Rushing H. C., Anders E. J. *Geophys. Res.*, **69**, 505, 1964.
20. Chen J. H., Tilton G. R. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **40**, 635, 1976.
21. Chen J. H., Tilton G. R. *In Lunar and Planetary Science X*, Houston; Lunar and Planetary Institute, 1979, p. 192.
22. Chen J. H., Wasserburg G. J. *Geophys. Res. Lett.*, **7**, 275, 1980.
23. Chen J. H., Wasserburg G. J. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **52**, 1, 1981; *Anal. Chem.*, **53**, 2060, 1981.
24. Chen J. H., Wasserburg G. J. *In Lunar and Planetary Science XIII*, Houston: Lunar and Planetary Institute, 1982, p. 406.
25. Chevalier R. A., Kirshner R. P. *Astrophys. J.*, **233**, 154, 1979.
26. Christophe Michel-Levy M. *In Meteorite Research*, ed. Millman P. M., Dordrecht: D. Reidel, 1969, p. 492.
27. Clarke W. B., de laeter J. R., Schwarcz H. P., Shane K. C. *J. Geophys. Res.*, **75**, 448, 1970.

28. Clayton D.D. *Astrophys. J.*, **199**, 765, 1975.
29. Clayton D.D. *Icarus*, **32**, 255, 1977.
30. Clayton D.D. *Space Sci. Rev.*, **24**, 147, 1979.
31. Clayton D.D., Dwek E., Woosley S.E. *Astrophys. J.*, **214**, 300, 1977.
32. Clayton R.N. *Ann. Rev. Nucl. Sci.*, **28**, 501, 1978.
33. Clayton R.N., Grossman L., Mayeda T.K. *Science*, **182**, 485, 1973.
34. Clayton R.N., Mayeda T.K. *Geophys. Res. Lett.*, **4**, 295, 1977.
35. Clayton R.N., Mayeda T.K. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **40**, 168, 1978.
36. Clayton R.N., Mayeda T.K., Epstein S. In *Proceedings of the Ninth Lunar Planetary Science Conference*, New York, Pergamon Press, 1978, p. 1267.
37. Consolmagno G.J., Jokiipi J.R. *The Moon and Planets*, **19**, 253, 1978.
38. Crozaz G. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **23**, 164, 1974.
39. Dews J.R., Newbury R.S. *J. Geophys. Res.*, **7**, 3069, 1966.
40. Drozd R.J., Hohenberg C.M., Ragan D. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **15**, 338, 1972.
41. Eberhardt P. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **24**, 182, 1974.
42. El Goresy A., Nagel K., Ramdohr P. In *Proceedings of the Ninth Lunar Planetary Science Conference*, New York; Pergamon Press, 1978, p. 1279.
43. Esat T.M., Brownlee D.E., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. *Science*, **206**, 190, 1979.
44. Esat T.M., Lee T., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. *Geophys. Res. Letters*, **5**, 807, 1978.
45. Esat T.M., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. In *Lunar and Planetary Science X*, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1979, p. 940.
46. Esat T.M., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. In *Lunar and Planetary Science XI*, Houston; Lunar and Planetary Institute, 1980, p. 262.
47. Falk S.W., Lattimer J.M., Margolis S.H. *Nature*, **270**, 700, 1977.
48. Falk S.W., Scalzo J.M. *Astrophys. J.*, **202**, 690, 1975.
49. Fireman E.L., De Felice J., Norton E. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **34**, 873, 1970.
50. Fish R.A., Goles G.G., Anders E. *Astrophys. J.*, **132**, 243, 1960.
51. Fowler W.A. In *Cosmology, Fusion and Other Matters: a Memorial to George Gamow*, ed. F. Reines, Boulder, Colorado Associated University Press, 1972.
52. Fowler W.A., Greenstein J.L., Hoyle F. *Geophys. J.*, **6**, 148, 1962.
53. Fowler W.A., Hoyle F. *Ann. Phys.*, **10**, 280, 1960.
54. Fredriksson K., Reid A.M. In *Researches in Geochemistry*, ed. P.H. Abelson, New York, John Wiley, 1967, p. 143.
55. Gooding J.L., Keil K., Mayeda T.K., Clayton R.N., Fukuoka T., Schmitt R.A. *Meteoritics*, **15**, 295, 1980.
56. Gray C.M., Compston W. *Nature*, **251**, 495, 1974.
57. Gray C.M., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. *Icarus*, **20**, 213, 1973.
58. Greiner D.E., Wiedenbeck M.E., Bieser F.S., Crawford H.J., Heckman H.H., Lindstrom P.J. *Cosmic Ray Conference*, Kyoto, Japan, Aug. 8-19, 1979, preprint, 1979.
59. Grossman L. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **36**, 597, 1972.
60. Grossman L. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **39**, 433, 1975.
61. Grossman L. *Ann. Rev. Earth Planet. Sci.*, **8**, 559, 1980.
62. Herbst W., Assousa G.E. *Astrophys. J.*, **217**, 473, 1977.
63. Herbst W., Racine R., Warner J.W. *Astrophys. J.*, **223**, 471, 1978.
64. Hess D.C., Marshall R.R., Urey H.C. *Science*, **126**, 1291, 1957.
65. Heymann D., Dzikkaniec M. *Science*, **191**, 79, 1976.
66. Hoffman D.C., Lawrence F.O., Mewherter J.L., Rourke F.M. *Nature*, **234**, 132, 1971.
67. Hohenberg C.M. *Science*, **166**, 212, 1969.
68. Hohenberg C.M., Munk M.N., Reynolds J.H. *Science*, **156**, 202, 1976.
69. Hohenberg C.M., Podosek F.A., Reynolds J.H. *Science*, **156**, 233, 1967.
70. Huneke J.C., Armstrong J.T., Wasserburg G.J. In *Lunar and Planetary Science XII*, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1981, p. 482.

71. Hutcheon I.D., Bar-Matthews M., Tanaka T., MacPherson G.J., Grossman L., Olsen E. *Meteoritics*, **15**, 306, 1980.
72. Hutcheon I.D., Steele I.M., Smith J.V., Clayton R.N. In Proceedings of the Ninth Lunar Planetary Science Conference, New York, Pergamon Press, p. 1345, 1978.
73. Jeffery P.M., Reynolds J.H. *J. Geophys. Res.*, **66**, 3582, 1961.
74. Jordan J., Kirsten T., Richter H. *Z. Naturforsch.*, **35a**, 145, 1980.
75. Jovanovic S., Reed G.W.Jr. *Science*, **193**, 888, 1976.
76. Jovanovic S., Reed G.W.Jr. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **31**, 95, 1976.
77. Kaiser T., Kelly W.R., Wasserburg G.J. *Geophys. Res. Lett.*, **7**, 271, 1980.
78. Kaiser T., Wasserburg G.J., Kelly W.R. *Meteoritics*, **15**, 310, 1980.
79. Kaiser T., Wasserburg G.J. In Lunar and Planetary Science XII, Houston; Lunar and Planetary Institute, 1981, p. 525.
80. Keil K. *Fortschr. Miner.*, **44**, 4, 1967.
81. Keil K., Fredriksson K. *J. Geophys. Res.*, **69**, 3487, 1964.
82. Keil K., Fuchs L.H. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **12**, 184, 1971.
83. Kelly W.R., Larimer J.W. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **41**, 93, 1977.
84. Kelly W.R., Tera F., Wasserburg G.J. *Anal. Chem.*, **50**, 1279, 1978.
85. Kelly W.R., Wasserburg G.J. *Geophys. Res. Lett.*, **5**, 1079, 1978.
86. Kelly W.R., Wasserburg G.J. In Lunar and Planetary Science X, Houston: Lunar and Planetary Institute, 1978, p. 652.
87. Kirsten T., Jordan J., Richter H., Pellas P., Storzer D. *Meteoritics*, **12**, 279, 1977.
88. Kirsten T., Jordan J., Richter H., Pellas P., Storzer D. In Short Papers 4th International Conference, Geochronology, Cosmochronology, and Isotope Geology, ed. Zartman R.E., Denver: United States Geological Survey Open File Report 78-701, 1978, p. 215.
89. Kohman T.P. *Ann. N.Y. Acad. Sci.*, **62**, 503, 1956.
90. Kohman T.P., Saito N. *Ann. Rev. Nucl. Sci.*, **4**, 401, 1954.
91. Kurat G. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **9**, 225, 1970.
92. Lanphere M., Wasserburg G.J., Albee A.L., Tilton G.R., In *Isotopic and Cosmic Chemistry*, eds. Craig H., Miller S., Wasserburg G.J., Amsterdam: North Holland Publishing, 1964, p. 269.
93. Larimer J.W. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **31**, 1215, 1967.
94. Larimer J.W. *Space Sci. Rev.*, **15**, 103, 1973.
95. Larimer J.W., Anders E. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **31**, 1239, 1967.
96. Lattimer J.M., Schramm D.N., Grossman L. *Astrophys. J.*, **219**, 230, 1978.
97. Lee T. Ph. D. Thesis., University of Texas at Austin, 1977.
98. Lee T. *Astrophys. J.*, **224**, 217, 1978.
99. Lee T. *Rev. Geophys. Space Sci.*, **17**, 1591, 1979.
100. Lee T., Mayeda T.K., Clayton R.N. In Lunar and Planetary Science XI, Houston; Lunar and Planetary Institute, 1980, p. 618.
101. Lee T., Papanastassiou D.A. *Geophys. Res. Lett.*, **1**, 225, 1974.
102. Lee T., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. *Geophys. Res. Lett.*, **3**, 109, 1976.
103. Lee T., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. *Astrophys. J. Lett.*, **211**, L107, 1977.
104. Lee T., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **41**, 1473, 1977.
105. Lee T., Papanastassiou D.A., Wasserburg G.J. *Astrophys. J. Lett.*, **220**, L21, 1978.
106. Lee T., Russel W.A., Wasserburg G.J. *Astrophys. J. Lett.*, **228**, L93, 1979.
107. Lord H.C. III, *Icarus*, **4**, 279, 1965.
108. Lorin J.-C., Christophe Michel-Levy M. In Short Papers of the 4th International Conference, Geochronology, Cosmochronology and Isotope Geology, ed. R.E. Zartman, Denver: United States Geological Survey Open File Report 78-801, 1978, p. 257.
109. Lugmair G.W., Marti K. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **35**, 273, 1977.
110. Lugmair G.W., Marti K., Scheinin N.B. In Lunar and Planetary Science IX, Houston: Lunar and Planetary Institute, 1978, p. 672.
111. McCulloch M.T., Wasserburg G.J. *Astrophys. J. Lett.*, **220**, L15, 1978.

112. McCulloch M. T., Wasserburg G. J. *Geophys. Res. Lett.*, **5**, 599, 1978.
113. Macdougall J. D., Phinney D., *Geophys. Res. Lett.*, **6**, 215, 1979.
114. Marvin U. B., Wood J. A., Dickey J. S. Jr. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **7**, 346, 1970.
115. Mayeda T. K., Clayton R. N., Olsen E. J. *Meteoritics*, **15**, 330, 1980.
116. Mewaldt R. A., Spaulding J. D., Stone E. C., Vogt R. E. *Astrophys. J. Lett.*, **235**, L95, 1980.
117. Mewaldt R. A., Stone E. C., Vogt R. E. *Astrophys. J. Lett.*, **231**, L97, 1979.
118. The Moon Issue, *Science*, **167**, 449.
119. Murthy V. R. *Phys. Rev. Lett.*, **5**, 539, 1960.
120. Murthy V. R. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **26**, 481, 1962.
121. Niederer F. R., Papanastassiou D. A., Wasserburg G. J. In *Lunar and Planetary Science XI*, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1980, p. 809.
122. Niederer F. R., Papanastassiou D. A., Wasserburg G. J. *Astrophys. J. Lett.*, **240**, L73, 1980.
123. Niederer F. R., Papanastassiou D. A., Wasserburg G. J. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **45**, 1017, 1981.
124. Niemeyer S. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **43**, 843, 1979.
125. Niemeyer S. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **44**, 33, 1980.
126. Öpik E. J., *Ir. Astron. J.*, **2**, 219, 1953.
127. Papanastassiou D. A., Huneke J. C., Esat T. M., Wasserburg G. J. In *Lunar and Planetary Science IX*, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1978, p. 859.
128. Papanastassiou D. A., Lee T., Wasserburg G. J. In *Comets, Asteroids, Meteorites*, ed. Delsemme A. H., Toledo; The University of Toledo Press, 1977, p. 343.
129. Papanastassiou D. A., Wasserburg G. J. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **5**, 361, 1969.
130. Papanastassiou D. A., Wasserburg G. J. *Meteoritics*, **15**, 348, 1980.
131. Papanastassiou D. A., Wasserburg G. J. *Geochim. Cosmochim. Acta*, 1981.
132. Podosek F. A. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **34**, 341, 1970.
133. Podosek F. A. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **8**, 183, 1970.
134. Podosek F. A. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **16**, 293, 1978.
135. Podosek F. A., Lewis R. S. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **15**, 101, 1972.
136. Rabelais F. *The History of Gargantua and Pantagruel*, tr. J. M. Cohen, Harmondsworth, England, Penguin Books, 1955. (Русский перевод: Рабле Ф., Гаргантюа и Пантагрюэль - М.: «Правда», 1981.)
137. Reedy R. C. In *Proceedings of the Eleventh Lunar and Planetary Science Conference*, N. Y., Pergamon Press, 1980, p. 1169.
138. Reeves H., Audouze J. *Earth and Planet Sci. Lett.*, **4**, 135, 1968.
139. Reid A. M., Fredriksson K. In *Researches in Geochemistry*, ed. Abelson P. H., N. Y.; John Wiley, 1967, p. 170.
140. Reynolds J. H. *Rev. Sci. Instrum.*, **27**, 928, 1956.
141. Reynolds J. H. *Phys. Rev. Lett.*, **4**, 8, 1980.
142. Reynolds J. H. *J. Geophys. Res.*, **68**, 2939, 1981.
143. Reynolds J. H., Lipson J. *Geochim. Cosmochim. Acta*, **12**, 330, 1957.
144. Rowe M. W., Kuroda P. K. *J. Geophys. Res.*, **70**, 709, 1965.
145. Сафронов В. С. Эволюция допланетного облака и образование Земли и планет. - М.: Наука, 1969.
146. Safronov V. S., Ruzmaikina T. V. In *Protostars and Planets*, ed. T. Gehrels, Tucson, University of Arizona Press, 1978, p. 545.
147. Schramm D. N. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **12**, 383, 1974.
148. Schramm D. N., Tera F., Wasserburg G. J. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **10**, 44, 1970.
149. Schramm D. N., Wasserburg G. J. *Astrophys. J.*, **162**, 57, 1970.
150. Shimamura T., Lugmair G. W. In *Lunar and Planetary Science XII*, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1981, p. 976.
151. Simanton J. R., Rightmire R. A., Long A. L., Kohman T. P. *Phys. Rev.*, **96**, 1711, 1954.
152. Steele I. M., Hutcheon I. D. In *Lunar and Planetary Science X*, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1979, p. 1166.
153. Stegmann W., Begemann F. *Earth Planet. Sci. Lett.*, **55**, 266, 1981.

154. *Tatsumoto M., Shimamura T.* Nature, **286**, 118, 1980.
155. *Tatsumoto M., Shimamura T., Manuel O. K., Unruh D. M., Pellas P.* In Lunar and Planetary Science XII, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1980, p. 1125.
156. *Tatsumoto M., Unruh D. M., Nakamura N., Pellas P.* Meteoritics, **15**, 374, 1980.
157. *Tera F., Wasserburg G. J.* Anal. Chem., **47**, 2214, 1975.
158. *Townes C. H.* The Observatory, **97**, 52, 1977.
159. *Truran J. W., Cameron A. G. W.* Astrophys. J., **219**, 226, 1978.
160. *Truran J. W., Cowan J. J., Cameron A. G. W.* Astrophys. J. Lett., **222**, 63, 1978.
161. *Unruh D. M., Hutchison R., Tatsumoto M.* In Proceedings of the Tenth Lunar Planetary Science Conference, New York, Pergamon Press, 1979, p. 1011.
162. *Urey H. C.* Proc. Nat. Acad. Sci. U.S.A., **41**, 127, 1955.
163. *Van Schmus W. R., Wood J. A.* Geochim. Cosmochim. Acta, **31**, 747, 1967.
164. *Villa I. M., Huneke J. C., Wasserburg G. J.* Meteoritics, **15**, 382, 1980.
165. *Wannier P. G.* Ann. Rev. Astron. Astrophys., **18**, 399, 1980.
166. *Ward R. A., Fowler W. A.* Astrophys. J., **238**, 266, 1980.
167. *Wark D. A., Lovering J. F.* In Proceedings of the Eighth Lunar Science Conference, New York, Pergamon Press, 1977, p. 95.
168. *Wasserburg G. J., Fowler W. A., Hoyle F.* Phys. Rev. Lett., **4**, 112, 1960.
169. *Wasserburg G. J., Hayden R. J.* Nature, **176**, 130, 1955.
170. *Wasserburg G. J., Huneke J. C.* In Lunar and Planetary Science X, Houston, Lunar and Planetary Institute, 1979, p. 1307.
171. *Wasserburg G. J., Huneke J. C., Burnett D. S.* Phys. Rev. Lett., **22**, 1198, 1969.
172. *Wasserburg G. J., Huneke J. C., Burnett D. S. J.* Geophys. Res., **74**, 4221, 1969.
173. *Wasserburg G. J., Lee T., Papanastassiou D. A.* Meteoritics, **11**, 384, 1976.
174. *Wasserburg G. J., Lee T., Papanastassiou D. A.* Geophys. Res. Lett., **4**, 299, 1977.
175. *Wasserburg G. J., Papanastassiou D. A., Lee T.* In Les Eléments et leurs Isotopes dans l'Univers, XXII Colloque Internationale d'Astrophysique, June 1978, Liege, University de Liège Press, 1979.
176. *Wasserburg G. J., Papanastassiou D. A., Nienow E. V., Bauman C. A.* Rev. Sci. Instrum., **40**, 288, 1969.
177. *Wasserburg G. J., Papanastassiou D. A., Sanz H. G.* Earth Planet. Sci. Lett., **7**, 33, 1969.
178. *Wasserburg G. J., Papanastassiou D. A., Tera F., Huneke J. C.* Phil. Trans. Roy. Soc. London Ser. A, **285**, 7, 1977.
179. *Wasserburg G. J., Papanastassiou D. A., Lee T.* In Early Solar System Processes and the Present Solar System, Bologna, Soc. Italiana di Fisica, 1980, p. 144.
180. *Wasserburg G. J., Schramm D. N., Huneke J. C.* Astrophys. J. Lett., **157**, L91, 1969.
181. *Wasserburg G. J., Tera F., Papanastassiou D. A., Huneke J. C.* Earth Planet. Sci. Lett., **35**, 294, 1977.
182. *Werner M. W., Becklin E. E., Neugebauer G.* Science, **197**, 723, 1977.
183. *Wetherill G. W.* In Ann. Rev. Nucl. Sci., **25**, ed. E. Segrè, Palo Alto: Annual Reviews Inc., 1975, p. 283.
184. *Wiedenbeck M. E., Greiner D. E.* Astrophys. J. Lett., **247**, L119, 1981.
185. *Yeh H.-W., Epstein S.* In Lunar and Planetary Science IX, Houston; Lunar and Planetary Institute, 1978, p. 1289.

ХИМИЯ АКТИНОИДОВ В МЕТЕОРИТАХ
И КОСМОХРОНОЛОГИЯ*Д. Бернет, М. Стапанян, Дж. Джонс*

Причины почтительного отношения к старцам и кометам были одинаковы: и те и другие имели длинные бороды и претендовали на способность предсказывать события.

Джонатан Свифт

I. ВВЕДЕНИЕ

Хотя истоки космохронологии прослеживаются уже в трудах Резерфорда, современное развитие этой фундаментальной проблемы можно смело связать с именем Фаулера. Начиная с пионерской работы М. Бербиджа, Дж. Бербиджа, Фаулера и Хойла [9], эта тема периодически фигурировала в его работах [16–19]. Иначе говоря, это «старая, но добрая» проблема, как и сам человек, которому посвящена эта книга.

В этой главе мы сосредоточим внимание на изотопной хронологии, основанной на актиноидах, в рамках характерного для большинства работ Фаулера подхода, т.е. комбинируя данные о средних отношениях содержаний этих радиоактивных ядер в Солнечной системе с данными о соответствующих отношениях скоростей их возникновения в реакциях нуклеосинтеза, мы попытаемся сделать определенные выводы относительно темпа и временной шкалы нуклеосинтеза в Галактике. В отличие от многих астрофизических теорий правильность этого подхода, по-видимому, не подвергается серьезным сомнениям. Общие выводы, которые могут быть сделаны независимо от конкретных моделей, рассмотрены Шраммом и Вассербургом [45] (см. также [44]). Однако, как подчеркнул Фаулер, принимая правдоподобное астрофизическое допущение, что скорость r -процессов нуклеосинтеза монотонно убывала со временем, можно получить более конкретные результаты, чем без всякой модели, например, можно оценить характерное время нуклеосинтеза. Фаулер принимал экспоненциальное уменьшение скорости нуклеосинтеза со временем, однако при любом монотонном уменьшении скорости образования ядер должны получиться аналогичные результаты.

В этой главе будут резюмированы современные сведения о содержаниях U, Th и ^{244}Pu в Солнечной системе. Сообщения о возможных вариациях изотопов урана в метеоритах [3, 53] не подтвердились [11], и мы будем считать, что земное отношение $^{238}\text{U}/^{235}\text{U}$ характерно для всей Солнечной системы. Влияние погрешности в определении этих от-

носительных содержаний на результаты изотопной хронологии широко обсуждалось [19, 44, 45]. Многочисленные результаты химического анализа дают отношение Th/U в Солнечной системе около 4. Но для теории существенны, по-видимому, даже очень малые вариации этого отношения в пределах $\pm 10\%$ (см., например, [19]). В то же время требования теории к отношению $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U}$ менее строги, на сегодняшний день предсказываемые теорией значения этого отношения лежат в интервале 0,004–0,087. Все еще недостает высокоточных аналитических сведений об этих элементах, особенно ^{244}Pu , но, кроме того, необходимо лучше понять их химию в условиях ранней Солнечной системы. Ядра, о которых идет речь, представляют различные химические элементы, и сейчас известно, что в природе они подвержены фракционированию. Мы проследили исследования по химии актиноидов в метеоритах в двух направлениях: а) микромасштабное и минералогическое распределение сохранившихся актиноидов Th и U в метеоритах, полученное методом радиографии треков деления [25, 46–48], и б) лабораторное моделирование процессов деления актиноидов и лантаноидов [5, 6, 26].

II. УГЛИСТЫЕ ХОНДРИТЫ КАК ИСТОЧНИК ДАННЫХ О СРЕДНЕМ СОДЕРЖАНИИ АКТИНОИДОВ В СОЛНЕЧНОЙ СИСТЕМЕ

Хотя справедливость этого заголовка почти общепризнана, необходимо заметить, что по отношению к U и Th он должен быть справедлив с весьма высокой точностью, чтобы отношения содержаний этих изотопов можно было использовать для космохронологии. Основные аргументы в пользу распространенностей, получаемых по углистым хондритам, приведены в работе Андерса [2], и среди этих аргументов два представляются очень вескими: согласие в пределах ошибок, содержаний в углистых хондритах и в солнечной фотосфере (по отношению к Si) и гладкость кривых содержаний в углистых хондритах, построенных в функции массового числа ядра (как для четных, так и для нечетных массовых чисел [50]). Холвегер [24] продемонстрировал хорошее согласие ($\pm 15\%$) относительных содержаний Na, S и Ca в фотосфере и в углистых хондритах, однако лишь для типа C1, но не C2 и C3 [57]. По всей вероятности, прямых измерений Th/U на Солнце с требуемой точностью в ближайшем будущем ожидать не приходится. Таким образом, метеориты, по-видимому, остаются единственным источником данных об отношениях содержаний этих элементов. Кроме того, поскольку в настоящее время нет достаточных для непосредственных измерений количеств ^{244}Pu (из-за его короткого периода полураспада $8,2 \cdot 10^7$ лет), его содержание может быть определено только в метеоритах по продуктам его спонтанного деления (Xe и треки, обусловленные делением); таким образом, метеориты являются единственным источником данных о содержании ^{244}Pu . Анализ многих образцов лунных

и земных вулканических пород дает отношение $^{232}\text{Th}/^{238}\text{U}$, близкое к 4 (см., например, сводку данных в [54]), причем на такое значение указывают как прямые измерения, так и косвенные данные — измеренные отношения содержаний радиогенных изотопов $^{208}\text{Pb}/^{206}\text{Pb}$. Тем не менее углистые хондриты не утрачивают своего значения, и независимо от того, каковы отношения Th/U, найденные по другим объектам, в качестве средних значений для Солнечной системы следует принять значения, полученные по углистым хондритам. Однако вследствие загрязнений ксеноном из других источников, в частности другими ксеноновыми компонентами, обогащенными тяжелыми изотопами (см., например, [30]), определение содержаний ^{244}Pu по углистым хондритам типа C1 и C2 оказывается делом очень трудным. Вообще говоря, вследствие отжига треков и трекового фона, обусловленного космическими лучами, содержания ^{244}Pu , определенные по Хе как продукту распада, должны быть выше определенных по трекам деления. Кроме того, в углистых хондритах, типов C1 и C2, по-видимому, нет минеральных включений, по которым можно получить надежные данные о треках деления. Так что для определения отношений $^{244}\text{Pu}/\text{U}$ и $^{244}\text{Pu}/\text{Th}$ нужно использовать метеориты других типов.

III. ОТНОШЕНИЕ Th/U ПО УГЛИСТЫМ ХОНДРИТАМ

Морган и Лаверинг [37] измерили методом нейтронной активации содержания Th и U в одних и тех же 17 образцах 11 различных хондритов типа C1 и C2. Они получили довольно широкий разброс отношений Th/U — от 2,3 до 4,4 (мы везде приводим отношение Th/U по числу атомов). Однако анализ их результатов показывает, что они получили бимодальное распределение отношений Th/U, а именно: для 11 образцов Th/U > 3,5, а для 6 образцов Th/U < 3,0. В группе с низкими значениями Th/U обнаруживается тенденция к повышенным концентрациям U (в среднем $18 \cdot 10^{-9}$, а в группе с высокими значениями Th/U — $9 \cdot 10^{-9}$), что наводит на мысль о загрязнении группы с низкими значениями Th/U веществом с Th/U < 2,5. Если эта интерпретация верна и исследование не содержит систематических ошибок, то усреднение по группе с высокими значениями Th/U дает Th/U = $3,9 \pm 0,3$, где указано также среднее отклонение результатов отдельных измерений от среднего. В группе с высокими значениями Th/U образцы хондритов типа C1 и C2 имеют одинаковые средние значения Th/U. Необходимо подчеркнуть, что из этого исследования были исключены данные по трем из четырех образцов метеорита Оргей — одного из двух углистых хондритов типа C1, по которым были определены общепринятые содержания большинства других элементов в Солнечной системе. Если речь идет об исследовании вещества метеорита в целом, то хондриты типа C3, по-видимому, непригодны для определения средних значений Th/U в Солнечной системе, поскольку они содержат обогащенные Ca и Al включения, часть которых имеет отношения Th/U, сильно отличающиеся от 4. Этим можно

объяснить сообщение [37] о высоком значении Th/U (5,9) в метеорите Лансе (*Lancé*) типа C3, хотя таких включений в Лансе во много раз меньше, чем в метеорите Альенде.

Методом индуцированных треков деления Стапанян [46] исследовала четыре углистых хондрита с сильными отклонениями отношения Th/U от 4. Хотя этот метод не отличается высокой точностью, для всех образцов, которые Стапанян сама готовила к эксперименту, значение Th/U в пределах ошибок согласуется с номинальным значением для Солнечной системы: $3,9 \pm 0,5$. Поверхности музейных образцов показывают очень сильно отклоняющиеся значения (Th/U ~ 20), вероятно, вследствие загрязнений. Десять анализов хондритов типа C2 дали среднее значение Th/U = $4,1 \pm 0,6$ (указано среднее отклонение отдельных измерений от среднего). Для единственного изученного чистого образца хондрита типа C1, Ивуна (*Ivuna*) найдено Th/U = $5,2 \pm 0,3$. Стапанян не обнаружила взаимно согласующихся признаков высоких значений Th/U в метеорите Лансе, поскольку три отдельных анализа дали значения этого отношения 3,5, 3,9 и 5,1.

Наиболее точные ($\pm 2\%$ и лучше) отношения Th/U определяются методом масс-спектрометрии диллюции изотопов, хотя собранных этим методом данных относительно мало. Имеющиеся данные, полученные главным образом Тацумото с сотрудниками, приведены в табл. 1, где представлена также сводка результатов, найденных менее точными методами активационного анализа и треков деления. Все эти данные согласуются друг с другом, и в соответствии с приведенной выше аргументацией мы предлагаем принять в качестве значения для Солнечной системы Th/U = 3,64 — по результатам метода изотопной диллюции, примененного к анализу углистых хондритов типа C1 и C2. Значения этого отношения для вещества метеорита Альенде в целом несколько выше, что, вероятно, обусловлено примесью богатых Ca и Al включений с высокими значениями Th/U, хотя, как будет показано ниже, отношения Th/U для всех включений не превосходят 3,6.

IV. СХЕМА УЧЕТА ФРАКЦИОНИРОВАНИЯ Pu-U-Th В МЕТЕОРИТАХ

Несомненно, такое фракционирование может происходить и действительно происходило. Поскольку в углистых хондритах типа C1 и C2 нельзя измерить содержание Pu, приходится использовать другие метеориты и необходимо принимать во внимание возможное фракционирование. Вероятно, наилучшей иллюстрацией существования относительного фракционирования актиноидов служат результаты лабораторных экспериментов по разделению элементов. Если Са-фосфат (важный актиноидсодержащий минерал в метеоритах) кристаллизуется из силикатного расплава, то относительные содержания актиноидов в таком Са-фосфате сильно отличаются от их содержаний в исходной жидкости. Если $D = (\text{Концентрация в кристалле})/(\text{Концентрация в рас-}$

Таблица 1

ОТНОШЕНИЯ Th/U (ПО ЧИСЛУ АТОМОВ) В КАМЕННЫХ МЕТЕОРИТАХ

Метеориты	Th/U	Ссылка
<i>Углистые хондриты</i>		
Оргей (<i>Orgueil</i>) C1	3,62 3,63	[52] Тацумото (частное сообщение)
Меррей (<i>Murray</i>) C2	3,67 3,65	[51] [51]
Среднее по C1 и C2	$3,8 \pm 0,3^a$	[37]
Среднее по C2	$4,1 \pm 0,6^a$	[46]
Альенде C3 ^b	4,20 4,07	[52] [51]
<i>Обыкновенные хондриты</i>		
Барвелл (<i>Barwell</i>) H5	4,30	[56]
Бердсли (<i>Beardsley</i>) H5	3,40	[51]
Плейнвью (<i>Plainview</i>) H5	3,45	[51]
Ричардтон (<i>Richardton</i>) H5	3,75	[51]
Модок (<i>Modoc</i>) L6	3,10	[51]
<i>Ахондриты^c</i>		
Пасамонте (<i>Pasamonte</i>)	4,02	[55]
Сиу-Ко (<i>Sioux Co.</i>)	3,87	[51]
Нуэво-Ларедо (<i>Nuevo Laredo</i>)	3,76	[51]
Ангра-дос-Рейс (<i>Angra dos Reis</i>)	4,28	[51]

^a Указан разброс (среднее отклонение) среди изученных образцов.

^b Полностью каменный образец.

^c Метеоритные вулканические породы.

плаве), то для Pu, U и Th значения D равны соответственно 3,8, 0,6 и 1,2 [4, 5]. Химические и кристаллические предпосылки, по которым Th оказывается предпочтительней Pu, точно не известны. Однако предпочтительность Pu по отношению как к Th, так и к U объясняется, вероятно, тем, что в тех (восстановительных) условиях, в которых проводится эксперимент, валентность Pu равна +3, валентность U и Th равна +4 [4, 8], т.е. по валентности и по размеру иона Pu стоит ближе к легким редкоземельным элементам (Pr или Ce), чем к U или Th. Значения D для разделения Pu и редкоземельных элементов в диопсиде $\text{CaMgSi}_2\text{O}_6$ согласуются с предположением $D_{\text{Pu}} \approx D_{\text{Ce}}$ [27]. Было также показано, что в метеорите Ангра-дос-Рейс Pu не фракционирован по отношению к Nd между различными минеральными фазами, но фракционирован по отношению как к U, так и к Th [32, 60]. Именно на таких общих представлениях о химии Pu в метеоритах основан постули-

руемый нами «групповой» критерий для отбора метеоритных образцов с нефракционированными содержаниями актиноидов. Суть этого критерия попросту заключается в предположении, что в образце, исследуемом на содержание Pu, содержания U, Th и легких редкоземельных элементов (La–Sm) не фракционированы по отношению к углистым хондритам. Этот критерий в основном аналогичен тому, который предлагался Бойнтоном [8], а также тому, который использовался Ганапати и Гроссманом [20], когда предполагалось, что по богатым Al и Ca включениям в метеорите Альенде можно найти содержания актиноидов в Солнечной системе. Этот критерий носит предварительный характер, поскольку нельзя считать достаточно обоснованным ключевое предположение о том, что нет таких процессов фракционирования, в которых Pu не находился бы в химически промежуточном состоянии, т.е. в состоянии фракционирования, промежуточном по отношению к Th и U, с одной стороны, и к легким редким землям – с другой. В опытах по искусственному синтезу тяжелых элементов всегда реализуется последовательность $D_{Th} < D_{Pu} < D_{Sm}$, но в лаборатории изучалось относительно мало систем. Расчеты Бойнтона [8] показывают, что по летучести Pu занимает промежуточное положение между U и Th (или легкими редкоземельными элементами), и на этом основании можно предположить, что предлагаемый критерий справедлив также для условий конденсации в туманности. Другая проблема заключается в том, что в настоящее время этот критерий является лишь качественным. Неясно, какой должна быть вариация отношения Th/U, чтобы служить признаком значительного фракционирования для отношения Pu/U. Адекватная проверка «группового» критерия по метеоритным данным в настоящее время невозможна, поскольку все требуемые для этого сведения о Xe-продукте деления ^{244}Pu , U, Th и легких редкоземельных элементах – черпаются из одного и того же источника. Тем не менее можно рекомендовать различные типы метеоритов в качестве источников отношений $^{244}\text{Pu}/\text{U}$ и $^{244}\text{Pu}/\text{Th}$.

V. ОБЫКНОВЕННЫЕ РАВНОВЕСНЫЕ ХОНДРИТЫ

Эти метеориты в целом похожи по химическому составу на углистые хондриты, но прошли стадию экстенсивного теплового метаморфизма, благодаря чему они достигли высокой степени внутреннего равновесия, по крайней мере в отношении состава основных минеральных фаз [57]. Обыкновенные равновесные хондриты обнаруживают также значительный дефицит летучих по сравнению с углистыми хондритами. В результате Xe, образовавшийся при делении ^{244}Pu , преобладает по сравнению с метеоритным Xe другого происхождения, относительно которого Xe-продукт деления ^{244}Pu должен быть дифференцирован. Среднее отношение Th/U по пяти таким метеоритам, определенное методом дилуции изотопов (табл. 1), равно 3,60, в хорошем согласии со средним значением для хондритов типа C1 и C2; однако в отдельных

образцах это отношение меняется от 3,1 до 4,3. Убедительной интерпретации этих вариаций в настоящее время нет, но они могут попросту отражать неоднородность состава Са-фосфатных минералов, в которых имело место фракционирование отношения Th/U [12, 34]. Важным источником сведений о ^{244}Pu был хондрит Сент-Северин LL6, хотя, по иронии судьбы, ни одного сообщения об измерении Th/U в каком-либо образце в целом сделано не было. По концентрациям Хе-продукта деления в Са-фосфатных минералах (преимущественно витлоките) метеорита Сент-Северин [30, 59] получается $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U} = 0,047 \pm 0,009$ на эпоху $4,6 \cdot 10^9$ лет назад; при этом использованы следующие данные: $(276 \pm 16) \cdot 10^{-9}\text{U}$ [25], $\lambda_{\alpha}/\lambda_{\gamma} = (1,25 \pm 0,06) \cdot 10^{-3}$ [15] и выход Хе при делении $6,3 \pm 0,8\%$ [1]. Значение $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U}$, полученное по Са-фосфатным минералам метеорита Сент-Северин, использовалось как одно из возможных значений для Солнечной системы (см., например, [44]), но нам представляется, что это значение завышено из-за химического фракционирования, поскольку: 1) отношение Th/U высоко (~ 10) [12, 34]; 2) в лабораторных экспериментах Са-фосфаты, кристаллизующиеся из силикатного расплава, предпочтительно захватывают Pu, а не Th и U; 3) содержание трехвалентных редких земель по отношению к урану в Са-фосфатах метеорита Сент-Северин повышено [12, 25, 36]. Применяв метод ступенчатого нагрева для высвобождения Хе-продукта деления из образца метеорита Сент-Северин, подвергнутого облучению тепловыми нейтронами, Подосек [40, 41] получил $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U} = 0,015$. Это гораздо меньше отношения, полученного по Са-фосфатам, но большая часть U в метеорите не входит в Са-фосфаты [12, 25, 59]. Поскольку в методе Подосека не требуется определять содержание всего Хе-продукта деления, возможно, что измеренное значение Pu/U относится к фазе, содержащей $\sim 30\%$ метеоритного U, но имеющей значение Pu/U, отличающееся от значения для вещества в целом. Этот и другие, более сложные варианты объяснения были рассмотрены Джонсом и Бернетом [25], которые выполнили подробное исследование распределения U в метеорите Сент-Северин методом треков деления. Не было найдено ни одной минеральной фазы, содержащей $\sim 30\%\text{U}$, которая могла бы объяснить полученное Подосеком отношение 0,015, представляющее собой что угодно, но только не истинное значение для вещества метеорита в целом. Основная часть U (и Pu по той причине, что при ступенчатом нагреве имеется корреляция Хе, образующегося при делении ^{244}Pu , и Хе, образующегося при делении ^{235}U) сосредоточена на границах зерен, а Хе-продукт деления имплантируется в поверхностном слое толщиной 10 мкм основных минералов благодаря высвобождению энергии в процессе деления.

В принципе значения Pu/U, полученные по витлокиту метеорита Сент-Северин, можно исправить на химическое фракционирование, но для этого требуются определенные предположения о природе минеральной фазы поверхности зерен, в которой сосредоточен остаток U и Pu, а также предположение, что имеет место равновесное распределе-

ние Pu и U между витлокитом и другими фазами. Имеются два приемлемых предположения относительно минеральной фазы на поверхности зерен: а) мелкие (≤ 1 мкм) хлорапатиты $\text{Ca}_5(\text{PO}_4)_3\text{Cl}$; б) жидкая пленка. Аргументом в пользу предположения (а) служит то, что оно может объяснить нарушение баланса массы для хлора, если учитывать только крупные зерна апатита [25]. Что касается гипотезы (б), то, хотя обычно приводимые оценочные значения температуры метаморфизма для хондритов недостаточно высоки, чтобы расплавить заметную часть вещества, требуемое количество жидкой фазы может быть очень малым. В рамках гипотезы (а) связь между значением $(\text{Pu}/\text{U})_{\text{tot}}$ для всего образца и значением этого отношения по витлокиту $(\text{Pu}/\text{U})_w$ определяется соотношением:

$$(\text{Pu}/\text{U})_{\text{tot}} = [(\text{Pu}/\text{U})_w + N_a/N_w] / [1 + (N_a/N_w)], \quad (1)$$

где символами элементов обозначены их концентрации, индекс a означает «хлорапатит», индекс w — «витлокит», N — полное количество U (в миллиардных долях) в указанных фазах. Согласно Джонсу и Бернету [25], при сделанных в данной модели предположениях $N_w = 1,3 \cdot 10^{-9}$, $N_a + N_w = 11 \cdot 10^{-9}$, и, следовательно, $N_a = 9,7 \cdot 10^{-9}$. Приводились значения $(\text{Pu})_a/(\text{Pu})_w \approx 0,5$ [39] и $U_a/U_w \approx 25$ [12, 25], откуда $(\text{Pu}/\text{U})_a \approx 0,001$. Комбинируя эти результаты, получим $(\text{Pu}/\text{U})_{\text{tot}} \approx 0,0064$, причем этот результат относительно малочувствителен к значению $(\text{Pu}/\text{U})_a$ по апатитам. В случае (б) мы используем коэффициенты D распределения кристалл-жидкость для витлокита по [5]:

$$(\text{Pu}/\text{U})_{\text{tot}} = (\text{Pu}/\text{U})_w [1 + (D_U/D_{\text{Pu}}) N_l/N_w] / (1 + N_l/N_w), \quad (2)$$

где обозначения в основном те же, что в формуле (1), индекс l означает «жидкость», и в данной модели принято $N_l = 9,7 \cdot 10^{-9}$. Отношение коэффициентов D_U/D_{Pu} для витлокита (1/6) должно быть относительно малочувствительным к различиям (температуры и состава жидкости) между условиями лабораторного эксперимента и условиями метаморфизма для метеорита Сент-Северин. Формула (2) дает $(\text{Pu}/\text{U})_{\text{tot}} = 0,013$. Хотя Джонс и Бернет [25] подтверждают прямолинейную интерпретацию результатов Подосека по Хе-продукту деления, они указывают возможный источник систематических ошибок, связанный с тем, что для вычисления отношения Pu/U необходимо знать поток тепловых нейтронов. Знак погрешности таков, что истинное значение Pu/U может быть меньше 0,015, чем можно объяснить различие между значением Pu/U по Подосеку и значениями, получаемыми в предположении (а). Тем не менее учитывая, что нет независимых доказательств справедливости предположений, лежащих в основе выражений (1) и (2), правильное всего в настоящее время рассматривать их как иллюстрацию того, каким образом значения Pu/U, полученные по разным минеральным фазам, можно исправить на химическое фракционирование. Далее, использование тех же моделей для определения отношения Th/U дает значения для вещества метеорита в целом, существенно отличающиеся от 4. Отноше-

ние Th/U ни разу не определялось для отдельного простого образца метеорита Сент-Северин, но большинство равновесных хондритов имеет отношение Th/U, близкое к 4. Учитывая это, мы все же рекомендуем принять для метеорита Сент-Северин $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U} = 0,015$. Однако в будущем внесение явных поправок на химическое фракционирование может стать необходимым, если наличие Хе иного происхождения будет затруднять точное определение содержания Хе, образовавшегося в результате деления ^{244}Pu , для вещества метеорита в целом. Но прежде всего необходимо проверить, получают ли по другим равновесным хондритам приемлемые отношения Pu/U при использовании метода Подосека [40], модифицированного таким образом, чтобы применив облучение уранового стандарта обойтись без знания абсолютного потока нейтронов. Использование описанного группового критерия существенно, поскольку наличие систематического фракционирования основных элементов между обычными и углистыми хондритами надежно установлено (см., например, [28]). В какой мере фракционирование основных элементов сопровождается фракционированием U, Th и редких земель не известно. Последнее может быть незначительным, однако в настоящее время нельзя с уверенностью считать, что содержания U, Th и редких земель в обычных хондритах всегда такие же, как в углистых хондритах.

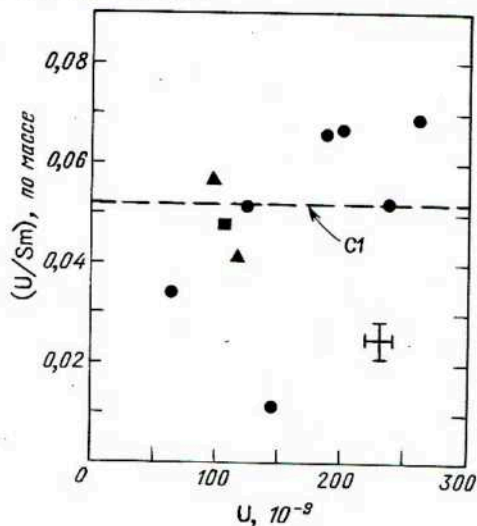
VI. ВКЛЮЧЕНИЯ С ИЗБЫТКОМ Са И Al

Ганапати и Гроссман [20] высказали предположение, что обогащенные Са и Al крупнозернистые включения метеорита Альенде [21] можно использовать для определения отношения Pu/U в Солнечной системе, поскольку в 10 таких включениях средние относительные содержания 21 тугоплавкого элемента, в том числе U и редких земель, оказались нефракционированными по отношению к углистым хондритам типа C1 (хотя абсолютные концентрации этих элементов были примерно в 18 раз выше, чем в хондритах). Таким образом, совокупность этих включений удовлетворяет введенному выше групповому критерию, за исключением того, что для них нет данных по Th. Этот результат можно понять в рамках предположения о том, что данные элементы сконденсировались в высокотемпературную фракцию из газа солнечного химического состава. Дрозд и др. [14] установили для крупнозернистого включения типа B $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U} = 0,016$, что находится в хорошем согласии со значением Подосека [41] для метеорита Сент-Северин, и это значение было принято Фаулером в его последнем исследовании по актиноидной космохронологии. Крупнозернистые включения метеорита Альенде — лишь одна из разновидностей очень богатого набора материалов. Многие другие типы материалов характеризуются сильной нерегулярностью содержаний редких земель [7, 8, 13] и гораздо меньшими содержаниями U по сравнению с крупнозернистыми включениями (Стапанян [46] и неопубликованные результаты). Подобные включения

вряд ли могут быть хорошими указателями отношений Pu/U и Pu/Th для Солнечной системы. Подосек и Льюис [42] нашли неожиданно высокое значение $Pu/U = 0,087$ для смеси включений с неописанными характеристиками. Однако, как отметили Ганapati и Гроссман, среднее содержание U в этой смеси ($19 \cdot 10^{-9}$) гораздо меньше, чем в крупнозернистых включениях $[(100-200) \cdot 10^{-9}]$; отсюда можно заключить, что значение $0,087$ завышено из-за химического фракционирования.

Теперь рассмотрим некоторые возможные затруднения при использовании обогащенных Sa и Al включений метеорита Альенде в качестве источника сведений об отношении Pu/U в Солнечной системе. Следует заметить, что, несмотря на известные сложности в деталях, невозможно отрицать удивительную общую химическую регулярность, на которую указывали Ганapati и Гроссман, и несомненно стоит активно продолжать исследования в предложенных ими направлениях. Однако осложняющие обстоятельства, о которых пойдет речь ниже, делают совершенно необходимым, чтобы каждое включение исследовалось отдельно и чтобы эти исследования сопровождалось минералогическим описанием и анализом по крайней мере на Th , U и редкие земли тех образцов, которые представляют материалы, исследованные на Pu .

Рис. 1. Данные Гроссмана и др. [22] о содержаниях U и Sm в крупнозернистых включениях, обогащенных Sa и Al , приводят к среднему значению отношения U/Sm ($0,050$ по массе), очень близкому к соответствующему значению для углистых хондритов типа $C1$, показанному штриховой прямой. Различные подтипы крупнозернистых включений [21] обозначены разными символами (треугольники — тип A , кружки — тип B , квадратики — промежуточный тип). Отношение U/Sm для углистых хондритов типа $C1$ было вычислено в предположении, что содержание U равно $8 \cdot 10^{-9}$, а содержание Nd взято из работы [38]. Крест дает представление о типичных ошибках.



На рис. 1 приведено отношение U/Sm как функция содержания U для отдельных крупнозернистых включений по работе [22]. Имеются два минералогически различных типа крупнозернистых включений, но на рис. 1 они не разделяются. Хотя среднее по 10 исследовавшимся включениям (0,050) очень близко к значению для углистых хондритов типа C1 (0,052), вариации отношения U/Sm от включения к включению относительно велики (среднее отклонение $\pm 22\%$), что свидетельствует лишь о приблизительном характере корреляции U и Sm и, вероятно, указывает на существенные различия в распределениях этих двух элементов в разных минералах. Поражает близость среднего значения U/Sm к значению этого отношения в углистых хондритах типа C1, однако такое удивительное совпадение имеет место и для многих других пар элементов [22]. Если Pu трехвалентен и ведет себя как трехвалентный Sm , то для такого единичного анализа крупнозернистого включения, как в работе [14], можно ожидать вариаций отношения Pu/U 20–30%, обусловленных неизвестными источниками химического фракционирования. Однако в настоящее время такие вариации можно считать вполне приемлемыми.

Марти и др. [35] нашли, что в мелилите крупнозернистого включения метеорита Альенде отношение Pu/Nd составляет $8,2 \cdot 10^{-5}$ (по числу атомов). Если предположить, что Pu трехвалентен и не фракционирован по отношению к Nd , то $(P/U)_{ss} \approx (Pu/Nd)_{Al} \times (Nd/U)_{ss}$, где индекс ss означает среднее значение для Солнечной системы. Приняв для $(Nd/U)_{ss}$ значение, полученное по углистым хондритам типа C1 (на сегодняшний день – 99 по числу атомов, если считать содержание U равным $8 \cdot 10^{-9}$ и содержание Nd по [38]), то получим $(Pu/U)_{ss} = 0,0040$ на эпоху $4,6 \cdot 10^9$ лет назад, что много меньше значения, найденного Дроздом и др. [14] для другого включения. Мы еще вернемся к этому расхождению.

Методом изотопной дилуции было выполнено несколько определенных отношений Th/U в веществе, которое выглядит как крупнозернистые включения, но результаты оказались разбросанными в относительно широком интервале – от 2,7 для включения № 19 из работы [52] до 7,8 для WA и 9,0 для P1 из работы [10]. Среднее значение по всем семи содержащим мелилит и не содержащим нефелин включениям, исследованным этими авторами, составляет $Th/U = 6$. Хотя сравнивать этот результат с группой включений, исследованных в работе [22], вероятно, некорректно, видна тенденция к более высоким значениям Th/U , чем в [22]. Бойнтон [8] интерпретировал эту тенденцию как указание на дефицит U , обусловленный его большей летучестью, и высказал предположение, что результаты Гроссмана и др. [22] по U могут быть систематически завышены. Этот вопрос может быть решен в результате исследований, предложенных выше. Если принять аргументацию Бойнтона, то следует предпочесть значение $Pu/U = 0,004$ по [35] значению 0,016 по [14].

Еще одно осложняющее обстоятельство состоит в том, что практически все включения после своего возникновения в той или иной сте-

пени подверглись вторичным процессам. Большинство крупнозернистых включений содержат как внутри минеральных зерен, так и между ними прожилки вторичного происхождения [29], а также последовательность оторочек различного минералогического состава, которые сформировались либо в результате вторичной переработки включения, либо, что более вероятно, в результате напластований на минералах первичного включения [58]. Это вторичное вещество в какой-то степени включалось в прежние исследования химического и изотопного состава.

Методом радиографии треков, обусловленных распадом ядер [48] было показано [21], что в двух крупнозернистых включениях типа *A* Th и U концентрируются почти исключительно в небольших (5–10 мкм) зернах перовскита CaTiO_3 , связанных с одной из характерных для этого типа включений оторочек. Отношение Th/U в перовските высоко, ~ 20 . Для вещества одного из включений в целом было получено Th/U ~ 8 . Поскольку подобные оторочки представляются недостаточно понятными образованиями вторичного происхождения, вряд ли можно интерпретировать содержания актиноидов во включениях типа *A* в рамках представлений о простой первичной конденсации. Хотя изучение этих включений еще не завершено, мы приходим к предварительному выводу, что не они, а включения других типов являются более важными источниками сведений о содержаниях актиноидов в Солнечной системе. Правда, из включений, изученных в работе [22], лишь 2/10 относятся к типу *A*. Выводы этой работы основаны преимущественно на включениях типа *B*. На рабочем уровне мы приходим к выводу, что для получения репрезентативных содержаний актиноидов по включениям метеорита Альбиде необходимо тщательно изучить оторочки. Лучше всего, если будет выполнен анализ отдельно для ядер включений и их оторочек.

VII. АХОНДРИТЫ

Большинство этих метеоритов представляют собой вулканические породы, обнаруживающие в той или иной степени следы ударного брекчевания и имеющие общий химический состав, сильно отличающийся от солнечного. Следовательно, эти метеориты подверглись большей химической переработке, чем хондриты. Даже если эта переработка не сопровождалась фракционированием актиноидов или фракционированием актиноидов относительно лантаноидов, можно предположить, что эти метеориты моложе хондритов. Учитывая это, мы полагаем, что определение содержаний актиноидов в Солнечной системе должно быть основано на изучении материала хондритов, если оно вообще возможно. Однако возраст многих ахондритов (см., например, [33, 51, 55]) неотличим от возраста хондритов; подобные ахондриты можно использовать в качестве источника сведений о содержаниях актиноидов в Солнечной системе, если по хондритам нельзя получить надежных данных о содержании Pu. Многие ахондриты удобны для определения содержания Pu,

потому что они обеднены летучими и обогащены актиноидами и редкими землями, благодаря чему среди изотопов ксенона в образце в целом преобладает Xe, образовавшийся при делении ^{244}Pu .

Для большинства предлагавшихся моделей вулканической дифференциации ахондритов (см., например, [49]) результаты наших лабораторных исследований по разделению элементов можно рассматривать как указание на то, что для всех актиноидов имеет место существенная концентрация в магме [4], поднимающейся на поверхность родительского тела. Соответственно для многих ахондритов, вероятно, выполняется принятый выше «групповой» критерий, т.е. они имеют нефракционированные содержания редких земель [43] и $\text{Th}/\text{U} \approx 4$ (табл. 1). Однако сведений о содержаниях актиноидов и лантаноидов в одном и том же образце нет. Поэтому мы склоняемся к предварительной интерпретации отношения Pu/U в метеорите Пасамонте (0,008; [23]) как неискаженного фракционированием, и тот факт, что это значение мало по сравнению с значением 0,015 для метеорита Сент-Северин [41] или для включения типа В в метеорите Альенде [14], можно рассматривать как указание на разность в возрастах метеорита Пасамонте и включений метеорита Альенде $8 \cdot 10^7$ лет. Метеорит Пасамонте иллюстрирует одну из возможных проблем, так как в настоящее время неясно, имеет ли какой-то смысл небольшое различие значений Th/U между этим метеоритом и углистыми хондритами типа С1 (соответственно 4,0 и 3,6, см. табл. 1).

Очень хороший набор данных имеется для метеорита Ангра-дос-Рейс [32, 60] — уникального метеорита, состоящего почти исключительно из клинопироксена необычного состава со следовой примесью Са-фосфата. Было найдено, что отношение Pu/Nd в клинопироксене и в Са-фосфате одно и то же, тогда как Pu/U , Pu/Th и Th/U испытывают вариации. Это согласуется с предположением, что Pu трехвалентен и что отсутствует фракционирование между Pu и Nd. Значение $\text{Pu}/\text{Nd} = 9 \cdot 10^{-5}$ в метеорите Ангра-дос-Рейс согласуется с значением этого отношения в мелилите крупнозернистого включения метеорита Альенде и примерно на 23% превосходит соответствующее значение для ахондрита Джувинас (*Juvinas*). Поэтому Марти и др. [35] предлагают принять для Солнечной системы $\text{Pu}/\text{U} = 0,004$, значение, которое получается, если принять Pu/Nd по Ангра-дос-Рейс или мелилиту из Альенде и Nd/U по углистым хондритам типа С1. Дело осложняется тем, что если взять значение Pu/U по [41], то отношение Pu/Nd для Сент-Северина оказывается примерно вчетверо выше, чем для Ангра-дос-Рейс, если же использовать значение концентрации Nd в витлоките по [36], то расчетное значение Pu/Nd для витлокита из Сент-Северина совпадает с соответствующим значением для Ангра-дос-Рейс. Наши лабораторные исследования [27] показали, что Nd и Pu не разделяются одинаково между клинопироксеном, Са-фосфатом и силикатными расплавами (т.е. $D_{\text{Pu}} \neq D_{\text{Nd}}$). Напротив, $D_{\text{Pu}}/D_{\text{Nd}} \approx 0,6$ как для клинопироксена, так и для витлокита, где D — отношение концентраций элемента в кристалле и

в силикатном расплаве, из которого кристалл вырос. Для многих, но не для всех моделей вулканической дифференциации, описывающих возникновение метеорита Ангра-дос-Рейс, эти данные можно объяснить равенством отношений D для этих двух минералов, и при этом не требуется полного отсутствия фракционирования. В рамках многих моделей дифференциации, описывающих происхождение метеорита Ангра-дос-Рейс, отношение Pu/Nd оказывается фракционированным приблизительно на фактор 0,5 по отношению к родительскому расплаву, из которого кристаллизовался метеорит. Для получения надежных космохронологических данных лучше не пользоваться результатами исследования этого метеорита, однако следует принять во внимание отмеченное Марти и др. [35] приблизительное постоянство отношения Pu/Nd в нескольких метеоритах.

VIII. ОБСУЖДЕНИЕ

Приведенный выше обзор данных о содержаниях актиноидов в метеоритах показывает необходимость значительного расширения аналитических исследований, в частности для Pu , но при этом важно, чтобы выполнялись взаимосвязанные исследования, включающие одновременные определения содержаний актиноидов и редких земель. В соответствии со стандартной аргументацией, для определения отношения Th/U в Солнечной системе следует использовать углистые хондриты типа C1 и C2, и, хотя имеется лишь небольшое число высокоточных определений методом диллюции изотопов, эти измерения позволяют вывести в качестве предпочтительного значения 3,64. Поскольку He , образовавшийся при делении ^{244}Pu в углистых хондритах, надежно выделить невозможно, для определения содержания в Солнечной системе следует использовать другие типы метеоритов. В литературе можно найти значения Pu/U в широком диапазоне. Мы привели аргументы в пользу того, что значения 0,087 по совокупности включений метеорита Альенде [42] и 0,047 по витлокиту метеорита Сент-Северин [30, 59] завышены, а значение $Pu/U = 0,004$, полученное исходя из отношения Pu/Nd в метеорите Ангра-дос-Рейс [35], вероятно, занижено из-за химического фракционирования. Аргументы в пользу первого вывода представляются нам сильными, хотя и не вполне однозначными. Даже если не принимать в расчет Ангра-дос-Рейс, значение $Pu/U = 0,004$ можно получить исходя из отношения Pu/Nd для других метеоритов (мелилит из Альенде, витлокит из Сент-Северина и в меньшей степени из Джувинаса). Однако если принять значение 0,004, то неизбежен вывод, что данные Подосека [40] для метеорита Сент-Северин в целом либо ошибочны, либо неправильно интерпретированы, либо и то и другое вместе. Вообще, хотя данные по отдельным минералам дают более точные значения концентрации ^{244}Pu , интерпретировать их труднее из-за химического фракционирования. Таким образом, мы склонны придать больший вес прямому определению отношения $Pu/U = 0,016$ в курпнозернистом

включении метеорита Альенде [14], чем значению 0,004, найденному исходя из отношения Pu/Nd в мелилите [35]. Однако трактовка этого вопроса Бойнтоном [8] приводит к противоположному выводу. В целом мы несколько обескуражены сложностью обогащенных Са и Al включений метеорита Альенде и считаем, что в первую очередь для лучшего определения отношений Pu/U и Pu/Th в Солнечной системе следует изучить обыкновенные равновесные хондриты. Мы подробно пересмотрели интерпретацию отношения Pu/U в метеорите Сент-Северин, предложенную Подосеком [40], и пришли к выводу, что внешне она представляется вполне приемлемой, хотя с точки зрения анализа значение этого отношения, предлагаемое Подосеком, возможно, следует считать несколько завышенным [25]. Итак, на сегодняшний день мы рекомендуем продолжать использовать значение $^{244}Pu/^{238}U = 0,015$, основанное на прямых измерениях Pu/U для всего метеорита Сент-Северин, а не значение, полученное косвенно (исходя из отношения Pu/Nd) в отдельном минерале (витлоките). Что касается метеорита Джувинас, то его целесообразно считать ахондритом, испытавшим относительно небольшое фракционирование актиноидов по отношению к лантаноидам, но сформировавшимся спустя $\sim 1,6 \cdot 10^8$ лет после образования метеорита Сент-Северин.

Таким образом, экспериментальные данные можно разделить на две группы, одна из которых дает значение $Pu/U = 0,004$, а другая — 0,015. Какой-то из этих двух наборов близких друг к другу значений является результатом случайного совпадения чисел. Два исследования значений Pu/U , выполненные на образцах, которые по другим признакам представляются нефракционированными в отношении содержаний тугоплавких элементов, приводят к значению 0,015; три (возможно, четыре в зависимости от того, как интерпретировать Джувинас) дают согласующиеся между собой значения Pu/Nd , которые приводят к значению $Pu/U = 0,004$, если предположить, что не было химического фракционирования Pu и U. Мы привели свои соображения в пользу значения 0,015, но мы можем и ошибаться. К счастью, дилемма может быть разрешена экспериментально.

В заключение сформулируем вывод, возможно, немного скучный, что в данном вопросе разумно сохранить статус-кво. Рекомендуемые нами значения распространенностей актиноидов, $^{232}Th/^{238}U = 3,65$ и $^{244}Pu/^{238}U = 0,015$, недалеко от значений, использовавшихся Фаулером, Шраммом, Вассербургом и другими исследователями в истекшем десятилетии. Таким образом, какой-либо существенной ревизии космохронологических выводов, полученных, например, Фаулером [18], по-видимому, не требуется. Вероятно, это несколько разочарует Фаулера, который всегда испытывал удовольствие при виде того, как «красивые» теории, даже его собственные, опрокидываются «мерзкими» экспериментальными фактами (см. примечание при корректуре).

Примечание при корректуре. Выполненный недавно повторный ана-

лиз данных по Хе для метеорита Сент-Северин (Худсон В. *Hudson* диссертация, Вашингтонский университет, Сент-Луис, 1981) привел к новому значению $^{244}\text{Pu}/^{238}\text{U} = 0,005$, и это аргумент в пользу того, что для Солнечной системы предпочтительным является такое значение.

ЛИТЕРАТУРА

1. *Alexander E. C., Jr., Lewis R. S., Reynolds J. H., Michel M. C.* Science, **172**, 837, 1971.
2. *Anders E.* Geochim. Cosmochim. Acta, **35**, 516, 1971.
3. *Arden J. W.* Nature, **269**, 788, 1977.
4. *Benjamin T. M., Heuser W. R., Burnett D. S.* Proceedings of the Ninth Lunar and Planetary Science Conference, New York, Pergamon Press, 1978, p. 1393.
5. *Benjamin T. M.* Ph. D., thesis, California Institute of Technology, Pasadena, 1979.
6. *Benjamin T. M., Heuser W. R., Burnett D. S., Seitz M. G.* Geochim. Cosmochim. Acta, **44**, 1251, 1980.
7. *Boynton W. V.* Geochim. Cosmochim. Acta, **39**, 569, 1975.
8. *Boynton W. V.* Earth Planet Sci. Lett., **40**, 63, 1978.
9. *Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F.* Rev. Mod. Phys., **29**, 547, 1957.
10. *Chen J. H., Tilton G. R.* Geochim. Cosmochim. Acta, **40**, 635, 1976.
11. *Chen J. H., Wasserburg G. J.* Geophys. Res. Lett., **7**, 275, 1980.
12. *Crozaz G.* Earth Planet Sci. Lett., **23**, 164, 1974.
13. *Davis A. M., Grossman L.* Geochim. Cosmochim. Acta, **43**, 1611, 1979.
14. *Drozd R. J., Morgan C. J., Podosek F. A., Poupeau G., Shrick J. R., Taylor G. J.* Astrophys. J., **212**, 567, 1977.
15. *Fields P. R., Friedman A. M., Milstead J., Lerner J., Stevens C. M., Metta D., Savine W. K.* Nature, **212**, 131, 1966.
16. *Fowler W. A.* In Proceedings of the Rutherford Jubilee International Conference, London, Heywood and Co., Ltd., 1962, p. 640.
17. *Fowler W. A.* In Cosmology, Fusion and Other Matters: A Memorial to George Gamow, ed. F. Reines, Boulder, Colorado Associated University Press, 1972, p. 67.
18. *Fowler W. A.* In Proceedings of the Robert A. Welch Foundation Conference on Chemical Research XXI Cosmochemistry, ed. Mulligan W. O., Houston, Welch Foundation, 1978, p. 61.
19. *Fowler W. A., Hoyle F.* Ann. Phys., **10**, 280, 1960.
20. *Ganapathy R., Grossman L.* Earth Planet. Sci. Lett., **31**, 386, 1976.
21. *Grossman L.* Ann. Rev. Earth Planet. Sci., **8**, 559, 1980.
22. *Grossman L., Ganapathy R., Davis A. M.* Geochim. Cosmochim. Acta, **41**, 1647, 1977.
23. *Hohenberg C. M., Munk M. N., Reynolds J. H., J.* Geophys. Res., **72**, 3139, 1967.
24. *Holweger H.* Earth Planet. Sci. Lett., **34**, 152, 1979.
25. *Jones J. H., Burnett D. S.* Geochim. Cosmochim. Acta, **43**, 1895, 1979.
26. *Jones J. H., Burnett D. S.* Proceedings of the Eleventh Lunar Planetary Science Conference, New York, Pergamon Press, 1980, p. 995.
27. *Jones J. H., Benjamin T. M., Heuser R., Burnett D. S.* In Lunar and Planetary Science XI, Houston; The Lunar and Planetary Institute, 1980, p. 514.
28. *Larimer J. W.* Icarus, **40**, 446, 1979.
29. *Lee T., Papanastassiou D. A., Wasserburg G. J.* Geochim. Cosmochim. Acta, **41**, 1473, 1977.
30. *Lewis R. S.* Geochim. Cosmochim. Acta, **39**, 417, 1975.
31. *Lewis R. S., Srinivasan B., Anders E.* Science, **190**, 1251, 1975.
32. *Lugmair G. W., Marti K.* Earth Planet Sci. Lett., **35**, 273, 1977.

33. *Lugmair G. W., Marti K., Kurtz J. P., Scheinin N. B.* Proceedings of the Seventh Lunar Science Conference, New York, Pergamon Press, 1976, p. 2009.
34. *Manhes G., Minster J. F., Allegre C. J.* Earth Planet. Sci. Lett., **39**, 13, 1978.
35. *Marti K., Lugmair G. W., Scheinin N. B.* In Lunar Science VIII, Houston, The Lunar Science Institute, 1977, p. 619.
36. *Mason B., Graham A. L.* Smithsonian. Contrib. Earth Sci., **3**, 1, 1970.
37. *Morgan J. W., Lovering J. F.* Talanta, **15**, 1079, 1968.
38. *Nakamura N.* Geochim. Cosmochim. Acta, **38**, 757, 1974.
39. *Pellas P., Storzer D.* In Lunar Science VIII, Houston, The Lunar Science Institute, 1977, p. 462.
40. *Podosek F. A.* Earth Planet. Sci. Lett., **8**, 183, 1970.
41. *Podosek F. A.* Geochim. Cosmochim. Acta, **36**, 755, 1972.
42. *Podosek F. A., Lewis R. S.* Earth Planet. Sci. Lett., **15**, 101, 1972.
43. *Schnetzler C. C., Philpotts J. A.* In Meteorite Research, ed. P. Millman, New York, Springer-Verlag, 1968, p. 206.
44. *Schramm D. M.* Ann. Rev. Astron. Astrophys., **12**, 383, 1974.
45. *Schramm D. M., Wasserburg G. J.* Astrophys. J., **162**, 57, 1970.
46. *Stapanian M. I.* Ph.D. Thesis, California Institute of Technology, Pasadena, 1980.
47. *Stapanian M. I., Burnett D. S., Eggers R., Nambodiri N.* In Lunar and Planetary Science IX, Houston, The Lunar and Planetary Institute, 1978, p. 1095.
48. *Stapanian M. I., Burnett D. S., Furst M. J.* In Lunar and Planetary Institute, 1980, p. 1082.
49. *Stolper E. M., McSween H. Y., Jr., Hays J. F.* Geochim. Cosmochim. Acta, **43**, 589, 1979.
50. *Suess H. E.* Z. Naturforsch., **2a**, 311, 1948.
51. *Tatsumoto M., Knight R. J., Allegre C. J.* Science, **180**, 1279, 1973.
52. *Tatsumoto M., Unruh D. M., Desborough G. A.* 1976, Geochim. Cosmochim. Acta, **40**, 617, 1976.
53. *Tatsumoto M., Shrimamura T., Patchett P. J., White W. M.* In Lunar and Planetary Science XI, Houston; Lunar and Planetary Institute, 1980, p. 1128.
54. *Toksoz M. N., Johnson D. H.* In The Soviet-American Conference on Cosmochemistry of the Moon and Planets, eds. J. Pomeroy, N. Hubbard, Washington, D. C.: NASA, 1977, p. 295.
55. *Unruh D. M., Nakamura N., Tatsumoto M.* Earth Planet. Sci. Lett., **37**, 1, 1977.
56. *Unruh D. M., Hutchison R., Tatsumoto M.* In Lunar and Planetary Science X, Houston, The Lunar and Planetary Institute, 1979, p. 1256.
57. *Van Schmus W. R., Wood J. A.* Geochim. Cosmochim. Acta, **31**, 747, 1967.
58. *Wark D. A., Lovering J. F.* Proceedings of the Eighth Lunar Planetary Conference, New York, Pergamon Press, 1977, p. 95.
59. *Wasserburg G. J., Huneke J. C., Burnett D. S.* J. Geophys. Res., **74**, 4221, 1969.
60. *Wasserburg G. J., Tera F., Papanastassiou D. A., Huneke J. C.* Earth Planet. Sci. Lett., **35**, 294, 1977.