

ЗВЕЗДНЫЙ НУКЛЕОСИНТЕЗ – ИСТОЧНИК ПРОИСХОЖДЕНИЯ ХИМИЧЕСКИХ ЭЛЕМЕНТОВ

В. Н. РЫЖОВ

Саратовский государственный технический университет

STAR NUCLEAR SYNTHESIS AS THE SOURCE OF THE ORIGIN OF THE CHEMICAL ELEMENTS

V. N. RYZHOV

The modern condition of one of the fundamental and sufficiently complex scientific problem – the origin of the chemical elements is reviewed. The possible astrophysical processes of the nucleus synthesis in nature are discussed, some ambiguities and difficulties in solving of these problems are outlined.

Рассмотрено современное состояние одной из фундаментальных и достаточно сложных проблем науки – происхождение химических элементов. Обсуждены астрофизические процессы синтеза атомных ядер, обнаруживаемых в природе, отмечены некоторые неопределенности и трудности в решении этой проблемы.

www.issep.rssi.ru

ВВЕДЕНИЕ

Проблема происхождения атомов возникла при установлении природы источника энергии Солнца и звезд и при разработке теории Большого Взрыва Вселенной. Проблема источника энергии на Солнце была решена в конце 30-х годов XX века Х. Бете и К. Вейцзером. На основе расчетов они пришли к выводу, что механизм генерации энергии на Солнце и в других звездах связан с образованием ядер гелия из четырех протонов: p–p-цикл и CNO-цикл (Кочаров Г.Е. // СОЖ. 1996. № 10. С. 99–105). Однако расчеты показали, что в недрах звезд за время существования Вселенной может образоваться относительно мало гелия (~2%) по сравнению с наблюдаемой его распространенностью (~25%).

Спустя примерно десятилетие после публикации работ Х. Бете и К. Вейцзера, Г.А. Гамовым была разработана теория Большого Взрыва Вселенной (Васильев А.Н. // СОЖ. 1996. № 2. С. 82–88). Согласно этой теории, Вселенная прошла эру нуклеосинтеза в самый начальный момент, когда образовались протоны и нейтроны и вслед за ними изотопы водорода, гелия и лития. Предпринятая Г. Гамовым попытка развить космологическую идею образования всех атомов на раннем этапе расширения Вселенной (α , β , γ -теория) путем последовательного присоединения нейтронов и последующими β^- -распадами не увенчалась успехом вследствие возникшей проблемы “провала масс” – отсутствия в природе ядер с массовыми числами 5 и 8: как было установлено, ядра ${}^5_2\text{He}$, ${}^5_3\text{Li}$ и ${}^8_4\text{Be}$ очень неустойчивые и быстро распадаются.

В тот же период Э. Салпетер показал, что при условиях, характерных для недр звезд, наряду с горением водорода (p–p- и CNO-циклы) возможно горение гелия с образованием углерода. Так возникли первые основные представления ядерного синтеза, большой вклад в развитие которых кроме названных выше ученых внесли У. Фаулер, Ф. Хойл, Дж. и М. Бербиджи, А. Кэмерон. Согласно современным научным представлениям, практически все химические элементы образовались и

образуются в результате процессов, происходящих в звездах, что приводит к эволюционным изменениям состояния звезд. Поэтому проблема образования нуклидов тесно связана также и с вопросами эволюции звезд.

РАСПРОСТРАНЕННОСТЬ АТОМОВ И НУКЛИДОВ

На основе данных о распространенности химических элементов в природе ученые пришли к выводу, что наиболее вероятным источником образования большинства ядер являются последовательности дискретных ядерных процессов, протекающих в недрах звезд, то есть отдельных групп ядерных реакций. Поэтому весьма важно в первую очередь рассмотреть некоторые данные о содержании изотопов атомов и нуклидов в Солнечной системе, звездах и газовых туманностях. Для Земли, метеоритов и Луны содержание элементов определяется непосредственно, хотя и для этих объектов имеются определенные ограничения и трудности. Метеориты, летящие через атмосферу Земли, теряют часть своего вещества, поэтому элементный анализ исследуемых объектов оказывается недостаточно полным. Химический состав планет Солнечной системы менее известен. Сведения о нем основываются в большинстве случаев на величине средней плотности вещества планет. Содержание химических элементов на Солнце, в звездах и газовых межзвездных туманностях определяют методами спектрального анализа, при этом поддается определению только химический состав атмосферы Солнца и звезд. В спектре Солнца отождествлены линии более 70 химических элементов. Однако и в атмосферах звезд и Солнца некоторые элементы не удается обнаружить по объективным причинам. Исходя из наблюдательных данных о распространенности элементов в Солнце было сделано заключение, что в хорошем приближении относительное содержание их согласуется с содержанием элементов для Земли и метеоритов, хотя есть и различия в деталях. Имеется явное расхождение в количестве легких элементов Li и Be, которых в Земле и метеоритах гораздо больше, чем в Солнце. Ядра этих атомов легко разрушаются в ядерных реакциях при температуре Солнца. Земля и метеориты, в свою очередь, бедны легкими летучими элементами.

Впервые таблица распространенности элементов была составлена Г. Зюссом и Г. Юри в 1956 году на основе химического состава земной коры, метеоритов и Солнца. Современные данные о распространенности нуклидов представлены на рис. 1 графической зависимостью содержания нуклидов от массового числа. График завершается последними устойчивыми изотопами Pb и Bi и иллюстрирует многие особенности, отражающие характерные свойства различных процессов нуклеосинтеза. Среди наиболее заметных особенностей

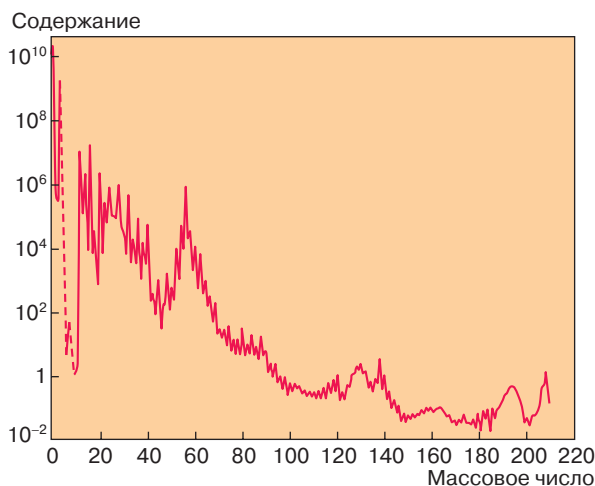


Рис. 1. Распространенность нуклидов в первичной солнечной туманности по отношению к содержанию кремния, принятого за 10^6

выделяется пик группы железа, содержание элементов в котором на 2–3 порядка выше, чем на сглаженной части. Имеются также небольшие двойные пики вблизи массовых чисел 90, 135 и 200.

СИНТЕЗ ЯДЕР ОТ УГЛЕРОДА ДО ГРУППЫ ЖЕЛЕЗА

Образование ядер химических элементов от углерода до группы железа, согласно современным представлениям, происходит в результате гелиевого, углеродного, кислородного, неоновое и кремниевого горения в недрах звезд, то есть благодаря термоядерным реакциям, в которых участвуют названные нуклиды. Следует отметить, что расчеты ядерных реакций, протекающих в недрах звезд, не имеют столь высокой надежности в отличие от лабораторных ядерных измерений, так как в лабораторных измерениях энергии сталкивающихся частиц намного превышают значения энергии, обнаруживаемой в недрах звезд. Поэтому полученные лабораторные эффективные сечения σ , характеризующие вероятность реакций, не могут быть приняты для астрофизических реакций, так как σ зависит от энергии сталкивающихся частиц.

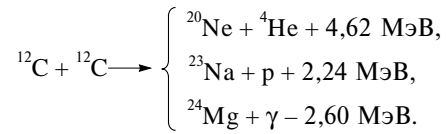
Горение гелия. После истощения запасов водорода в ядре звезды в результате p–p- или CNO-циклов он продолжает гореть в слое, который окружает это гелиевое звездное ядро. Масса гелиевого ядра постепенно увеличивается, гравитационные силы в то же время сдавливают ядро звезды, повышая его плотность и температуру. Оболочка звезды, напротив, сильно расширяется, приспосабливаясь к увеличивающейся светимости звезды так, что температура поверхности звезды

даже падает. В результате изменившихся физических свойств звезда сходит с главной последовательности диаграммы “спектр–светимость” и превращается в красный гигант.

К моменту, когда в ядре звезды температура достигает $1,5 \cdot 10^8$ К, а плотность $5 \cdot 10^4$ г/см³, начинается так называемая тройная реакция с участием ядер гелия $3^4\text{He} \rightarrow ^{12}\text{C}$. Еще до экспериментального обнаружения возбужденного состояния ядра ^{12}C Ф. Хойл из чисто астрофизических соображений показал, что для образования углерода в процессе горения гелия должно существовать его возбужденное состояние вблизи порога распада на ^8Be и ^4He . Несмотря на то что ядро ^8Be , образуемое из двух ядер гелия, нестабильно ($\tau \approx 10^{-16}$ с), оно успевает провзаимодействовать с ядром ^4He . Это взаимодействие является резонансным и сечение σ достаточно велико благодаря тому, что энергия второго возбужденного состояния $^{12}\text{C}^{**}$ соответствует 7,65 МэВ и близка к энергии порога распада на нуклиды $^8\text{Be} + ^4\text{He}$, равной 7,37 МэВ.

Наряду с рассмотренной реакцией возможна реакция с образованием кислорода $^{12}\text{C} + ^4\text{He} \rightarrow ^{16}\text{O} + \gamma$. Относительные количества ^{12}C и ^{16}O в значительной степени определяются скоростями реакций 3^4He и $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$. К сожалению, имеются значительные неопределенности в установлении скорости последней реакции. Образующиеся ядра ^{16}O вступают в реакцию с ядрами ^4He и образуют ядра неона $^{16}\text{O} + ^4\text{He} \rightarrow ^{20}\text{Ne} + \gamma$. Ядро ^{20}Ne не обладает энергетическим уровнем, близким к порогу распада на $^{16}\text{O} + ^4\text{He}$, и поэтому скорость этой реакции небольшая. Напротив, реакция $^{20}\text{Ne}(\alpha, \gamma)^{24}\text{Mg}$ характеризуется многими вероятными резонансами в области температур, соответствующих горению гелия. Процесс горения гелия сопровождается другими реакциями с образованием различных нуклидов. Например, радиоактивный изотоп фтора ^{18}F , образующийся в реакции $^{14}\text{N} + ^4\text{He} \rightarrow ^{18}\text{F} + \gamma$, в результате позитронного распада превращается в изотоп кислорода $^{18}\text{F} \rightarrow ^{18}\text{O} + e^+ + \nu$. Вслед за образованием ^{18}O последуют реакции $^{18}\text{O} + ^4\text{He} \rightarrow ^{22}\text{Ne} + \gamma$, $^{18}\text{O} + ^4\text{He} \rightarrow ^{21}\text{Ne} + n$ и другие с участием гелия.

Горение углерода, кислорода, неона и кремния. Горение гелия приводит к росту звездного ядра, состоящего главным образом из углерода и кислорода. Звездное ядро окружено слоем, в котором продолжается горение Не. Когда температура и плотность звездного ядра становятся достаточно большими ($T \approx 5 \cdot 10^8$ К) в результате гравитационного сжатия ядра звезды, начинается слияние ядер углерода с образованием ядер неона, натрия и магния:

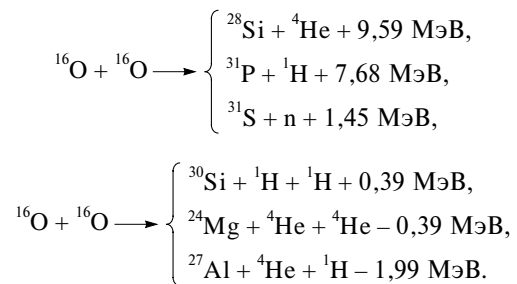


Одновременно с этими реакциями образуются алюминий, кремний и некоторые другие соседние нуклиды в результате захвата образующимися нуклидами высвободившихся p, n, α . Например, ^{25}Al образуется в результате $^{24}\text{Mg} + p \rightarrow ^{25}\text{Al} + \gamma$.

Характер горения углерода сильно зависит от массы звезды. В массивных звездах углерод может загораться и продолжать горение в условиях статического равновесия звезды. В звездах массой всего лишь несколько солнечных масс углерод загорается в условиях вырожденного состояния электронов, если вообще сможет образоваться углеродное ядро.

Горение неона характеризуется короткой стадией и заключается в фотодиссоциации ^{20}Ne под действием высокоэнергетических γ -квантов с отрывом α -частицы. Освободившиеся α -частицы взаимодействуют с неоном и другими ядрами до тех пор, пока не исчерпается запас неона.

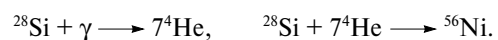
Горение кислорода подразумевает слияние двух ядер ^{16}O при энергиях несколько мегаэлектронвольт ($T \approx 10^9$ К). Эта реакция имеет также несколько каналов:



Вслед за стадией горения ^{16}O по мере роста температуры и плотности следует горение кремния. Однако фотодиссоциации становятся подвержены сложные атомные ядра, а освобождающиеся α -, p-, n-частицы взаимодействуют с не успевшими диссоциировать ядрами и образуют более тяжелые ядра, включая ядра железного пика на кривой распространенности элементов. Этот процесс описывается сотней ядерных реакций. В качестве примера приведем две из них:



Реакция типа $^{28}\text{Si} + ^{28}\text{Si} \rightarrow ^{56}\text{Ni} + \gamma$ маловероятна из-за большого кулоновского барьера. Эту реакцию символически можно заменить на следующие:



Ядра ^{56}Ni в результате двух β^- -распадов превращаются в ^{56}Fe .

Горение кремния является конечной стадией термоядерного синтеза нуклидов в массивных звездах, на которой образуются ядра группы железа, обладающие максимальной удельной энергией связи. Последующий термоядерный синтез в результате присоединения легких ядер ядрами группы железа не имеет места, так как этот процесс должен протекать только с поглощением энергии. Современные методы теоретической астрофизики позволяют рассчитывать модели звезд на содержание продуктов реакций ядерного синтеза на различных стадиях их эволюции. В качестве примера приведем рассчитанное содержание (из работы С. Уолли и Т. Уивера) основных элементов массивной звезды населения типа I на стадии предсверхновой (рис. 2). Внутренние изменения нуклидного состава массивных

звезд, а следовательно, и отдельные этапы их эволюции можно отобразить схемой, приведенной на рис. 3. Последняя стадия звезды не может существовать долго, так как в центре ее термоядерные реакции угасают. Это состояние звезды называется предсверхновой, предшествующее взрыву звезды вследствие нарушения в ней равновесия.

ОБРАЗОВАНИЕ ТЯЖЕЛЫХ И СВЕРХТЯЖЕЛЫХ ЭЛЕМЕНТОВ

Синтез атомных ядер, расположенных в таблице Д. Менделеева за группой железа, согласно отмеченным выше причинам, должен обеспечиваться другими механизмами и, как показали М. и Дж. Бербиджи, У. Фаулер и Ф. Хойл еще в 1957 году, такие нуклиды образуются в результате трех принципиально разных процессов: *s*-, *r*- и *p*-процессов.

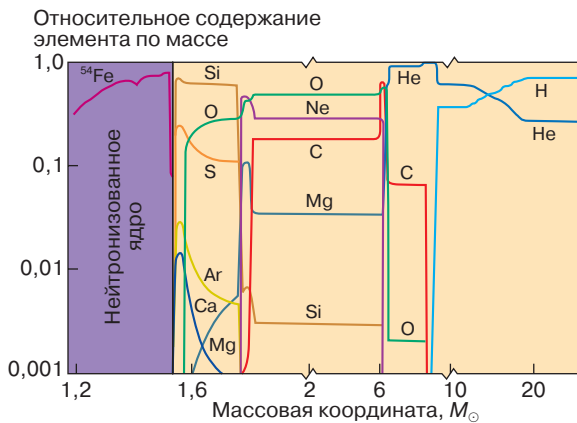


Рис. 2. Нуклидный состав основных элементов в звезде населения типа I массой, равной 25 массам Солнца, на стадии предсверхновой в зависимости от внутреннего распределения массы (в долях солнечной массы)

***s*-Процесс.** Этот процесс представляет собой медленный захват нейтронов, при котором образующиеся неустойчивые ядра распадаются прежде, чем успеют присоединить следующий нейтрон. Поэтому можно заключить, что *s*-процесс идет в недрах звезд при их нормальной стадии эволюции. Рассмотрим физическую сторону медленного захвата нейтронов. Число захватов нейтронов ядрами мишени в единицу времени и в единице объема можно определить следующим образом: $N = n_1 n_2 \langle \sigma v \rangle$, где n_1 и n_2 – концентрации ядер мишени и нейтронов, σ – эффективное сечение захвата нейтрона ядром, v – относительная скорость участвующих в столкновении частиц. Эффективное сечение захвата нейтронов, как показывают эксперименты, подчиняется соотношению $\sigma \sim 1/v$. Следовательно, можно считать $\langle \sigma v \rangle = \text{const}$. Тогда время захвата нейтрона одним ядром определяется как $\tau_n = [n_n \langle \sigma v \rangle]^{-1}$. Зная произведение $\langle \sigma v \rangle$, а также время захвата нейтронов τ_n , можно найти концентрацию нейтронов n_n .

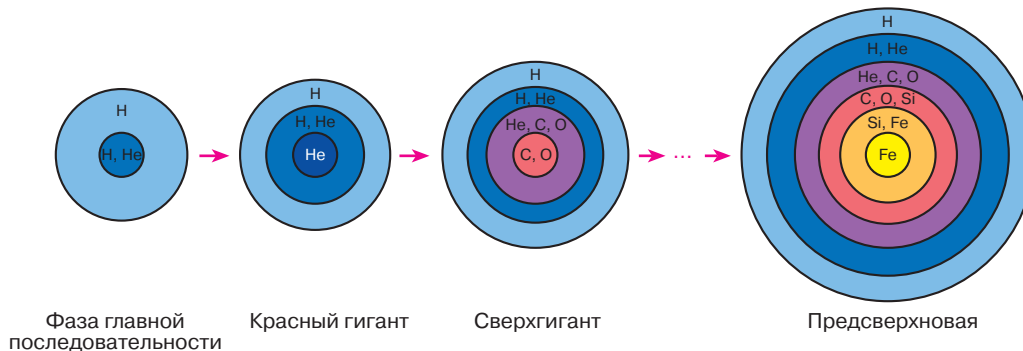


Рис. 3. Схема эволюции основного нуклидного состава массивной звезды

Время захвата нейтронов в s -процессе оценивают на основе так называемого теплового характерного времени, которое определяется приблизительно отношением гравитационной энергии звезды к ее светимости. Величина τ_n для всех нормальных звезд больше 10^4 лет, и, если принять характерное значение $\langle \sigma v \rangle = 3 \cdot 10^{-23} \text{ м}^3/\text{с}$, можно оценить необходимую концентрацию нейтронов в s -процессе. Расчеты дают значение $\sim 10^{11} \text{ м}^{-3}$, которое существенно мало по сравнению с общей концентрацией нуклонов в недрах нормальных звезд ($\rho > 10^3 \text{ кг/м}^3$, $n > 6 \cdot 10^{29} \text{ м}^{-3}$).

Важным условием протекания s -процесса в звездах является источник нейтронов. Имеются две предпочтительные реакции $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ и $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$, в результате которых освобождается нейтрон. Каждая из них имеет свои недостатки и преимущества. Доказательством участия s -процесса в образовании тяжелых элементов служит факт примерно постоянной величины произведения сечения нейтронного захвата σ на содержание элемента n_A , образованного в s -процессе в интервале между ядрами с заполненными нейтронными оболочками. На рис. 4 приведена зависимость σn_A от массового числа A . Как видно из рис. 4, величина σn_A уменьшается для каждого ядра с заполненной оболочкой, а между ними проявляются два плато с A от 90 до 140 и от 140 до 206.

Примером фрагмента цепочки последовательных ядерных s -захватов нейтронов может служить схема

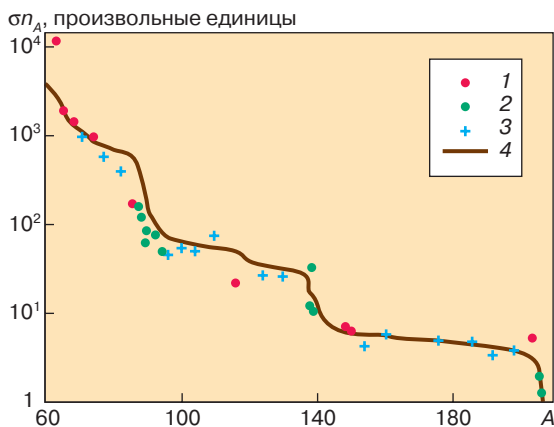
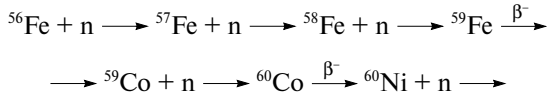
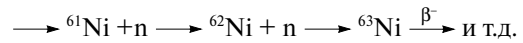


Рис. 4. Кривая s -процесса: 1, 2, 3 – изотопы с хорошо известными эффективными сечениями, надежно определенными сечениями и грубо оцененными сечениями захвата нейтронов соответственно; 4 – рассчитанный результат положения нескольких s -процессов с различными временами захвата нейтронов



Завершаются цепочки превращений s -процесса на изотопах свинца и висмута ^{209}Bi , так как последующие нуклиды ^{210}Po и ^{211}Po претерпевают α -распад с периодом полураспада 138 суток и 0,5 с соответственно, превращаясь в свинец.

r -Процесс. Тяжелые и сверхтяжелые элементы, находящиеся в таблице Менделеева за Bi , образуются в результате r -процесса. В этом процессе ядро должно быстро последовательно захватить много нейтронов, прежде чем произойдет его β^- -распад. Ядра захватывают нейтроны в реакциях (n, γ) , и захваты продолжаются до тех пор, пока скорость реакции (n, γ) не уравнивается со скоростью реакции выбивания нейтрона под действием γ -фотона (либо скоростью β^- -распада). После этого ядро “ждет”, пока произойдет β^- -распад, что позволит ему снова захватить нейтроны. Такой процесс может осуществляться при соответствующей концентрации нейтронов и при требуемых параметрах сечений реакции (n, γ) и скоростей β^- -распадов. Для оценки скоростей β^- -распада очень неустойчивых ядер предлагаются разнообразные схемы и методы, поскольку скорости β^- -распада зависят не только от энергии связи ядра, но и других факторов звездной среды. Разные методики оценивают время задержки ядра до β^- -распада в пределах $0,1 \leq \tau_\beta \leq 30 \text{ с}$.

Второе характерное время r -процесса – это время, которое требуется для захвата нейтронов. Оно может быть сравнимо со временем взрыва звезды, которое по порядку величины равно времени свободного падения τ_g в поле тяжести звезды. Предполагая, что полная продолжительность расширения не больше $10\tau_g$ и $10\tau_g \leq \tau_\beta \leq 30 \text{ с}$, можно получить верхний предел начальной концентрации нейтронов для осуществления r -процесса, равный 10^{33} см^{-3} . Как видно, начальная концентрация нейтронов в звездах должна быть достаточно большой. В последние годы предпринимаются попытки расчетов сетки реакций с учетом неравновесных эффектов. Эти расчеты показывают, что r -процесс может наступать и при значительно меньших концентрациях нейтронов.

Возможными астрофизическими условиями протекания r -процесса считаются механизмы, являющиеся следствием взрывов сверхновых, так как реакции быстрого захвата нейтронов в стационарных звездах невозможны. Распространяющаяся ударная волна в сверхновой инициирует интенсивное протекание ядерных реакций с выделением нейтронов на ^{22}Ne и ^{18}O либо в гелиевом слое, либо в углерод-неоновом слое. Однако недостаток этих механизмов состоит в том, что реальные модели сверхновых, по-видимому, не могут создать достаточного количества нейтронов, чтобы получить полную картину распространенности r -ядер.

Окончание *r*-процесса прерывается спонтанным делением сверхтяжелых ядер, поскольку для ядер с большим массовым числом спонтанное деление будет происходить быстрее, чем β^- -распад. При этом продукты деления сверхтяжелых ядер вновь становятся зародышевыми ядрами для дальнейшего протекания *r*-процесса. Согласно расчетам, трек *r*-процесса может доходить до ядер, содержащих 184 нейтрона.

Начальными зародышевыми ядрами в *r*-процессе являются, так же как и для *s*-процесса, ядра группы железа. Поэтому на кривой распространенности ядер (рис. 1) имеются двойные пики вблизи атомных масс 90, 135 и 200, которые коррелируют с магическими числами нейтронов соответственно 50, 82 и 126. Это является отражением того факта, что трек *r*-процесса проходит в нейтроноизбыточной области далеко от полосы стабильности (примерно на 10 нейтронов), в то время как трек *s*-процесса идет по полосе стабильности (рис. 5).

Заканчивая раздел, следует отметить, что быстрый захват нейтронов был частично реализован в искусственных условиях при взрывах ядерных бомб, начиненных ураном ^{238}U . При взрыве не все ядра успевали делиться с выделением энергии, часть их захватывала до 17 нейтронов $^{238}\text{U} + 17\text{n} \rightarrow ^{255}\text{U}$ и затем следовала

цепочка β^- -распадов с образованием трансурановых элементов вплоть до фермия $^{255}_{92}\text{U} \xrightarrow{\beta^-} ^{255}_{93}\text{Np} \xrightarrow{\beta^-} \dots \xrightarrow{\beta^-} ^{255}_{100}\text{Fm}$.

***r*-Процесс** представляет собой образование редких, богатых протонами ядер путем захвата протонов или позитронов, так как ни одним процессом нейтронного захвата эти ядра не могут быть созданы. К таким ядрам следует в первую очередь отнести изотопы олова ^{111}Sn , ^{112}Sn и ^{115}Sn . Однако физические модели условий протекания *r*-процесса в звездах остаются пока в большей степени неоднозначными по сравнению с процессами захвата нейтронов.

ПРОИСХОЖДЕНИЕ ЛЕГКИХ ЭЛЕМЕНТОВ

Легкие нуклиды ^6Li , ^7Li , ^9Be , ^{10}B и ^{11}B характеризуются более низкой распространенностью и стабильностью по отношению к He, C, N, O и не могут образоваться в процессе обычного нуклеосинтеза в недрах звезд, так как они легко разрушаются $^6\text{Li}(p, ^3\text{He})^4\text{He}$; $^7\text{Li}(p, \gamma)^8\text{B} \rightarrow 2^4\text{He}$; $^9\text{Be}(p, ^4\text{He})^6\text{Li}$; $^{10}\text{B}(p, ^4\text{He})^7\text{Be}$; $^7\text{Be}(e^-, \nu)^7\text{Li}$; $^{11}\text{B}(p, \gamma)^3^4\text{He}$.

На сегодняшний день общепризнанной гипотезой образования легких ядер являются реакции скалывания – реакции деления ядер C, N, O при столкновении

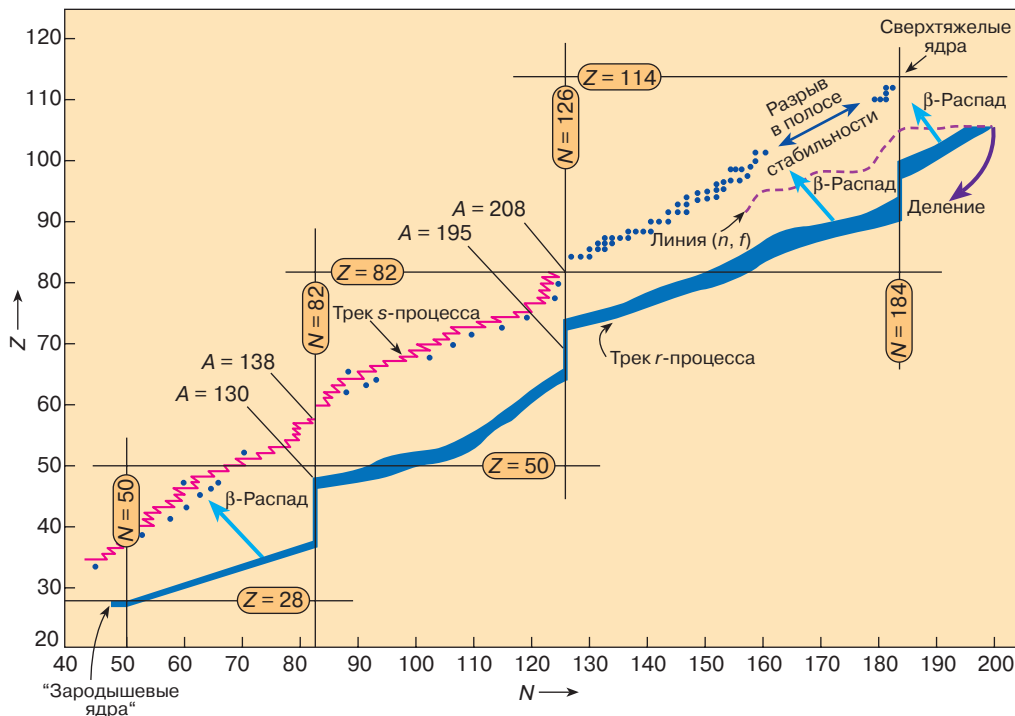
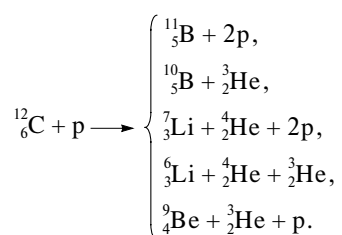


Рис. 5. Рассчитанные треки *s*- и *r*-процессов

с ядрами Н и He либо в космических лучах, либо космических лучей с атомами межзвездных газовых облаков. Космические лучи – это поток заряженных частиц, включая ядра ряда атомов достаточно большой энергии, которые заполняют пространство Галактики. Считается, что основным источником космических лучей являются взрывы сверхновых звезд. В космических лучах содержание Li, Be, B приблизительно на пять порядков больше, чем в звездах. Это указывает на то, что реакции скалывания имеют место в космических лучах. В качестве примера приведем реакции скалывания ^{12}C под действием протонов



Сечение реакции первого канала наибольшее, а последнего наименьшее, то есть сечения находятся в той же последовательности, что и распространенности этих ядер в космических лучах ($\text{B} > \text{Li} > \text{Be}$). В то же время в Галактике содержание элементов находится в несколько иной последовательности: $\text{Li} > \text{B} > \text{Be}$. Это расхождение объясняется особым происхождением ^7Li . Поэтому следует указать и другие возможные процессы нуклеосинтеза ^7Li : 1) реакции скалывания, происходящие в поверхностных слоях сверхновых либо красных гигантов; 2) термоядерные реакции, протекающие в звездах на стадии красного гиганта либо во взрывающихся объектах, – новых и сверхновых; 3) космологический термоядерный синтез на ранней стадии Большого Взрыва Вселенной. Каждый из этих процессов имеет свои проблемы, а ограниченность объема статьи не позволяет их рассмотреть.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Образование химических элементов, за исключением водорода и большей части гелия, из которых сформировалась Солнечная система, произошло в звездах предшествующего Солнцу поколения. Есть основания полагать на основе наблюдения продуктов распада исчезнувших короткоживущих изотопов в метеоритах, что Солнечная система образовалась из газопылевого облака – остатка сверхновых OB – ассоциации – группировки горячих массивных звезд спектральных классов O и B и имеющих сравнительно короткое время жизни. Эти звезды прошли все этапы звездного нуклеосинтеза и взорвались.

Итак, за последние десятилетия получено достаточно много результатов в выяснении удивительной картины астрофизического нуклеосинтеза. Хотя многие фрагменты этой картины еще не закончены, некоторые, может, даже окажутся неверными, но в основных чертах она столь убедительна, что, несомненно, и впоследствии будет оставаться богатейшим запасом знаний о Вселенной.

ЛИТЕРАТУРА

1. Ядерная астрофизика / Под ред. Ч. Барнса и др. М.: Мир, 1986. 519 с.
2. Тейлер Р.Дж. Происхождение химических элементов. М.: Мир, 1975. 232 с.
3. Рыжов В.Н. Эволюция Вселенной и происхождение атомов. Саратов: МВУИП “Сигма-плюс”, 1998. 64 с.

Рецензент статьи А.М. Черепашук

* * *

Валерий Николаевич Рыжов, кандидат химических наук, доцент кафедры прикладной физики Саратовского государственного технического университета. Область научных интересов – теория строения вещества, радиационная физика, астрофизика. Автор более 80 научных работ, изобретения, шести учебных пособий для студентов и трех для школьников.