

Лекция 27 (Продолжение)

В ходе дальнейшей эволюции звезды возможны ядерные реакции **горения кремния**. Характерные условия горения кремния - температура $(3 - 5) \cdot 10^9$ К, плотность $10^5 - 10^6$ г/см³. С началом горения кремния происходит изменение процесса горения.

Кулоновский барьер слишком велик для эффективного образования ядер ⁵⁶Ni непосредственно в реакции:

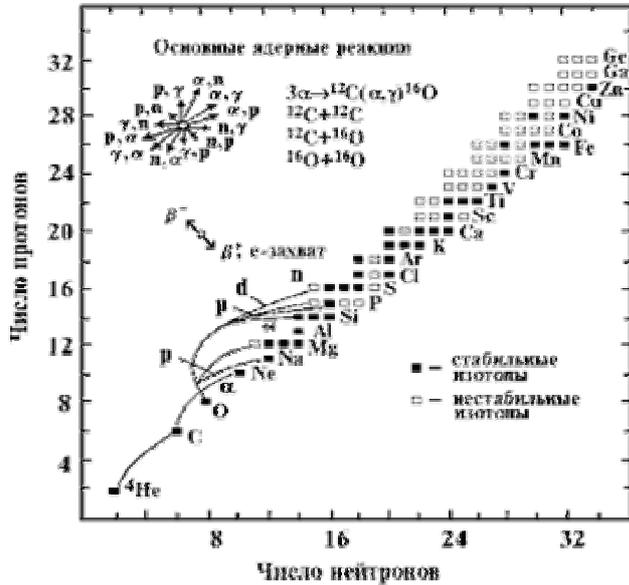
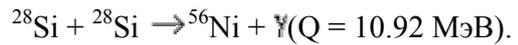


Рис. 6. Ядерные реакции, приводящие к синтезу элементов от гелия до германия.

Но на этой стадии звездной эволюции массивных звезд существенную роль начинают играть многочисленные реакции с участием нейтронов, протонов, α -частиц и γ -квантов. Эти реакции приводят к

образованию элементов в районе железного максимума на основе исходных ядер ²⁸Si. На **Рис. 6** приведена совокупность ядерных реакций, приводящих к синтезу элементов от гелия до германия. Для детальных расчетов распространенности элементов в звездах, прошедших стадии горения углерода, кислорода, кремния с образованием элементов группы железа, необходимы дальнейшие лабораторные

исследования большой совокупности ядерных реакций, приведенных в левом верхнем углу **Рис. 6**, начиная с низких энергий порядка нескольких сотен кэВ.

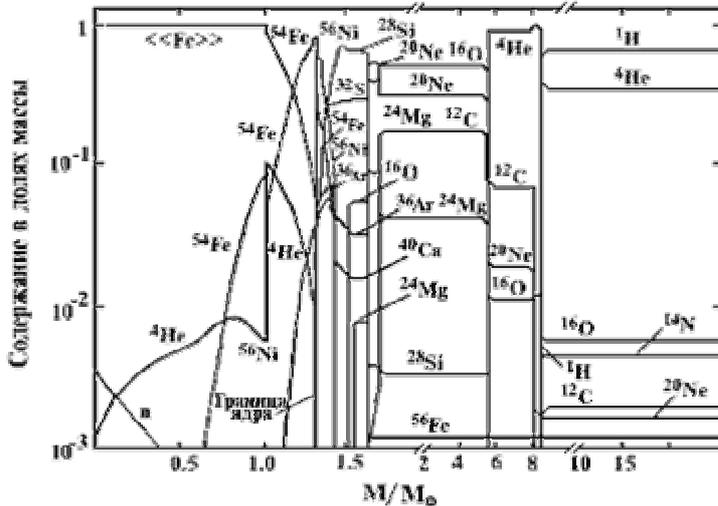


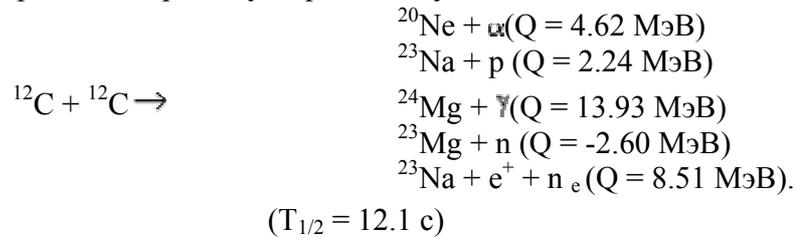
Рис. 7. Содержание элементов в звезде с массой $25M_{\odot}$ в зависимости от массы внутренней области.

максимального размера, т.к. при истощении в центре звезды последовательно запасов водорода, гелия, кислорода, кремния, ядро звезды сжимается, плотность в центре звезды последовательно увеличивается, а термоядерные реакции синтеза перемещаются на периферию звезды, приводя к расширению её оболочки. Если на начальной стадии звезды она имела однородный состав и в основном состояла из

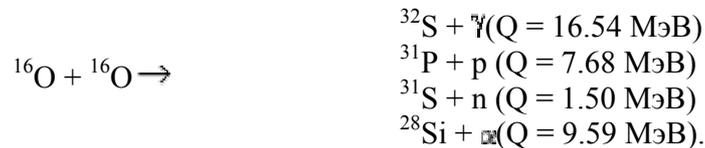
На стадии горения кремния звезда достигает

водорода и гелия, то теперь она имеет слоистый состав. В центре звезды содержатся тяжелые элементы группы железа, никеля, а на периферии расположены более легкие элементы. Внешняя оболочка состоит из водорода. На **Рис. 7** представлено содержание различных элементов в звезде с массой $25M_{\odot}$ в зависимости от массы внутренней области.

Горение углерода начинается при температуре около $8 \cdot 10^8$ К и плотности $\sim 10^5$ г/см³. Основные реакции горения углерода следующие:



Следующая стадия - **горение кислорода** - начинается при температуре $T = 2 \cdot 10^9$ К. Основные реакции:



Характерные особенности реакций горения углерода и кислорода следующие:

1. Большое число различных каналов реакции.
2. Протоны, нейтроны, γ -кванты, образующиеся в конечном состоянии, быстро вступают в новые реакции, что значительно расширяет число возможных реакций и изотопов.
3. Основным продуктом горения углерода и кислорода является ядро ^{28}Si . В этом случае удельная энергия связи имеет максимум.
4. Резкое увеличение нейтринной светимости звезды при переходе от реакций горения углерода к реакциям горения кислорода. При изменении температуры в центре звезды от $0.5 \cdot 10^9$ К до $2.5 \cdot 10^9$ К нейтринная светимость для массивной звезды возрастает на шесть порядков.

Коротко остановимся теперь на ядерных реакциях, приводящих к образованию элементов тяжелее железа. Распространенность элементов, расположенных в области за железом, относительно слабо зависит от массового числа A . Это свидетельствует об изменении механизма образования этих элементов. Образование этих элементов в результате взаимодействия заряженных частиц сильно подавлено из-за кулоновского барьера. Фактор, который также необходимо принять во внимание, состоит в том, что большинство тяжелых элементов являются β^- -радиоактивными.

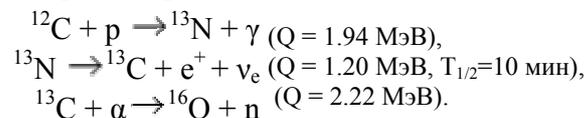
По современным представлениям тяжелые элементы образуются в реакциях захвата нейтронов. Обычно различают быстрый (r) и медленный (s) процессы захвата нейтронов (от английских слов *rapid* и *slow*). Эти два механизма различаются отношением скорости захвата нейтронов (реакция (n, γ)) к скорости β^- -распада. При условии $\tau(\beta^-)/\tau(n, \gamma) \ll 1$ в цепочку процессов образования тяжелых элементов будут вовлечены только стабильные и β^- -радиоактивные ядра с большими периодами полураспада. То есть образование элементов будет

происходить вдоль долины β -стабильности. Нейтроны добавляются к ядрам последовательно. При этом могут образоваться только сравнительно устойчивые ядра. Ядра с малыми периодами полураспада исчезают раньше, чем они успевают захватить следующий нейтрон. Поэтому образование тяжелых элементов заканчивается свинцом и висмутом.

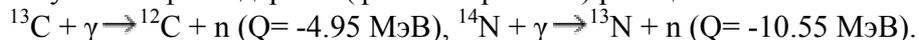
s-процесс. Для того, чтобы в звездах эффективно протекал s-процесс необходимы определенные условия.

1. Температура вещества T должна быть больше 10^8 К для того, чтобы могли происходить ядерные реакции с образованием нейтронов.
2. Плотность нейтронов должна превышать 10^{10} см $^{-3}$.
3. Условия 1 и 2 должны существовать в звезде в течение достаточно продолжительного времени (больше 10^3 лет), чтобы путем последовательного захвата нейтронов могли образовываться тяжелые ядра.
4. Продукты s-процесса должны эффективно выноситься во внешнюю оболочку звезды и попадать в межзвездную среду без дальнейших ядерных реакций.

Основная проблема при описании s - процесса - источник нейтронов. Обычно в качестве источника нейтронов рассматривают две реакции - $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ и $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$. Для протекания первой реакции требуются условия, при которых происходит совместное горение водорода и гелия. В качестве механизма, создающего такие условия, рассматривается соприкосновение конвективной оболочки, в которой происходит горение гелия, с богатой водородом внешней оболочкой. Образование нейтронов происходит в следующей цепочке реакций:



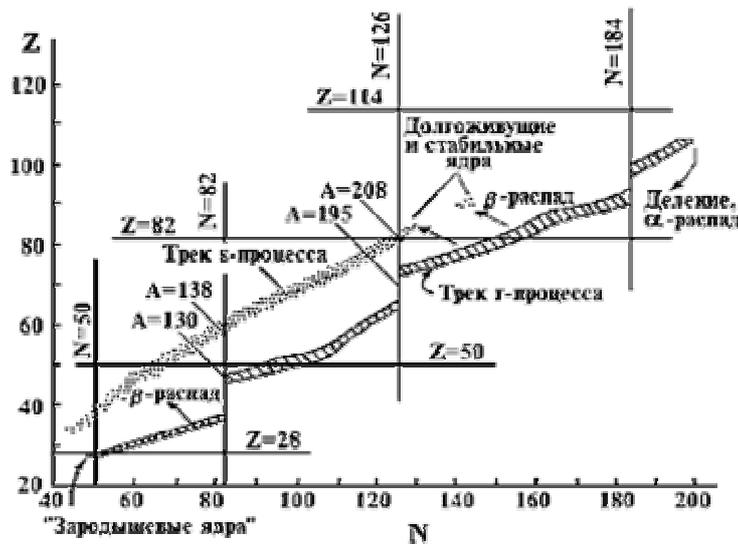
Реакция $^{13}\text{C} + \alpha \rightarrow ^{16}\text{O} + \text{n}$ эффективно происходит при температуре $>10^8$ К. Образование нейтронов в реакции $^{22}\text{Ne} + \alpha \rightarrow ^{25}\text{Mg} + \text{n}$ ($Q = -0.48$ МэВ) зависит от присутствия ^{14}N в зоне горения гелия (последовательный захват двух α -частиц и β^+ -распад образовавшегося ядра ^{22}Na превращает ядро ^{14}N в ^{22}Ne). Для этого необходимо, чтобы в первоначальном веществе звезды, в которой происходит горение гелия, уже присутствовал изотоп ^{14}N . Источником ядер ^{14}N является CNO-цикл. Дополнительным источником нейтронов с плотностью $10^9 - 10^{11}$ н/см 3 при $T \sim 10^8$ К могут быть фотоядерные (фотонейтронные) реакции:



Роль фотонейтронных реакций возрастает с увеличением температуры. Подходящие условия для образования ядер в s - процессе существуют в красных гигантах. За счет s-процесса можно объяснить образование всех элементов вплоть до $Z = 83$. Ядра с $Z = 84-89$ не имеют стабильных изотопов и являются радиоактивными. Поэтому в s-процессе преодолеть эту область Z невозможно. В то же время в природе существуют ядра с $Z = 90$ (торий) и $Z = 92$ (изотопы урана ^{235}U и ^{238}U). Для объяснения существования этих ядер необходимо предположить их образование в результате быстрого захвата нейтронов нестабильными ядрами в результате r - процесса.

r-процесс. В настоящее время общепризнано, что многие ядра тяжелее железа, включая все ядра тяжелее ^{209}Bi , образуются в r-процессе путем быстрого последовательного захвата большого количества нейтронов. Главное условие - скорость захвата нейтронов должна быть больше скорости β -распада. Основной механизм захвата нейтронов - реакция (n, γ) . Захват нейтронов происходит до тех пор, пока скорость реакции (n, γ) не станет меньше скорости распада изотопа. Образующееся ядро распадается затем в результате β^- -распада и вновь начинается последовательный захват нейтронов. Линия, вдоль которой происходит образование ядер в r-процессе, смещена от дорожки стабильности (трека s-процесса) в направлении нейтроно избыточных изотопов (**Рис. 8**).

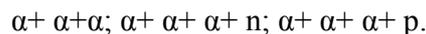
Один из аргументов в подтверждение r-процесса в звездах - наличие двойных максимумов, коррелирующих с магическими числами нейтронов $N = 50, 82$ и 126 . Максимумы при $A = 90, 138$ и 208 характеризуют ядра, образующиеся в s-процессе. Максимумы, расположенные при меньших значениях $A = 80, 130$ и 195 характеризуют ядра, образующиеся в r-процессе. r-Процесс прекращается, если уменьшаются требуемые концентрации нейтронов или если в последовательной цепочке ядер образуется ядро, распадающееся в результате α -распада или деления. Считается, что высокие концентрации нейтронов,



необходимые для r-процесса, образуются при вспышках сверхновых звезд.

Рис. 8. Треки, вдоль которых идет захват нейтронов в s- и r-процессах. r-Процесс рассчитан для следующих начальных условий: $T = 1.8 \cdot 10^9$ К и $\rho_n = 10^{28}$ нейтронов/см³. Точками отмечена полоса стабильности.

Центральная часть звезды содержит большое количество нейтронов и α -частиц, образующихся при фоторасщеплении железа $^{56}\text{Fe} \rightarrow 13\alpha + 4n$ на заключительной стадии эволюции. В центре звезды создаются условия для взрывного синтеза элементов. В связи с тем, что плотность вещества сравнима с плотностью ядерной материи, существенную роль будут играть многочастичные ядерные реакции слияния нескольких α -частиц и нуклонов типа:



При этом легко преодолевается область нестабильных ядер с $A = 5$ и 8 . В результате этих многочастичных реакций в условиях высокой плотности возникают ядра в районе железного пика, на которых и будет происходить r-процесс.

В условиях небольшой звезды, типа нашего Солнца, главную роль играют два цикла: водородный и углеродно-азотный. Водородный цикл состоит из четырёх реакций (Табл. 2).

Табл.2. Водородный цикл ядерных реакций на Солнце

Реакция	Выделяемая энергия, МэВ	Среднее время реакции
$p+p \rightarrow d+e^++\nu$	0,4	$1,4 \cdot 10^{10}$ лет
$e^++e^- \rightarrow 2\gamma$	1	10^{-19} с
$p+d \rightarrow {}^3\text{He}+\gamma$	5,5	5,7 с
${}^3\text{He}+{}^3\text{He} \rightarrow {}^4\text{He}+2p$	12,85	10^6 лет

Сначала два протона, соединяясь, образуют ядро дейтерия или, как его ещё называют, дейтон d. При этом образуется также позитрон e^+ и нейтрино ν . Нейтрино улетает прочь, унося с собой 0,257 МэВ энергии, а позитрон аннигилирует с ближайшим электроном, превращаясь в два гамма-кванта. При этом выделяется ещё 1 МэВ энергии. Гамма-квант поглощается окружающим веществом, так что эта энергия остаётся на Солнце. Образовавшийся в первой реакции дейтон d, соединяясь с протоном, образует ядро гелия ${}^3\text{He}$. При этом выделяется ещё 5,5 МэВ энергии. Наконец, два ядра ${}^3\text{He}$, образовавшихся на предыдущем этапе, соединяются в ядро ${}^4\text{He}$, при этом снова рождаются два протона и выделяется 12,85 МэВ энергии. Замкнутый цикл получается, если каждая из первых трёх реакций происходит дважды. Всего в таком замкнутом цикле выделяется 26,7 МэВ энергии, из них примерно 0,5 МэВ уходит с нейтрино.

В углеродно-азотном цикле ядро углерода ${}^{12}\text{C}$ служит как бы катализатором. Соединение четырёх протонов в ядро гелия происходит в результате цикла из шести реакций (Табл. 3).

Табл. 3. Углеродно-азотный цикл ядерных реакций на Солнце

Реакция	Выделяемая энергия, МэВ	Среднее время реакции
$p+{}^{12}\text{C} \rightarrow {}^{13}\text{N}+\gamma$	1,95	$1,3 \cdot 10^7$ лет
${}^{13}\text{N} \rightarrow {}^{13}\text{C}+e^++\nu$	1,57	7 мин
$p+{}^{13}\text{C} \rightarrow {}^{14}\text{N}+\gamma$	7,54	$2,7 \cdot 10^8$ лет
$p+{}^{14}\text{N} \rightarrow {}^{15}\text{O}+\gamma$	7,35	$363 \cdot 10^8$ лет
${}^{15}\text{O} \rightarrow {}^{15}\text{N}+e^++\nu$	1,73	82 с
$p+{}^{15}\text{N} \rightarrow {}^{12}\text{C}+{}^4\text{He}$	4,96	$1,1 \cdot 10^5$ лет

В результате этого цикла реакций снова получается ядро ${}^{12}\text{C}$, а из четырёх протонов образуется ${}^4\text{He}$. При этом выделяется 25,03 МэВ энергии и 1,7 МэВ уносится нейтрино. Обратим теперь внимание на третий столбец таблицы. Там приведено среднее время реакции, рассчитанное для условий в недрах Солнца - температуры около 15 миллионов градусов плотности водорода 10^5 кг/м³. Время $1,4 \cdot 10^{10}$ лет велико даже в космических масштабах. За время жизни Солнца в реакции образования дейтерия успела поучаствовать лишь малая часть имеющегося на Солнце водорода.

Как видно из приведённых таблиц, многие ядерные реакции, входящие в циклы, требуют больших времен (заведомо выше времени жизни Солнца). В результате выделение ядерной энергии на Солнце происходит довольно медленно - около 200 Вт в объёме $0,1 \text{ м}^3$ или 2000 Вт/м^3 . Почему же тогда Солнце такое горячее? Только благодаря своим грандиозным размерам.

Очевидно, что прямое воспроизведение солнечных условий и солнечного цикла реакций на Земле для использования в качестве источника смысла не имеет. Нужно создать такие условия или выбрать такие реакции, чтобы скорость была бы существенно выше.