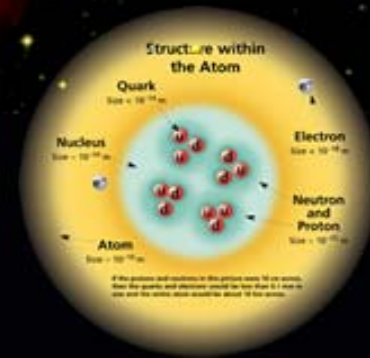


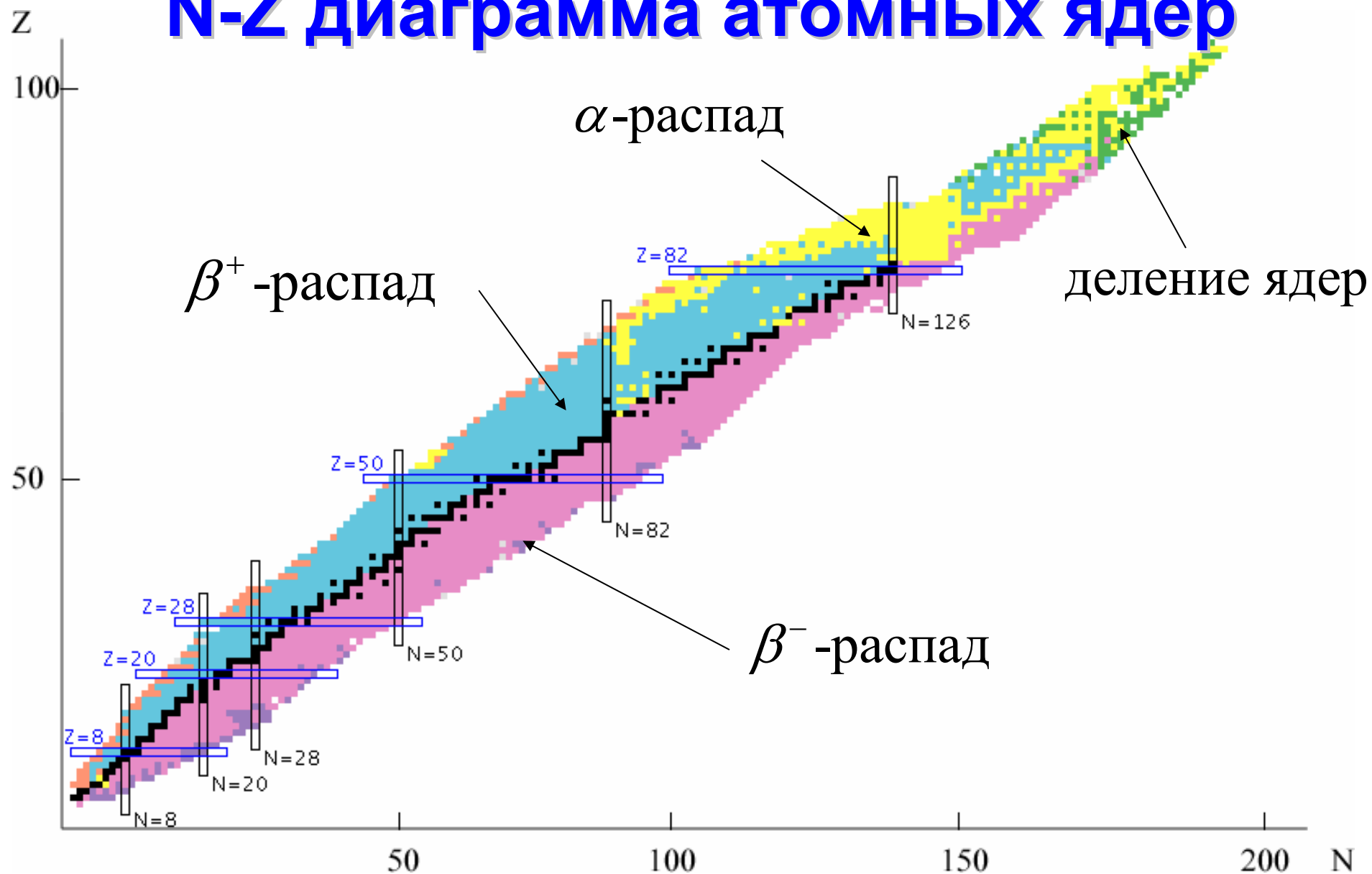


Микромир и Вселенная



Образование атомных ядер

N-Z диаграмма атомных ядер

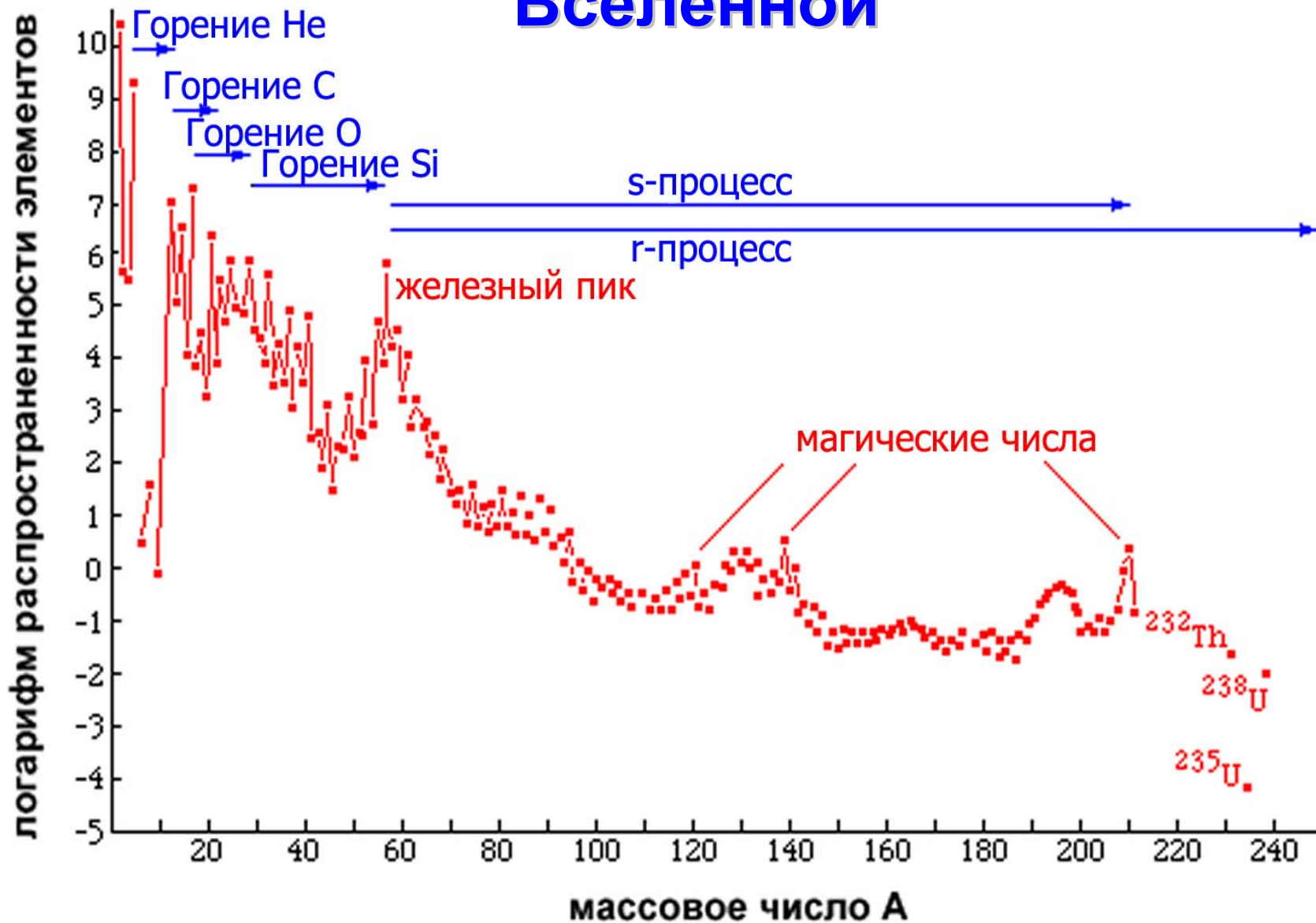


Известно ~300 стабильных ядер и ~3500 радиоактивных ядер.
Это только часть радиоактивных ядер. Всего их может быть ~7000.

Характеристики Вселенной

Возраст t_0	13,7 млрд. лет	
Радиус наблюдаемой части Вселенной (<i>горизонт видимости</i>) $R_0 = ct_0$	10^{28} см	
Полное количество вещества и энергии	10^{56} г	
Средняя плотность вещества и энергии	10^{-29} г/см ³	
Полное барионное число (число нуклонов)	10^{78}	
Доля антивещества	$< 10^{-4}$	
Постоянная Хаббла H	71±4 км/с·Мпк	
Температура реликтового (фонового) излучения	2.73 К	
Плотность реликтовых фотонов	411 см ⁻³	
Энергетическая плотность реликтовых фотонов	0.26 эВ/см ³ = 4.6·10 ⁻³⁴ г/см ³	
Отношение числа реликтовых фотонов к числу барионов n_γ/n_b	(10 ⁹ –10 ¹⁰):1	
Распространённость ядер:	по числу	по массе
<i>водород</i>	91%	70.7%
<i>гелий</i>	8.9%	27.4%
<i>остальные ядра</i>	<0.2%	1.9%

Распространенность нуклидов во Вселенной



Распространенность Si принята равной 10^6 .

Первые мгновения Вселенной

$t = 0$

Большой взрыв.
Рождение Вселенной

$$\rho(\text{г/см}^3) = \frac{5 \cdot 10^5}{t^2(\text{с})}, \quad T(\text{К}) = \frac{10^{10}}{\sqrt{t(\text{с})}}$$

$t = 10^{-43}$ с

Эра квантовой гравитации. Струны

$$\rho = 10^{90} \text{ г/см}^3, \quad T = 10^{32} \text{ К}$$

$t = 10^{-35}$ с

Кварк-глюонная среда

$$\rho = 10^{75} \text{ г/см}^3, \quad T = 10^{28} \text{ К}$$

$t = 1$ мкс

Кварки объединяются в нейтроны и протоны

$$\rho = 10^{17} \text{ г/см}^3, \quad T = 6 \cdot 10^{12} \text{ К}$$

Дозвездный нуклеосинтез

Протоны и нейтроны ранней Вселенной явились тем материалом, из которого в дальнейшем возникли атомные ядра различных химических элементов.

$T > 10^{10}$ К:



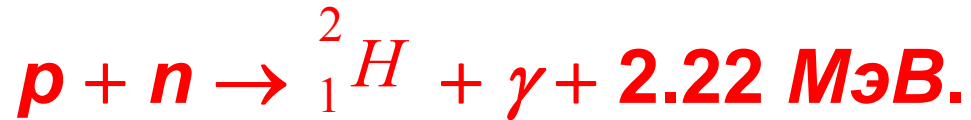
$$W = Ae^{-E/kT}$$

В условиях термодинамического равновесия соотношение между числом нейтронов и протонов будет определяться температурой среды T , разностью масс нейтрона и протона $m_n - m_p$:

$$\frac{N_n}{N_p} = \frac{e^{-E_n/kT}}{e^{-E_p/kT}} = e^{-(m_n - m_p)c^2/kT} = \frac{1}{6}$$

Образование дейтерия. $T = 10^9$ К

Стартовой реакцией дозвездного нуклеосинтеза является реакция образования дейтерия

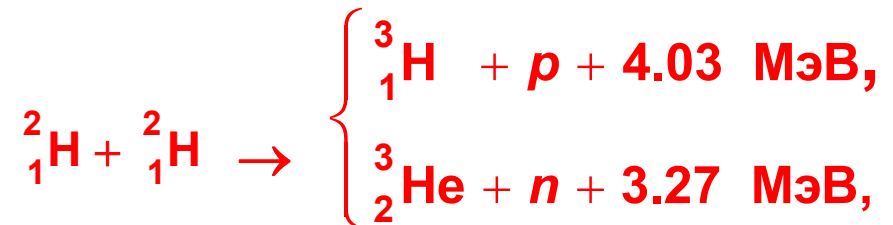
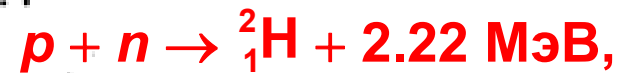
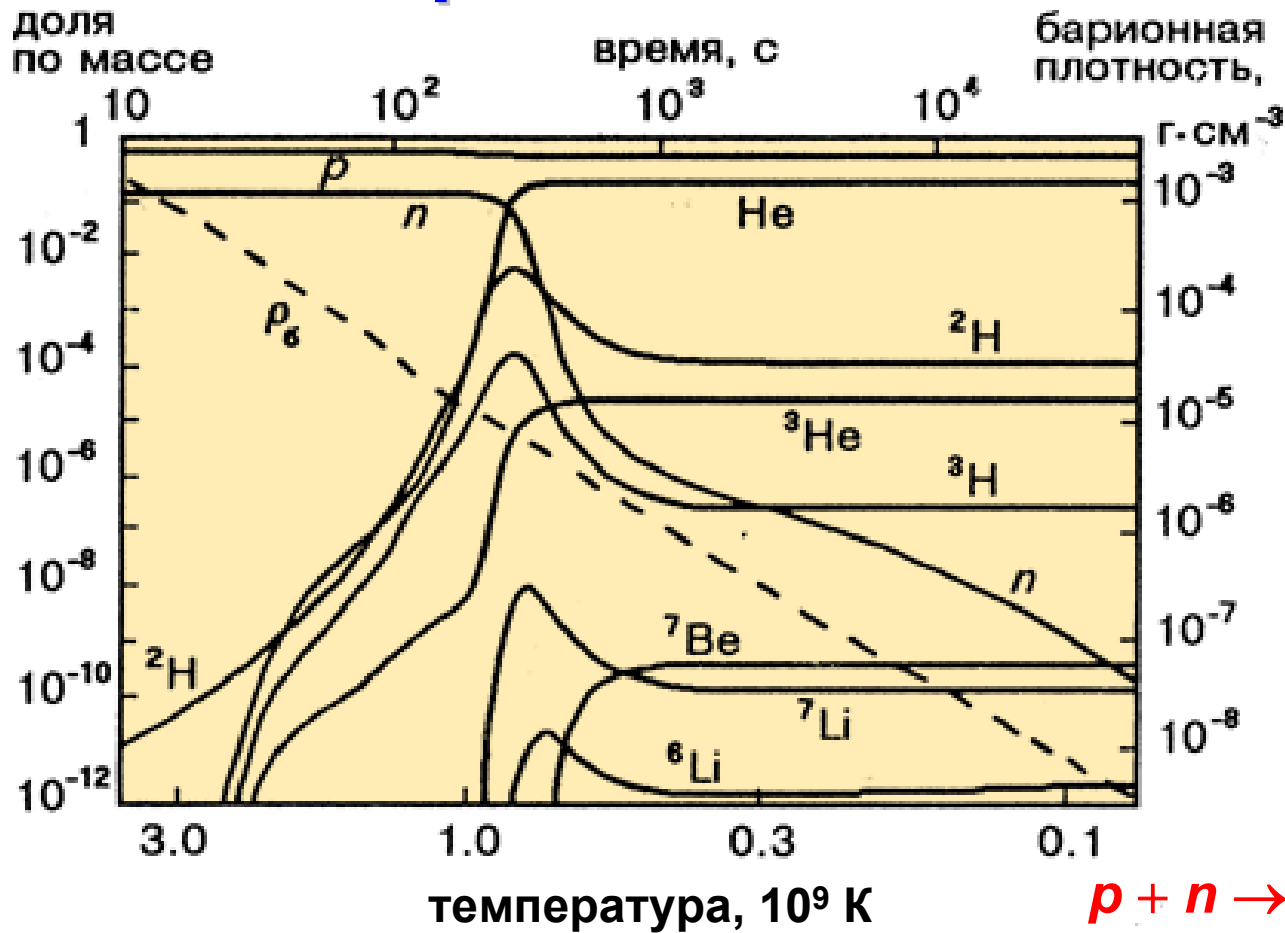


Накоплению дейтерия за счёт этой реакции на первых порах препятствует интенсивное разрушение дейтерия фотонами в обратном процессе фотодиссоциации. Отношение числа фотонов n_γ к числу барионов n_b :

$$n_\gamma / n_b \approx 10^9 \div 10^{10}.$$

Поэтому начало синтеза дейтерия и всей цепочки первичного нуклеосинтеза задерживается примерно до 100-й секунды после Большого Взрыва, когда средняя кинетическая энергия частиц уменьшается до 0.1 МэВ. Вселенная к этому времени остывает до 10^9 К.

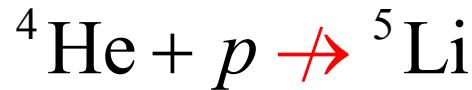
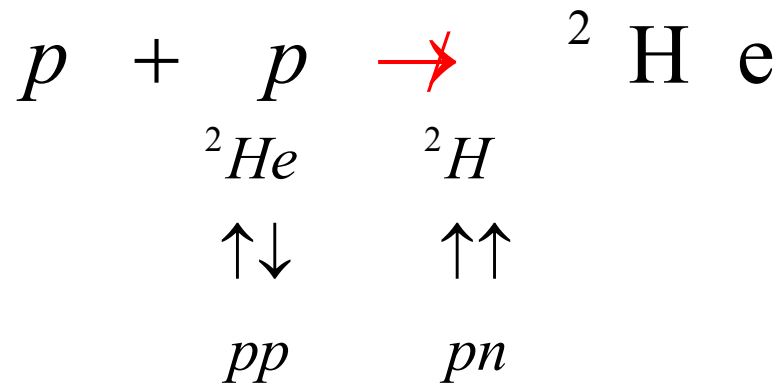
Образование легчайших ядер



Первичный нуклеосинтез

Модель Гамова

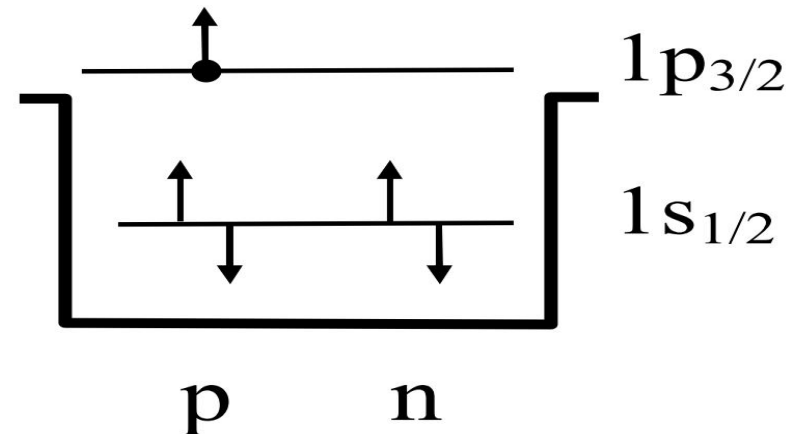
Все химические элементы образуются в момент Большого взрыва.



$$T_{1/2}({}^8\text{Be}) = 0,7 \cdot 10^{-16} \text{ c}$$



Г. ГАМОВ
(1904-1968)



Образование нейтральных атомов

$t = 100$ с

Образование дозвездного ${}^4\text{He}$

$$\rho = 50 \text{ г/см}^3, T = 10^9 \text{ К}$$

$t = 380$ тыс. лет

Образование нейтральных атомов

$$\rho = 0,5 \cdot 10^{-20} \text{ г/см}^3, T = 3 \cdot 10^3 \text{ К}$$

Протозвезда. Горение дейтерия. $T = 10^6$ К

Когда масса вещества протозвезды в результате аккреции достигает 0.1 массы Солнца, температура в центре протозвезды возрастает до 1 млн. К, в жизни протозвезды начинается новый этап – **реакции термоядерного синтеза**. Однако эти термоядерные реакции отличаются от реакций, протекающих в звёздах, находящихся в стационарном состоянии, типа Солнца. Протекающая на Солнце реакция синтеза



требует более высокой температуры (≈ 10 млн. К). Температура же в центре протозвезды составляет всего 1 млн. К. При такой температуре эффективно протекает реакция слияния ядра дейтерия



Дейтерий, как и ${}^4\text{He}$, образуется на дозвёздной стадии эволюции Вселенной и его содержание в протозвезде 10^{-4} - 10^{-5} от содержания протонов. Однако этого количества дейтерия достаточно для появления в центре протозвезды эффективного источника энергии.

Эволюция Вселенной

$$t = 0$$

Большой взрыв. Рождение Вселенной

$$\rho(\text{г/см}^3) = \frac{5 \cdot 10^5}{t^2(\text{с})}, T(\text{К}) = \frac{10^{10}}{\sqrt{t(\text{с})}}$$

$$t = 10^{-43} \text{ с}$$

Эра квантовой гравитации. Струны

$$\rho = 10^{90} \text{ г/см}^3, T = 10^{32} \text{ К}$$

$$t = 10^{-36} \text{ с}$$

Кварк-глюонная среда

$$\rho = 10^{75} \text{ г/см}^3, T = 10^{28} \text{ К}$$

$$t = 10^{-6} \text{ с}$$

Кварки объединяются в нейтроны и протоны

$$\rho = 10^{17} \text{ г/см}^3, T = 6 \cdot 10^{12} \text{ К}$$

$$t = 100 \text{ с}$$

Образование дозвездного ^4He

$$\rho = 50 \text{ г/см}^3, T = 10^9 \text{ К}$$

$$t = 380 \text{ тыс. лет}$$

Образование нейтральных атомов

$$\rho = 0,5 \cdot 10^{-20} \text{ г/см}^3, T = 3 \cdot 10^3 \text{ К}$$

$$t = 10^8 \text{ лет}$$

Горение водорода в звездах

$$\rho = 10^2 \text{ г/см}^3, T = 2 \cdot 10^6 \text{ К}$$

Горение гелия в звездах

$$\rho = 10^3 \text{ г/см}^3, T = 2 \cdot 10^8 \text{ К}$$

Горение углерода в звездах

$$\rho = 10^5 \text{ г/см}^3, T = 8 \cdot 10^8 \text{ К}$$

Горение кислорода в звездах

$$\rho = 10^5 \div 10^6 \text{ г/см}^3, T = 2 \cdot 10^9 \text{ К}$$

Горение кремния в звездах

$$\rho = 10^6 \text{ г/см}^3, T = (3 \div 5) \cdot 10^9 \text{ К}$$

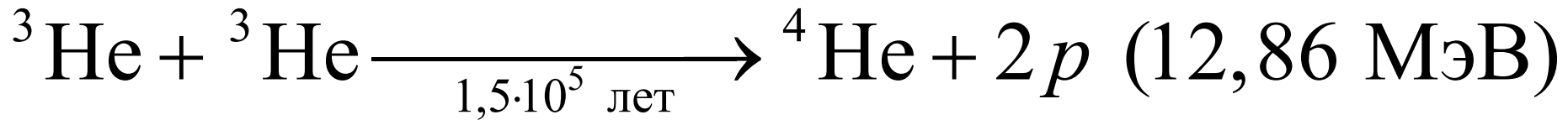
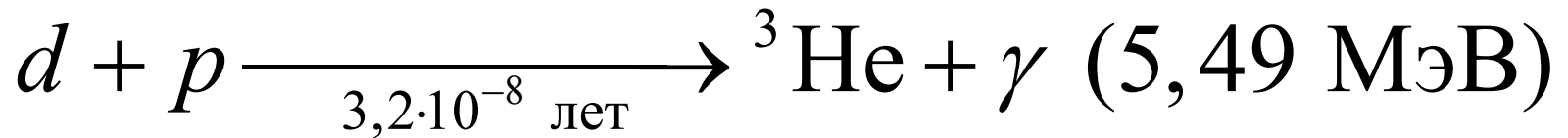
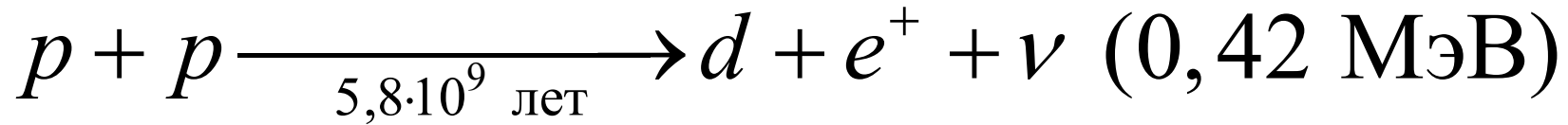
$$t = 13,7 \text{ млрд. лет}$$

Современная Вселенная

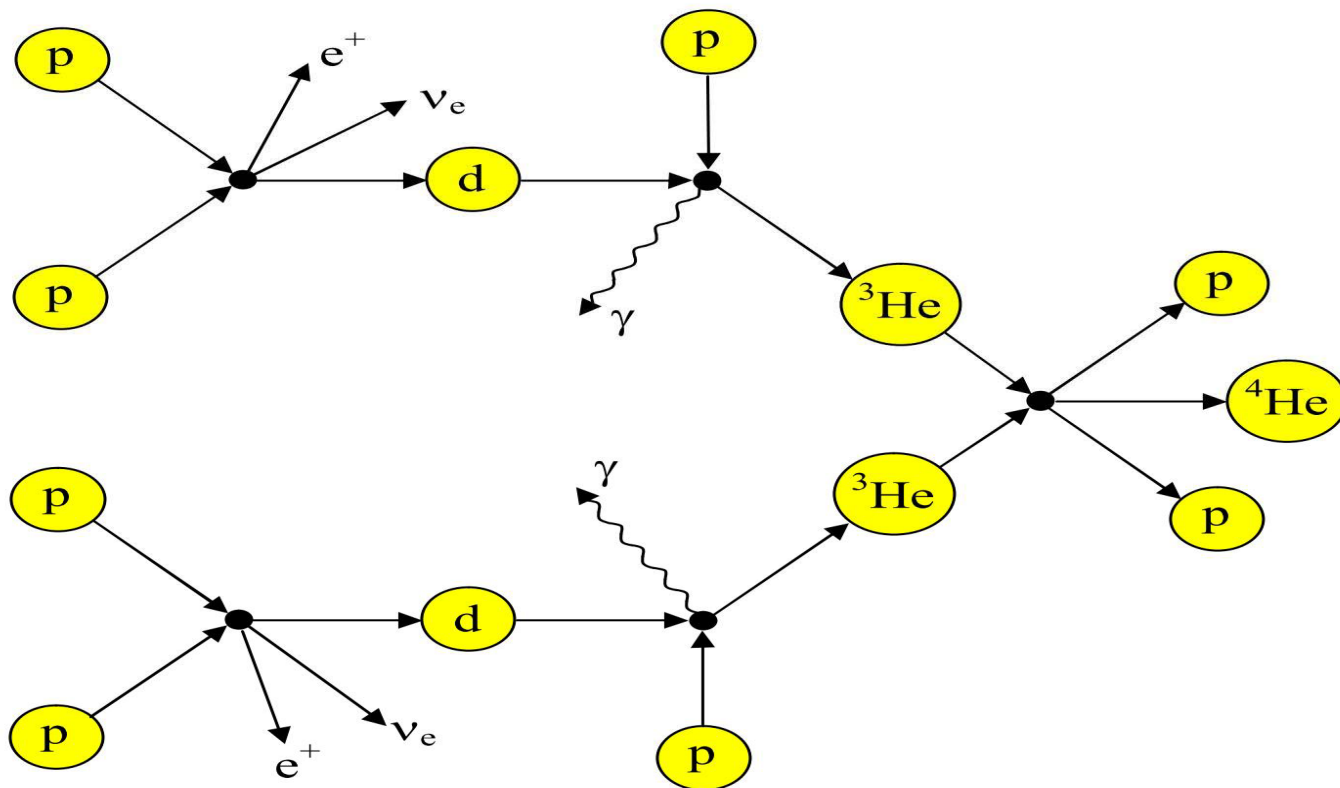
$$\rho = 10^{-30} \text{ г/см}^3, T = 2,73 \text{ К}$$

ПЕРВЫЕ ЗВЕЗДЫ

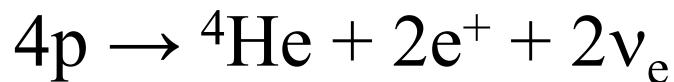
Образование ${}^4\text{He}$



Образование ${}^4\text{He}$



$$\rho = 10^2 \text{ г/см}^2 \quad T = 2 \cdot 10^6 \text{ К}$$

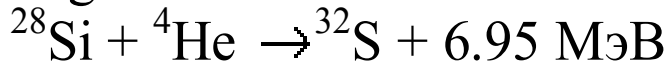
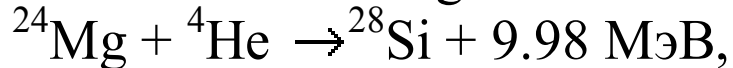
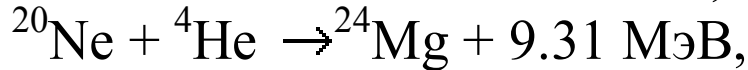
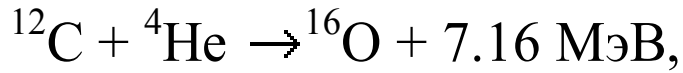
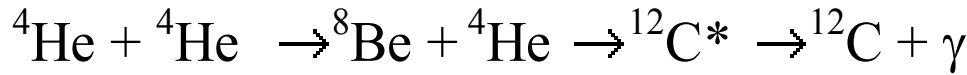
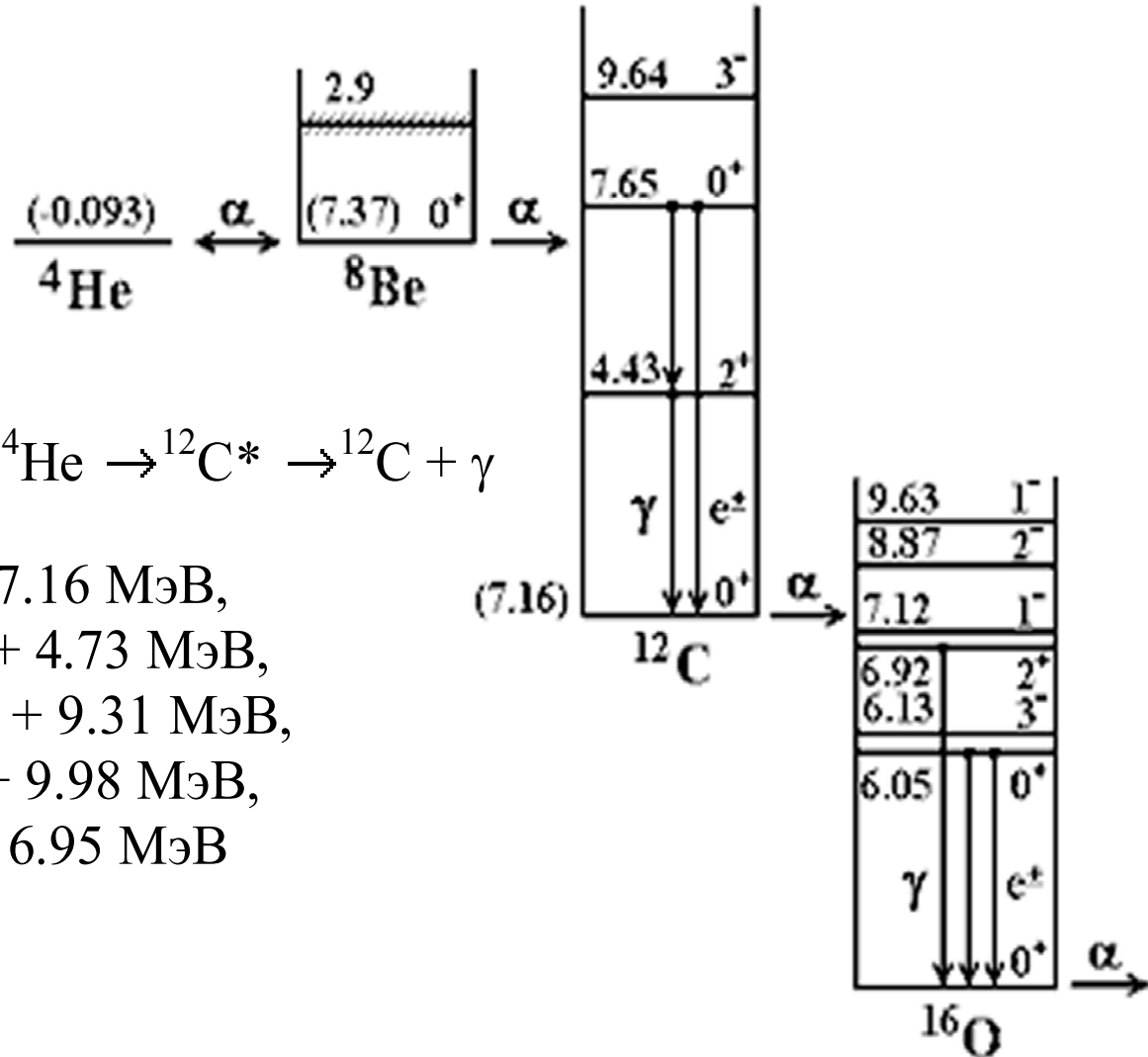
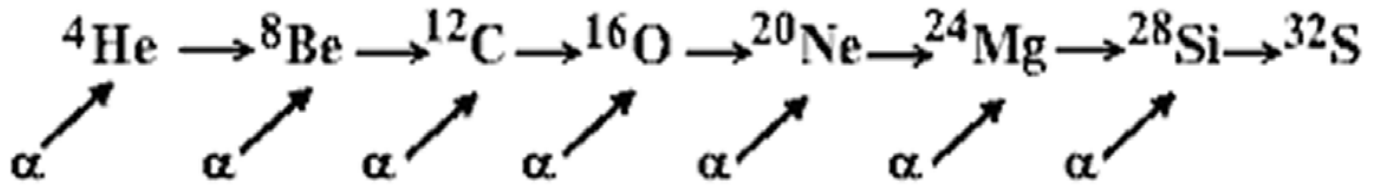


$$E \approx 25 \text{ МэВ} \quad W_{\odot} \approx 4 \cdot 10^{26} \text{ Вт}$$

$$\Delta E = \Delta M c^2 \approx 4,4 \cdot 10^{12} \text{ г/сек} = 4,4 \text{ млн тонн/сек}$$

$T > 10^8 \text{ K}$

α-процесс в звездах



Горение углерода, кислорода, кремния

$$T = 10^9 - 10^{10} \text{ К}$$

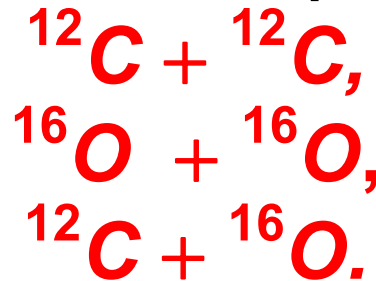
$$\rho = 10^5 - 10^7 \text{ г/см}^3$$



Если звезда массивная ($> 10M_{\odot}$), то в результате термоядерного горения в ней последовательно образуются всё более тяжелые ядра в результате последовательного захвата ядер гелия с образованием α -частичных ядер



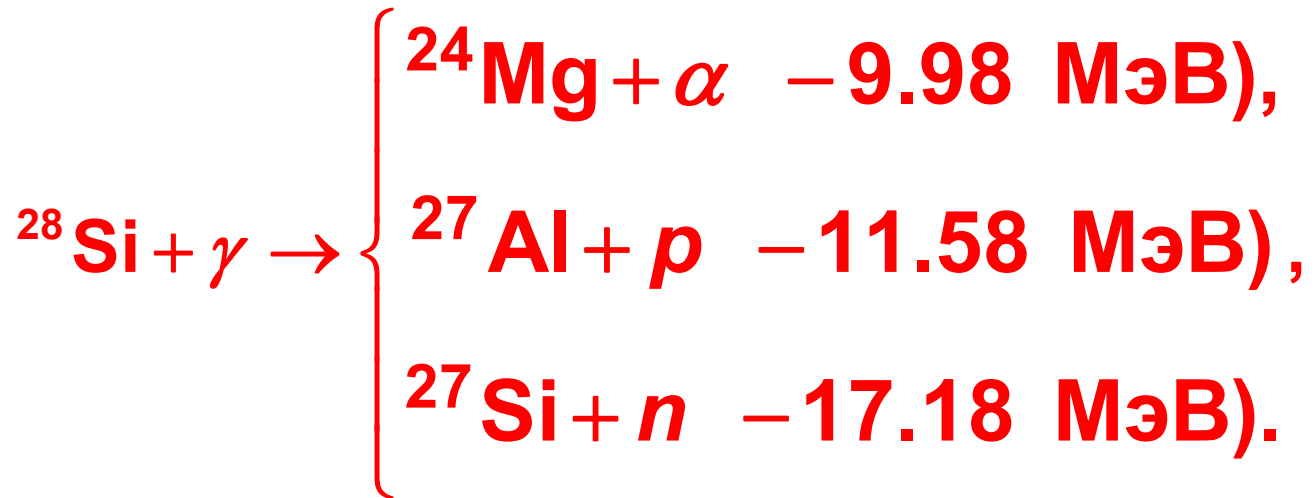
и реакции слияния углерода и кислорода



Фотоядерные реакции в звездах $T > 10^9$ К

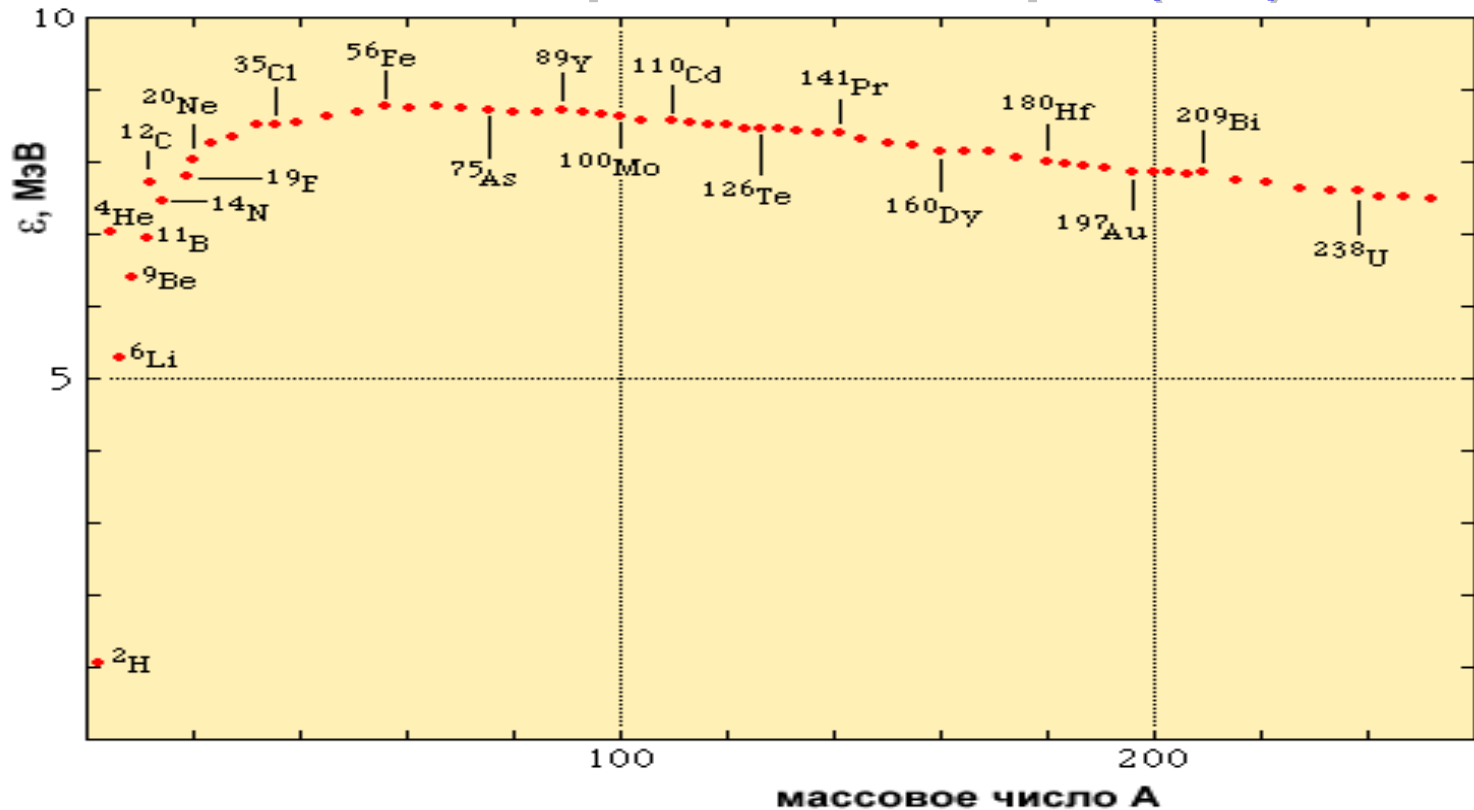
$T \sim 10^9$ К. Существенную роль начинают играть электромагнитные процессы – реакции под действием γ -квантов и электронов. Наряду с ростом энергии фотонов с увеличением температуры ($E_\gamma \sim T$) растёт их число ($N_\gamma \sim T^4$).

Реакции фоторасщепления кремния:



В результате появляется большое количество n , p и α -частиц и их роль в горении кремния увеличивается. ${}^{28}\text{Si}$ и образующиеся продукты с большим Z , облучаясь в потоках n , p , α и γ , в термодинамическом равновесии формируют большинство элементов в районе железного максимума.

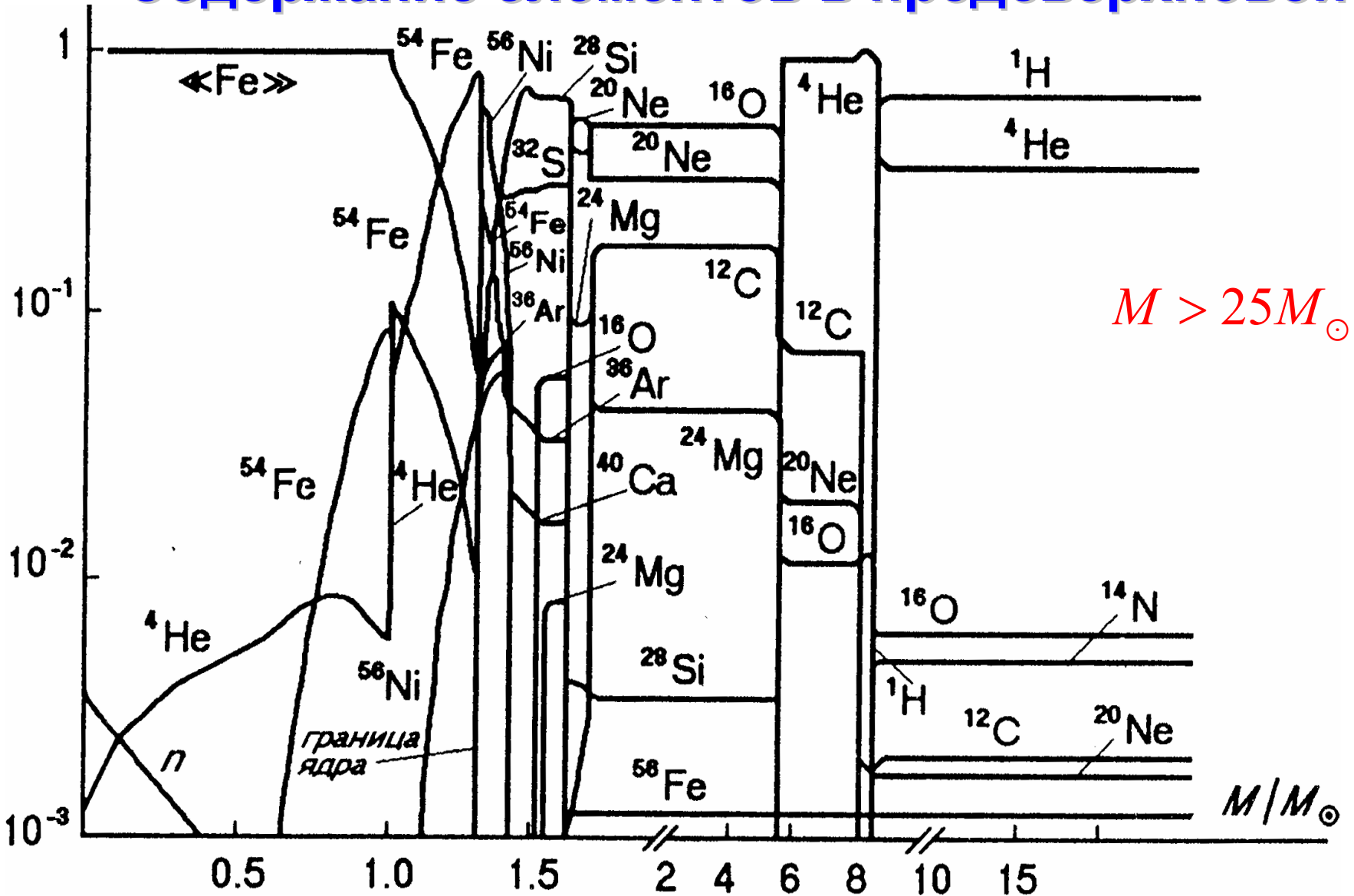
Удельная энергия связи ядра $\epsilon(A,Z)$



Ядерные реакции синтеза в звёздах различной массы

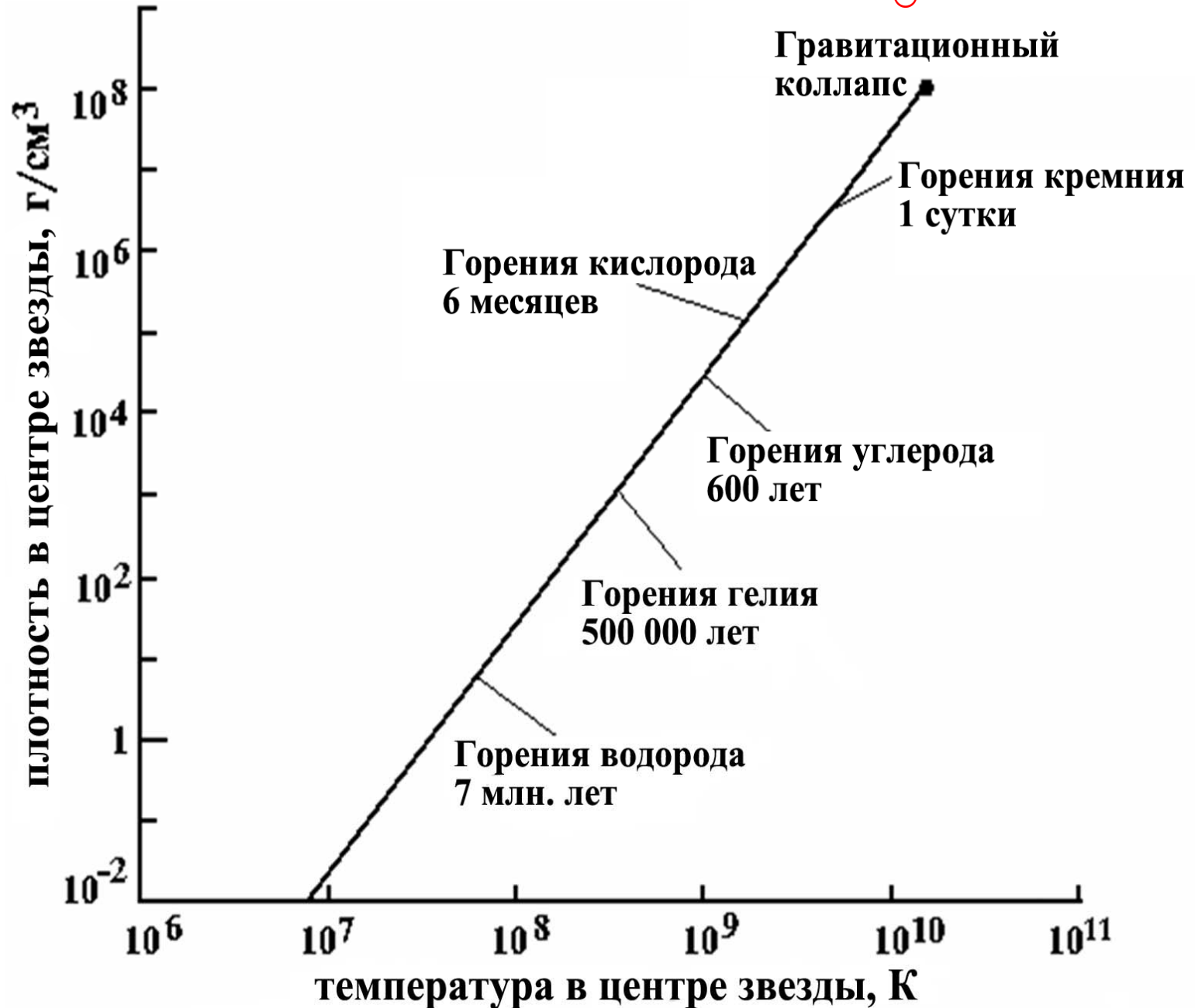
Масса, M_{\odot}	Возможные ядерные реакции
0.08	Нет
0.3	Горение водорода
0.7	Горение водорода и гелия
5.0	Горение водорода, гелия, углерода
25.0	Все реакции синтеза с выделением энергии

Содержание элементов в предсверхновой



Распределение элементов соответствует стадии предсверхновой, когда с фоторасщепления железа под действием γ -квантов начинается охлаждение и сжатие центральной части звезды с последующим взрывом сверхновой.

Эволюция массивной звезды $M > 25M_{\odot}$



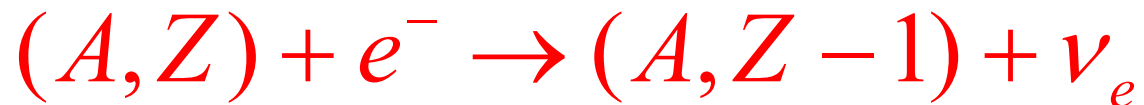
Фоторасщепление железа

При температуре $5 \cdot 10^9$ К существенную роль начинают играть реакции фоторасщепления железа на нейтроны, протоны и ядра гелия. Эти реакции протекают с поглощением энергии. Начинается охлаждение центральной части звезды.



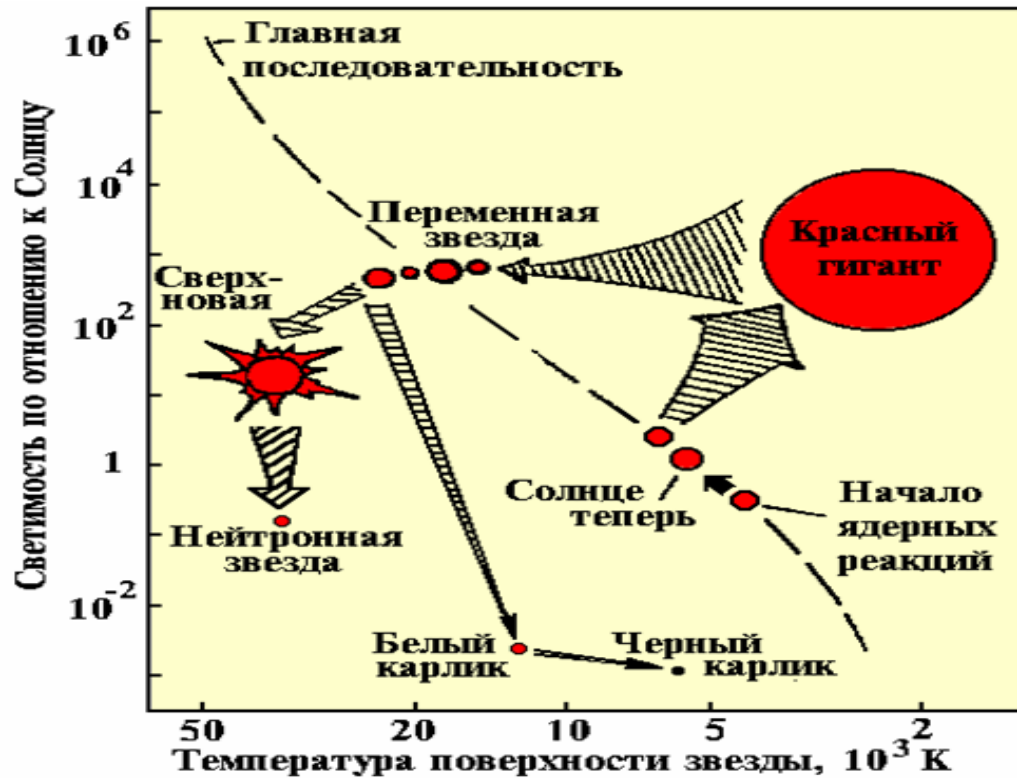
Нейтронизация вещества

Наряду с процессом фоторасщепления железа существенную роль начинают играть процессы, происходящие в результате слабого взаимодействия, которые также приводят к охлаждению центральной части звезды. Энергию из центральной части звезды уносят **нейтрино**:



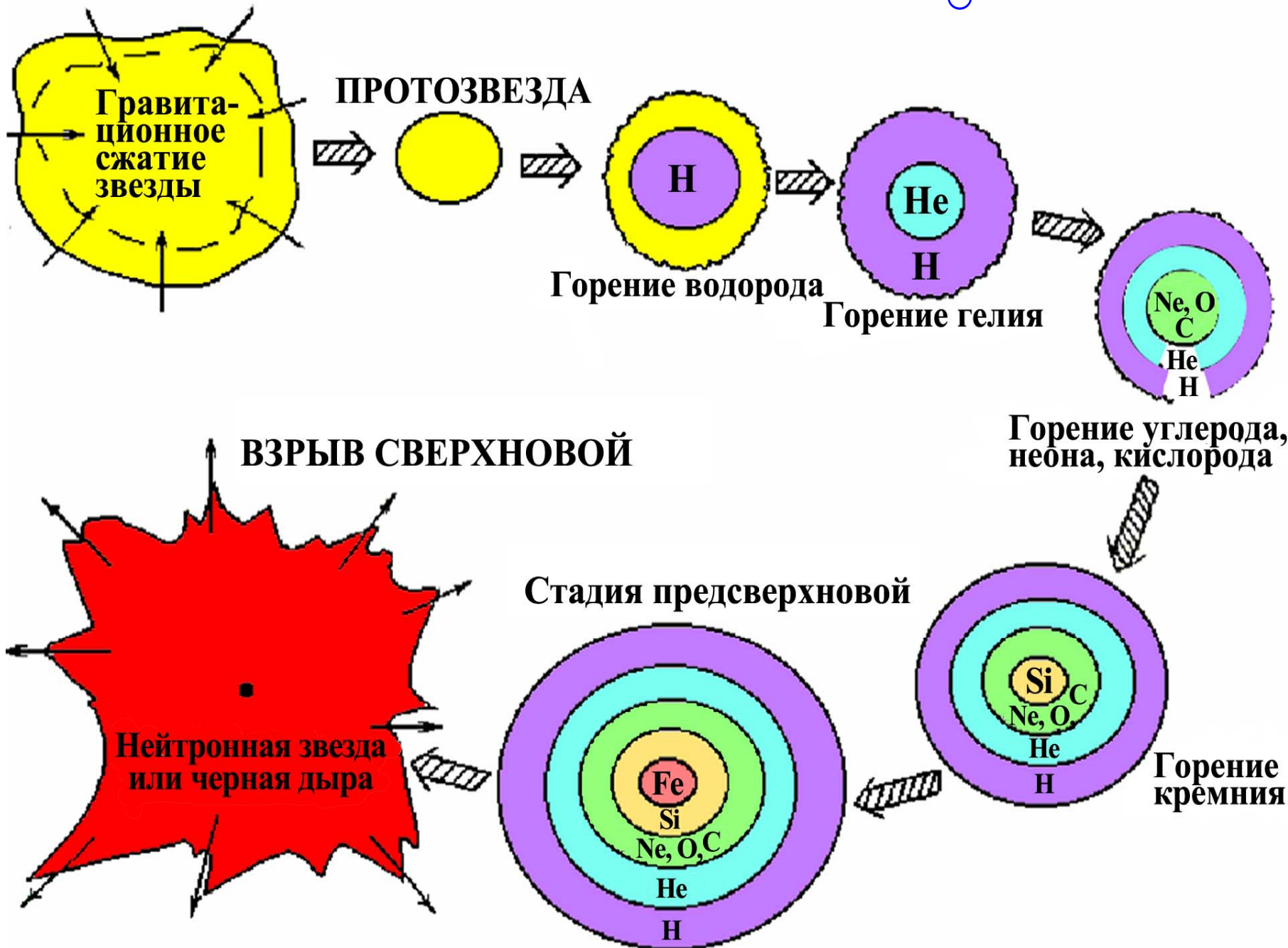
Происходит обогащение элементов центральной части звезды нейтронами. Этот процесс называется нейтронизацией вещества.

Диаграмма Герцшпрунга-Рассела



M / M_{\odot}	Время достижения главной последовательности, лет	Время жизни на главной последовательности, лет
15	$6,2 \cdot 10^4$	$1,0 \cdot 10^7$
9	$1,5 \cdot 10^5$	$2,2 \cdot 10^7$
5	$5,8 \cdot 10^5$	$6,8 \cdot 10^7$
3	$2,5 \cdot 10^6$	$2,3 \cdot 10^8$
1,5	$1,8 \cdot 10^7$	$1,7 \cdot 10^9$
1,0	$5,0 \cdot 10^7$	$8,2 \cdot 10^9$
0,5	$1,5 \cdot 10^8$	$5,0 \cdot 10^{10}$

Эволюция массивной звезды $M > 25M_{\odot}$

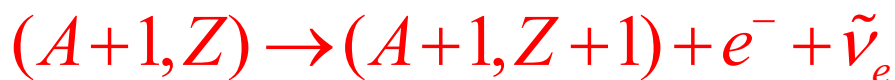
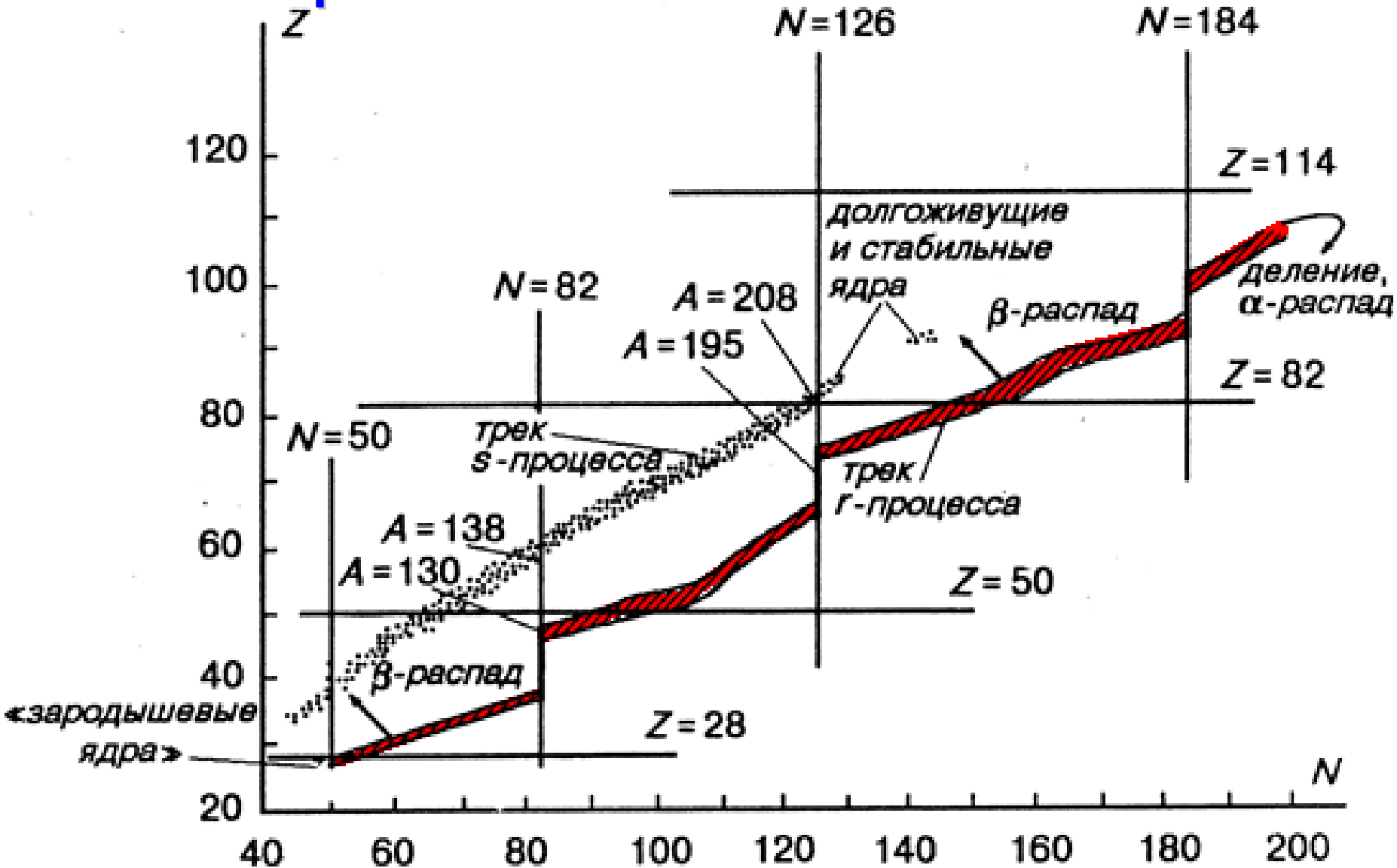


Сверхновая



Инфракрасный снимок остатка вспышки сверхновой в созвездие Кассиопея, которая произошла приблизительно 50 лет назад. Это самый молодой остаток от взрыва Сверхновой, известный в нашей галактике.

Образование тяжелых элементов



Нейтроны для s - процесса

Подходящие условия для образования ядер в s-процессе существуют в красных гигантах. Источником нейтронов для s-процесса являются реакции



Для первой реакции требуются условия, при которых происходит совместное горение водорода и гелия. В качестве механизма, создающего такие условия, рассматривается соприкосновение конвективной оболочки звезды, в которой происходит горение гелия, с богатой водородом внешней оболочкой. Образование нейтронов происходит в следующей цепочке реакций:



Реакция $^{13}\text{C} + \alpha \rightarrow ^{16}\text{O} + n$ эффективно происходит при $T > 10^8$ К.

Образование нейтронов в реакции $^{22}\text{Ne} + \alpha \rightarrow ^{25}\text{Mg} + n$ ($Q = -0.48$ МэВ) зависит от наличия ^{14}N в зоне горения гелия. Источником ядер ^{14}N является CNO-цикл.



Ещё одним источником нейтронов с необходимой плотностью при $T \approx 10^8$ К могут быть фотонейтронные реакции:



Роль фотонейтронных реакций растет с увеличением температуры.

r - процесс

Если плотности нейтронов ρ_n достигают значений 10^{19} - 10^{20} см⁻³, то время жизни ядра до захвата нейтрона $\tau_{n\gamma}$ снижается до $\approx 10^{-3}$ с

$$1 / \tau_{n\gamma} = \rho_n \cdot v_n \cdot \sigma_{n\gamma}.$$

Выполняется условие

$$\tau_{n\gamma} \ll \tau_{\beta}.$$

Скорость захвата ядром нейтрона во много раз превышает скорость его β -распада. Захват нейтронов происходит до тех пор, пока скорость реакции (n, γ) не станет меньше скорости β -распада изотопа. При этом ядро успевает захватить 10-20 нейтронов прежде чем испытает β -распад. Такой процесс называют **быстрым** или **r-процессом** (от англ. *rapid*).

Необходимые для r-процесса плотности нейтронов возникают при взрывах Сверхновых. Расходящаяся ударная волна примерно за 0.5 с создаёт в оболочке горения гелия условия для интенсивного протекания реакции генерации нейтронов $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ и тем самым запускает r-процесс. Этот механизм образования элементов называют **взрывным нуклеосинтезом**. r-процесс может протекать и в насыщенных нейтронами ядрах Сверхновых. В этом случае вынос образованных элементов в поверхностные слои звезды, осуществляется за счёт разогретых нейтрино участков звезды.

Конечные этапы эволюции звезд

Белый карлик

$$R = 5 \cdot 10^3 \text{ км}$$

$$M < 1,4M_{\odot}$$

$$\rho \sim 5 \text{ т/см}^3$$

Нейтронная звезда

$$R = 10 \text{ км}$$

$$1,4M_{\odot} < M < 3M_{\odot}$$

$$\rho = 10^9 \text{ т/см}^3$$

Черная дыра

$$R \approx 30 \text{ км}$$

$$M > 3M_{\odot}$$

Предел Чандрасекара

$$R_q = \frac{2GM}{c^2} \approx 3 \frac{M_{\text{к}}}{M_{\odot}}$$

$$\rho_{\text{кр}} = 2 \cdot 10^{16} \left(\frac{M_{\odot}}{M} \right)^2 \text{ т/см}^3$$

R — радиус звезды,

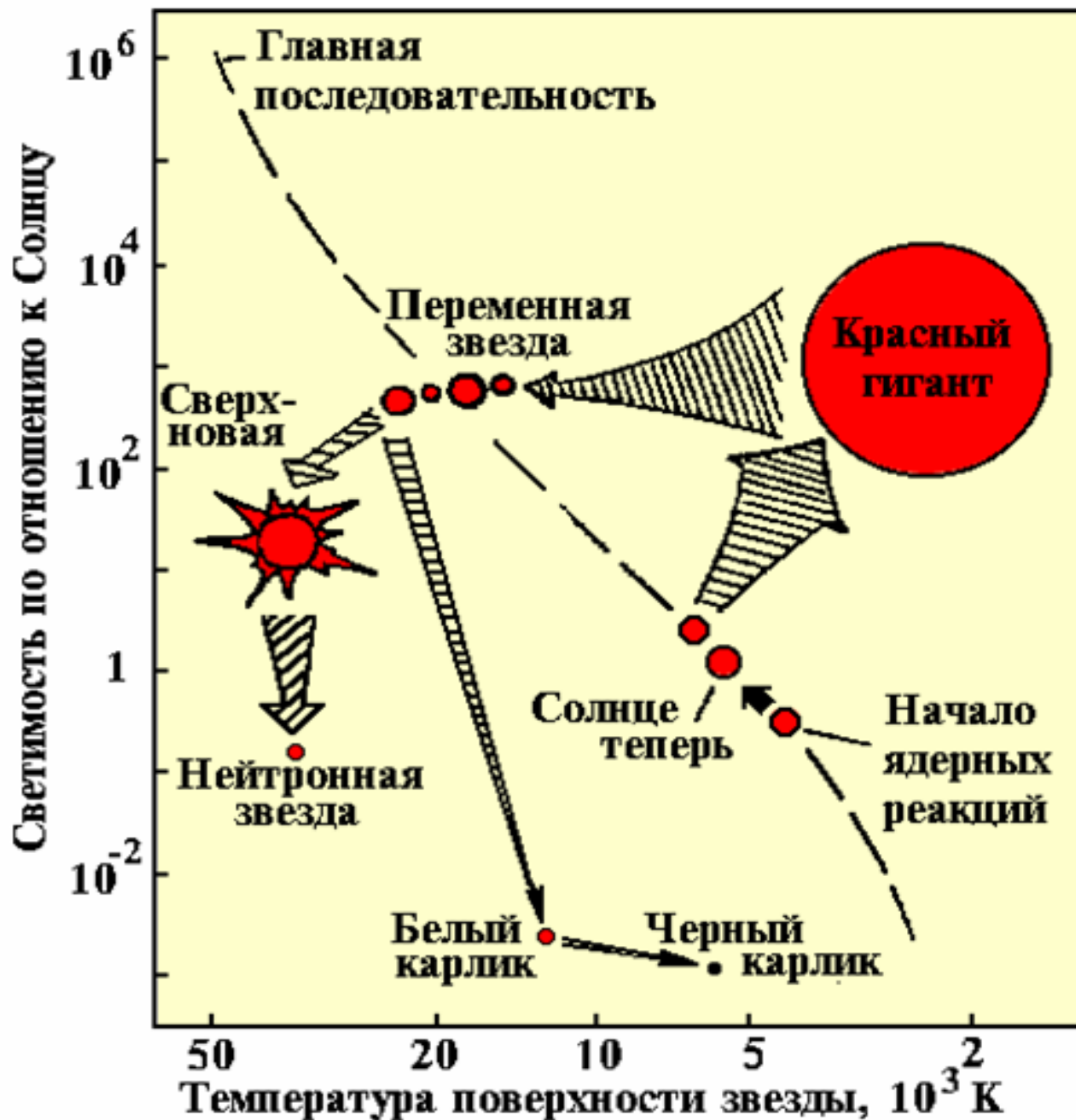
M — масса звезды,

ρ — плотность материи,

R_q — горизонт событий черной дыры,

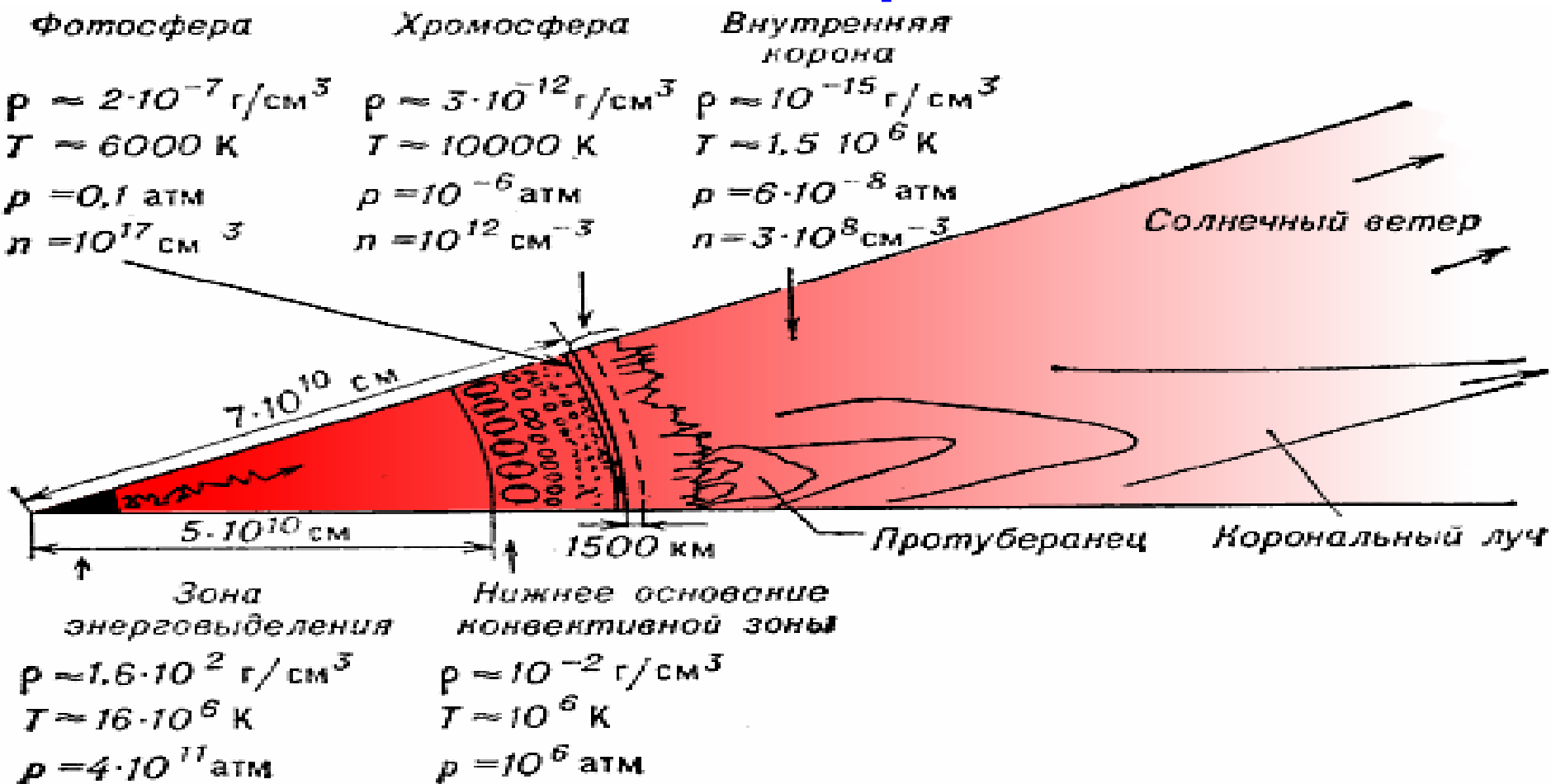
$\rho_{\text{кр}}$ — критическая плотность черной дыры.

Диаграмма Герцшпрунга-Рассела



Почему светит Солнце?

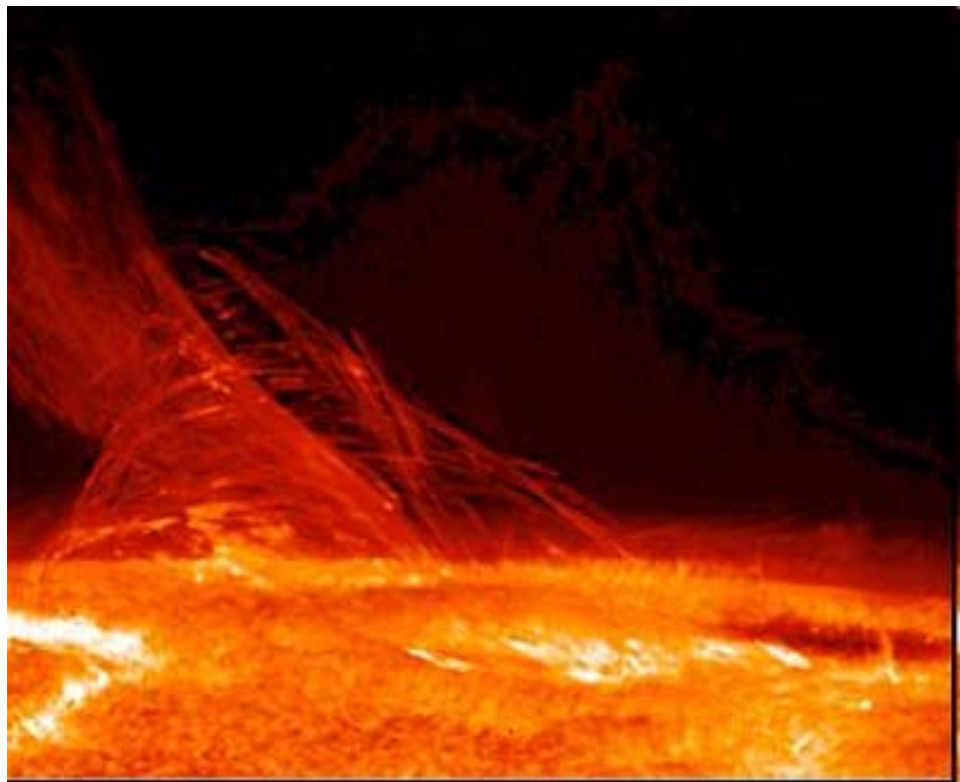
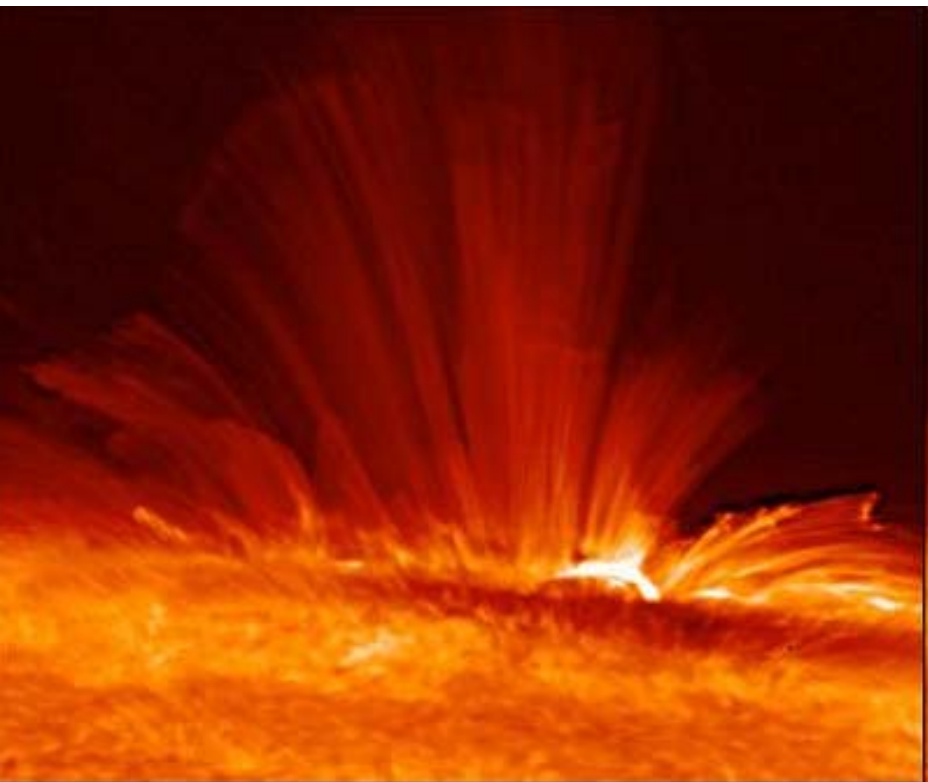
Солнце



Физические характеристики различных слоёв Солнца.

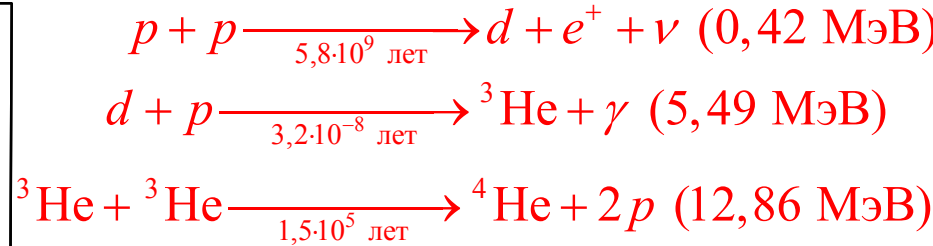
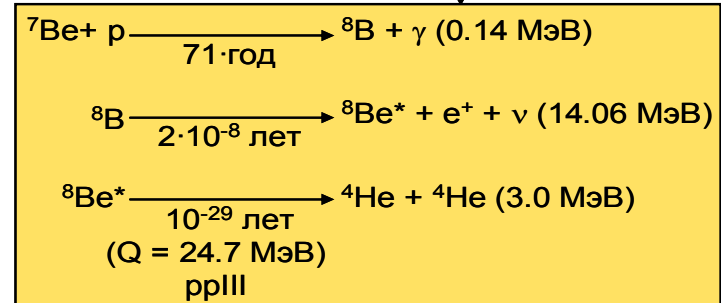
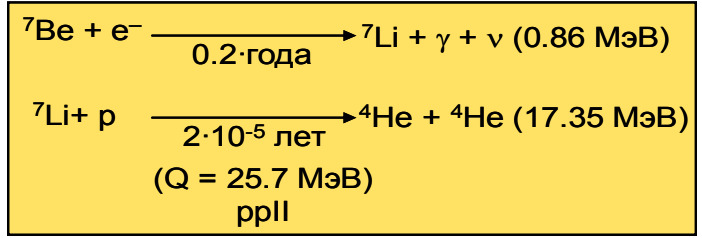
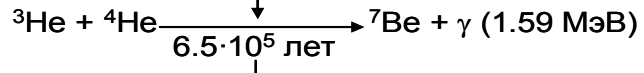
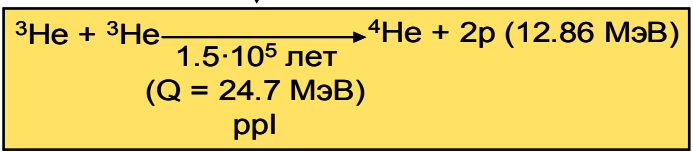
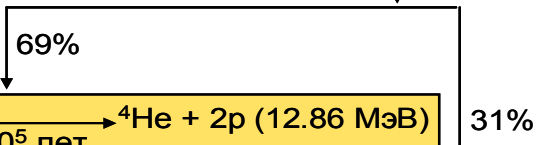
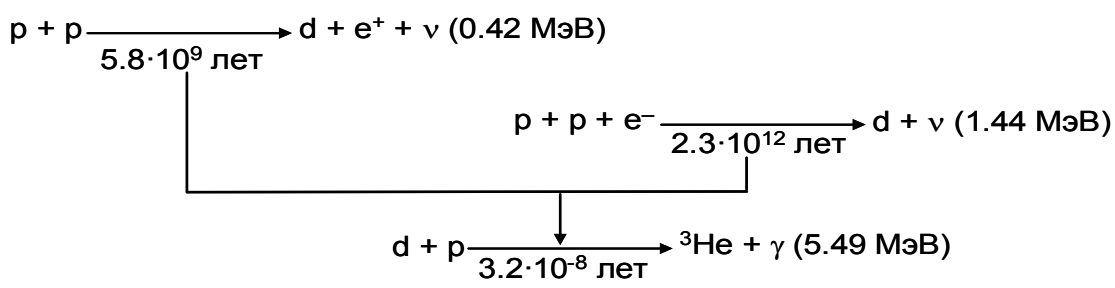
Из центральной области Солнца электромагнитное излучение из-за многократного перерассеяния доходит до поверхности за время ~1 млн. лет.

Солнечный ветер

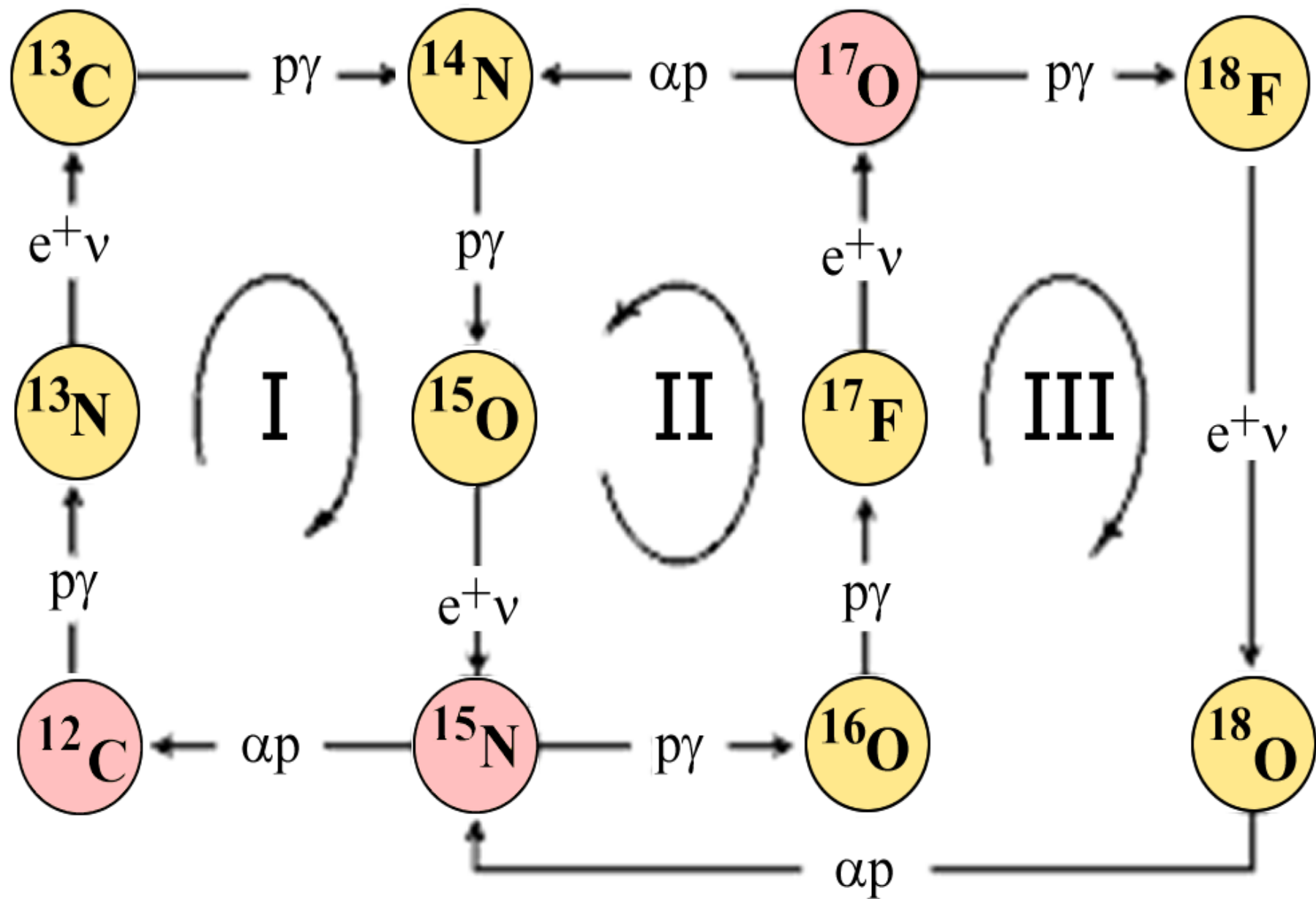


Горение водорода

$$T = 10^6 - 10^7 \text{ K}$$

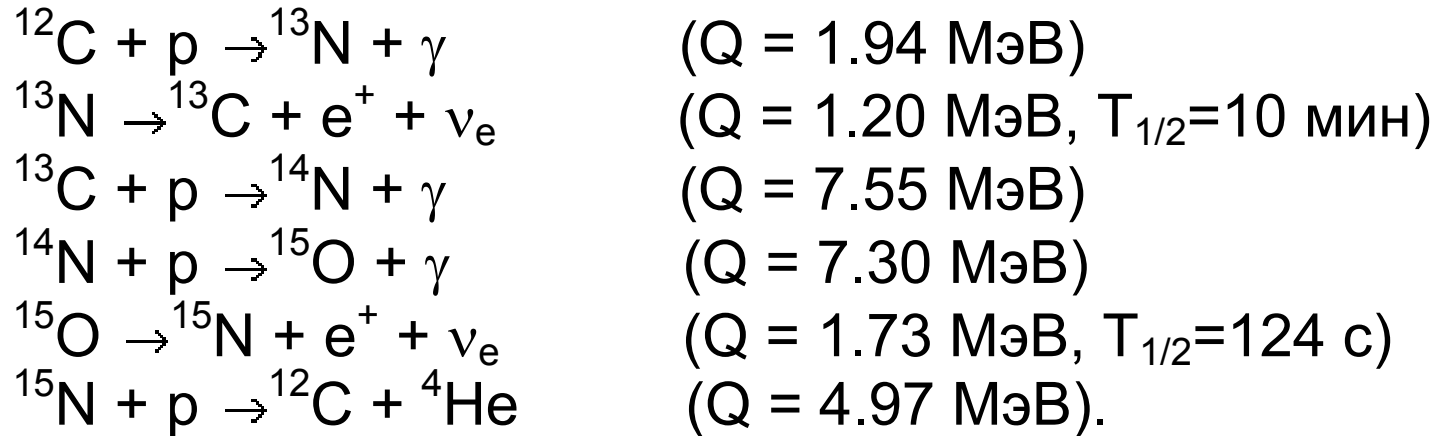


СНО - цикл $T > 10^7$ К

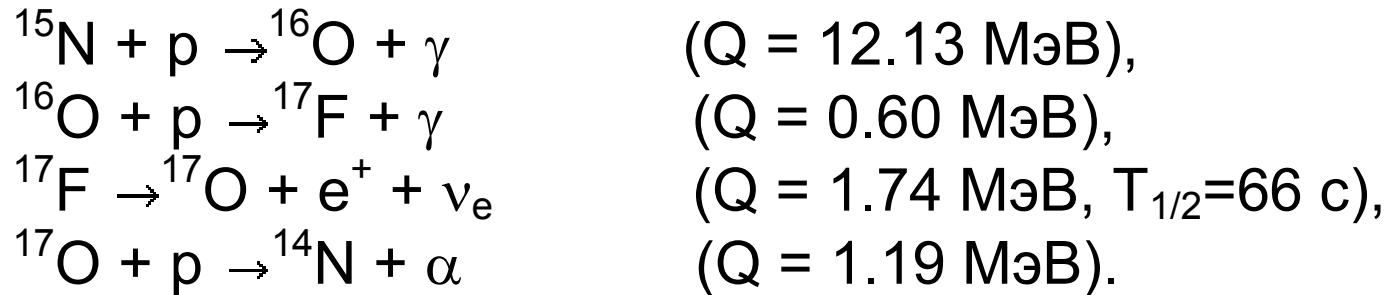


CNO - цикл

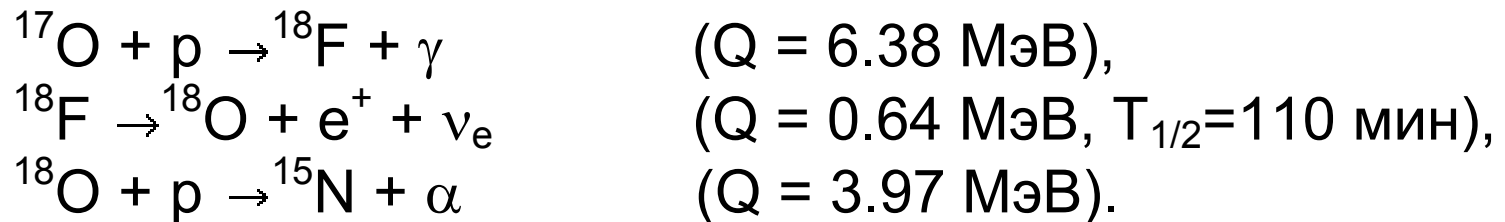
Цепочка реакций I



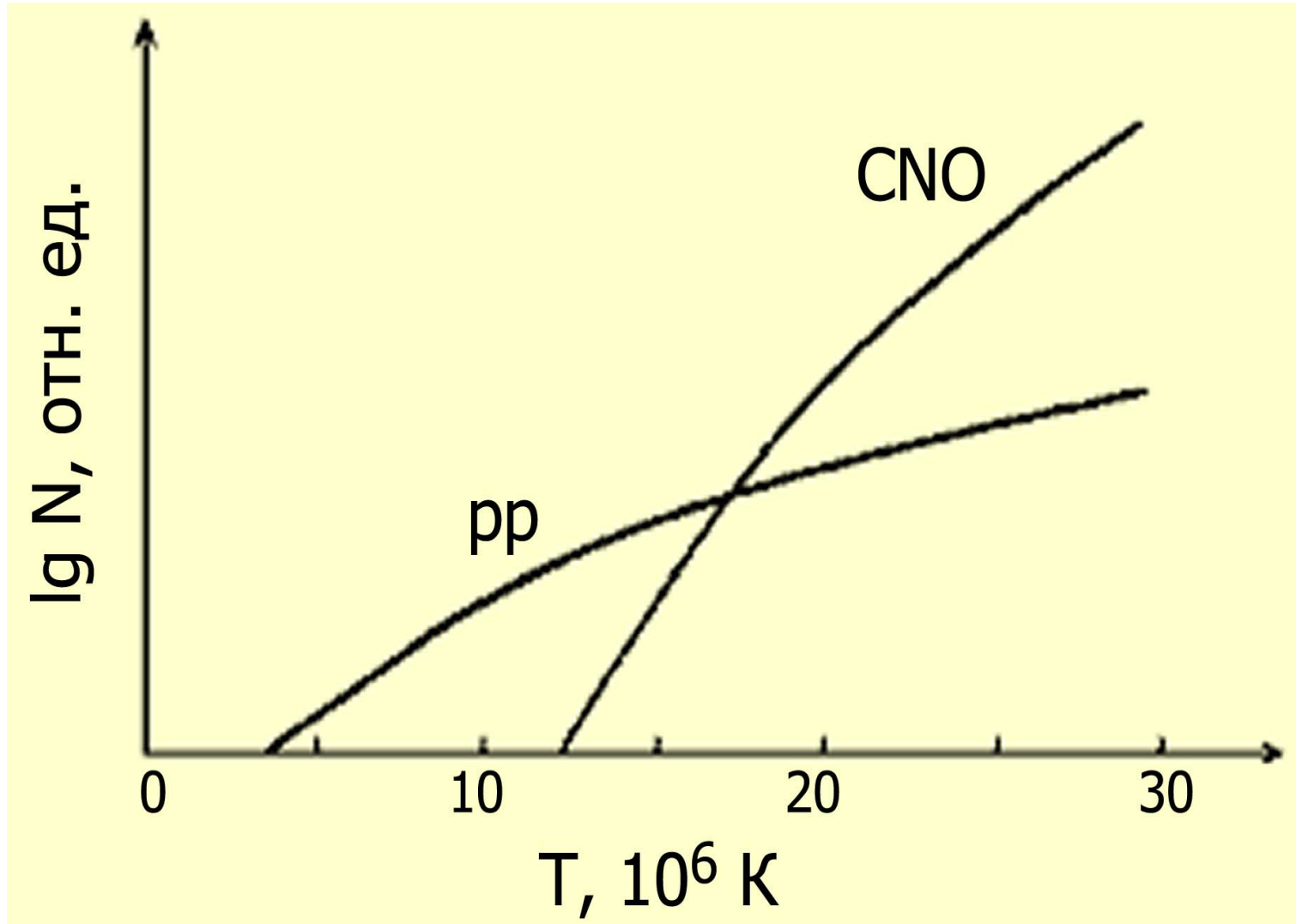
Цепочка реакций II



Цепочка реакций III

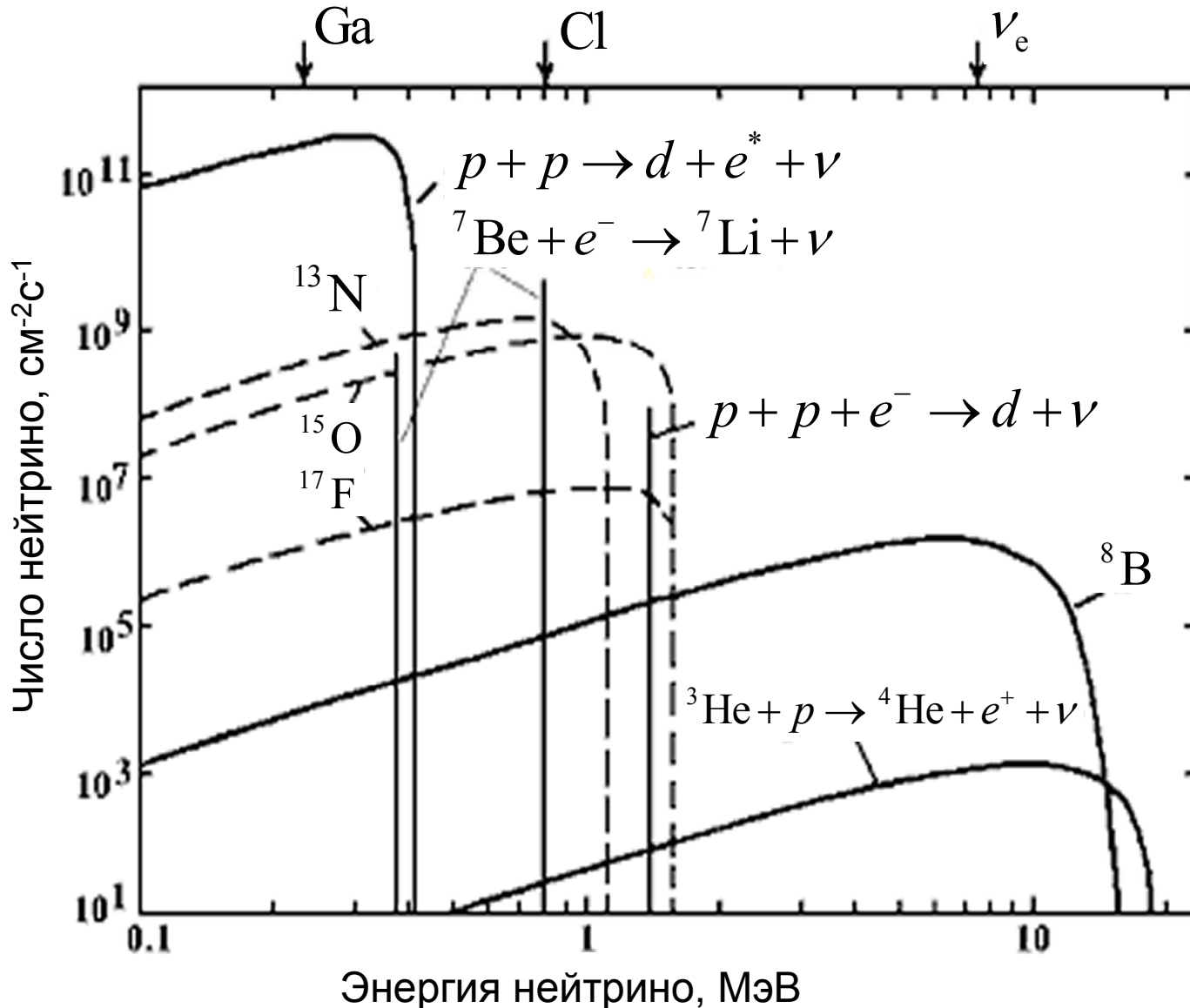


pp и CNO-циклы



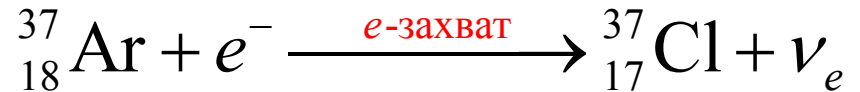
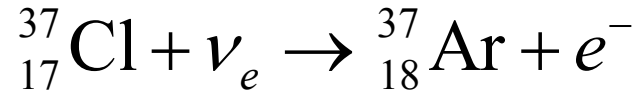
Температура в недрах Солнца $\sim 13 \cdot 10^6$ К, поэтому оно светит в основном за счет энергии, выделяющейся в водородном цикле.

Солнечные нейтрино



Спектр нейтрино, образующихся на Солнце в результате горения водорода в реакции $4p \rightarrow \alpha$ и в CNO-цикле.

Детектор Дэвиса



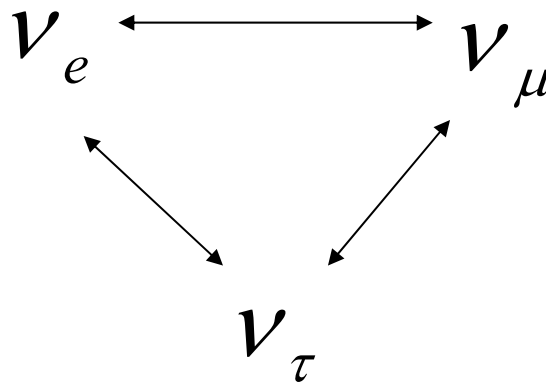
$$T_{1/2} \left({}_{18}^{37}\text{Ar} \right) = 35 \text{ дней}$$

Для регистрации солнечных нейтрино Дэвисом был сконструирован детектор, содержащий 380 тыс. литров раствора четыреххлористого углерода.

Проблема солнечных нейтрино

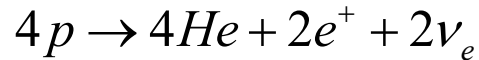
Поток нейтрино от Солнца оказался примерно вдвое меньше, чем предсказывала Стандартная солнечная модель!!!

Осцилляции нейтрино

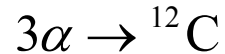


Ядерные реакции в звездах

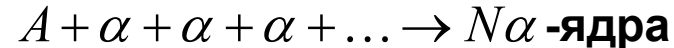
- Горение водорода. CNO-цикл



- Горение гелия.

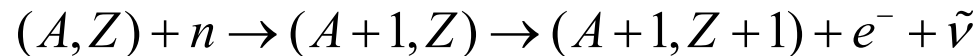


- α -процесс. Образование α -частичных ядер

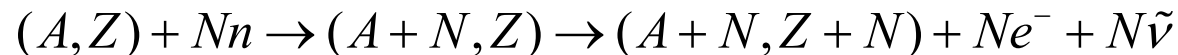


- E-процесс. Образование ядер в районе железного максимума в условиях термодинамического равновесия.

- s-процесс. Захват нейтронов происходит медленнее (slow), чем β -распад в последовательности процессов



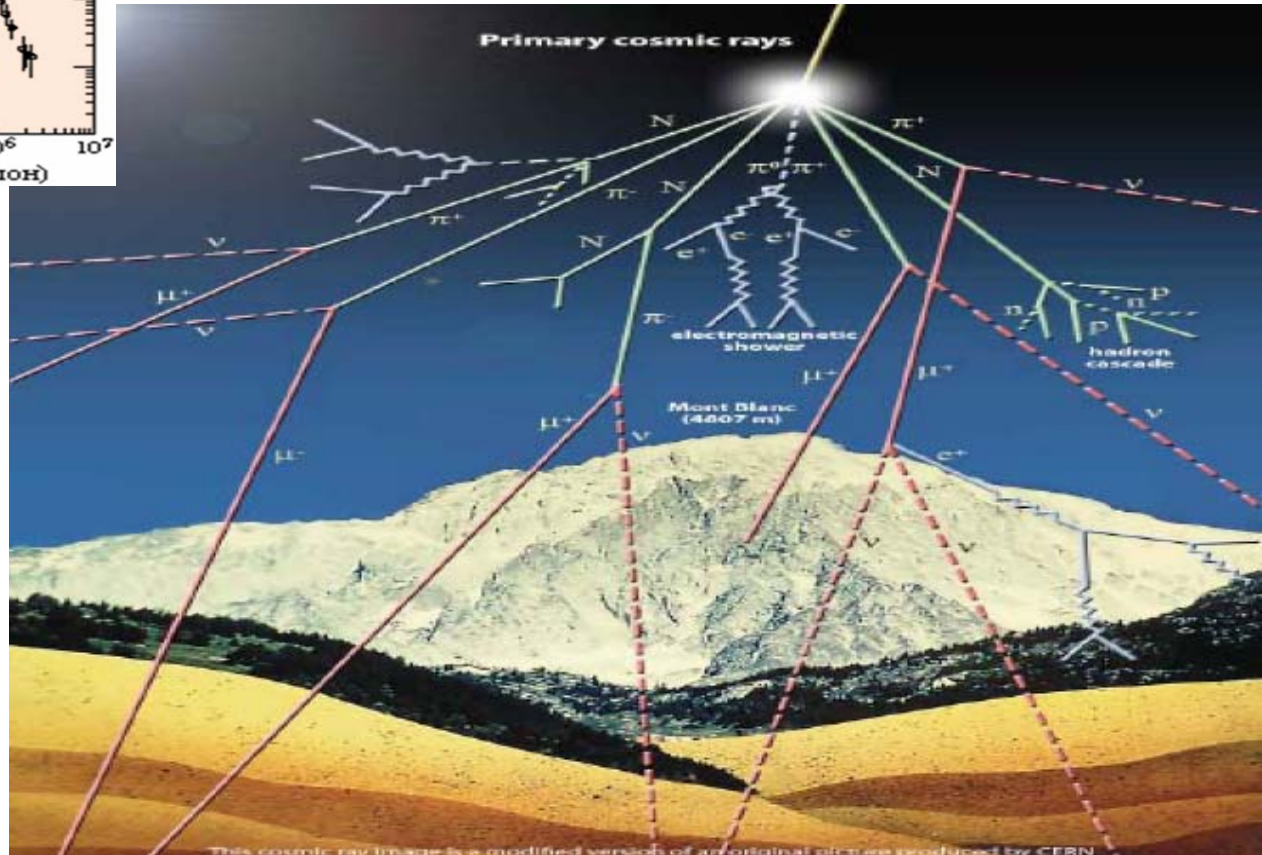
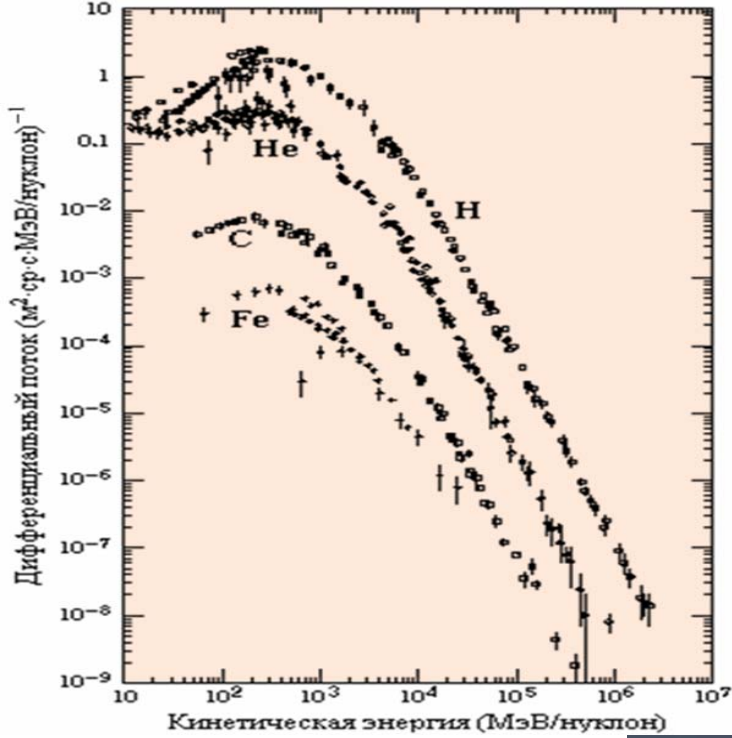
- r-процесс. . Захват нейтронов происходит быстрее (rapid), чем β -распад в последовательности процессов



- p-процесс. Реакции образования лёгких изотопов химического элемента в реакциях (p, n) (p, γ) (γ, n) $(\gamma, 2n)$

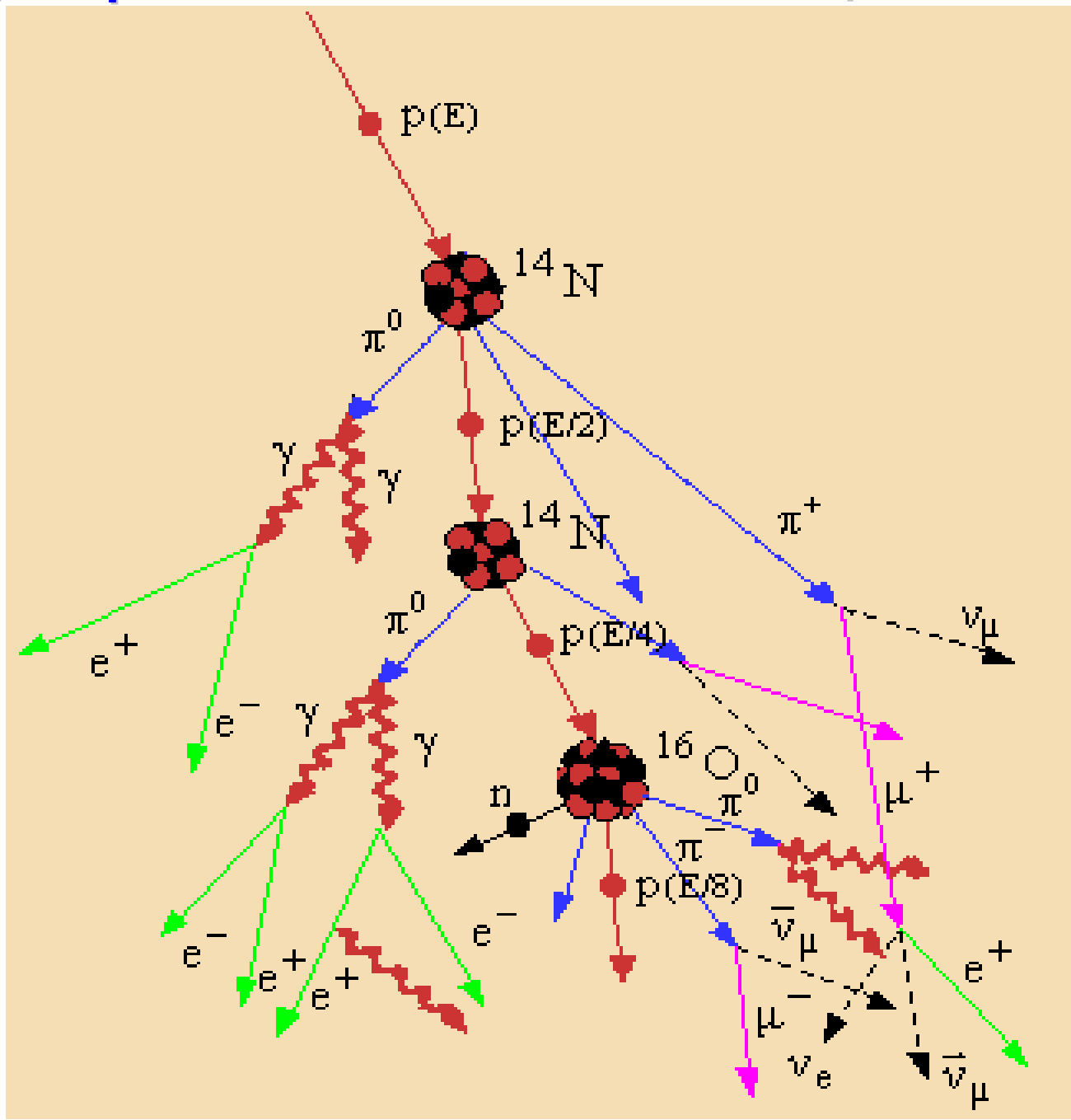
- x-процесс. Реакции под действием космических лучей. Образование изотопов Li, Be, B.

Основные компоненты первичных космических лучей



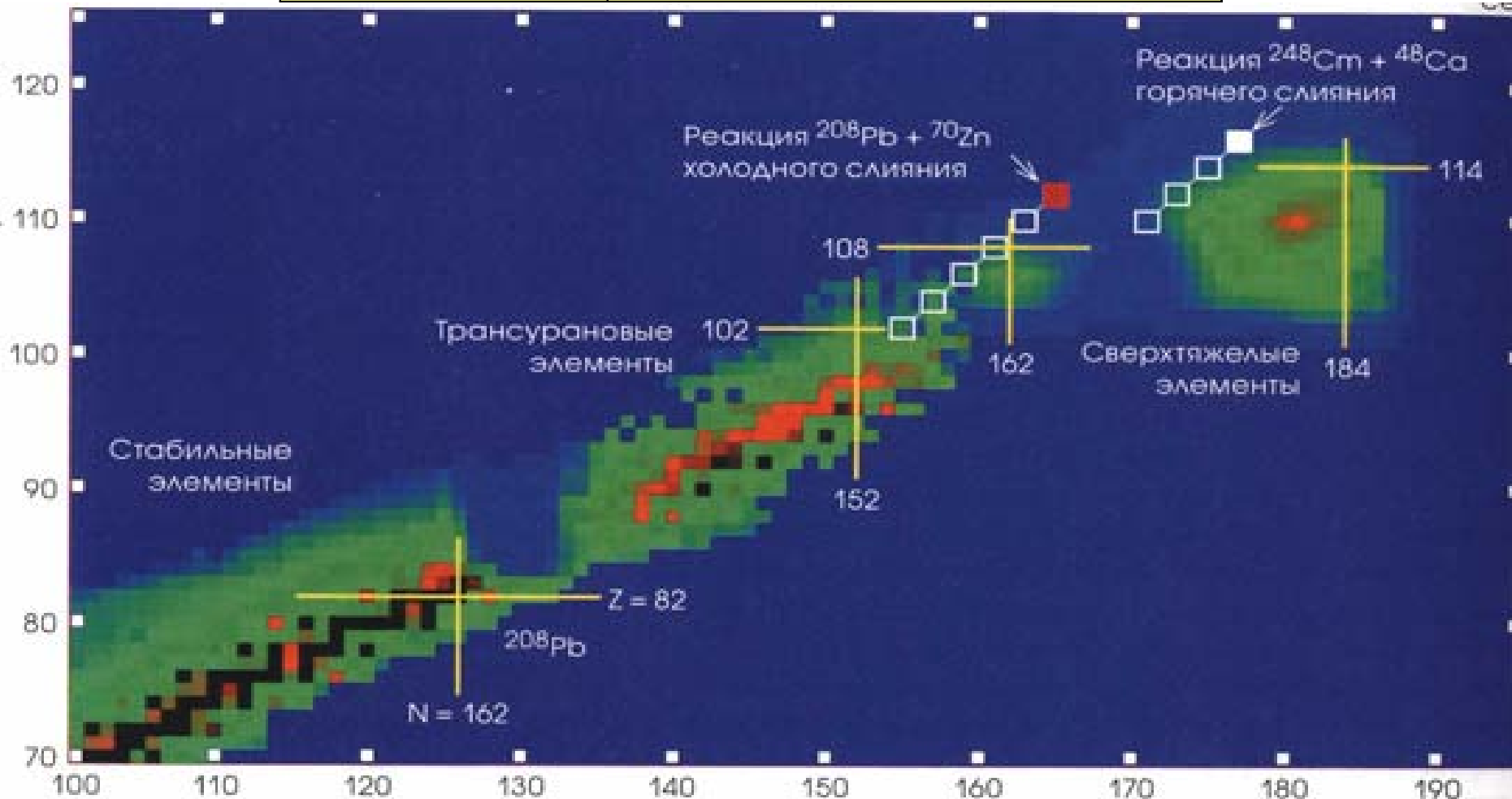
This cosmic ray image is a modified version of an original picture produced by CERN

Каскад вторичных космических частиц в атмосфере

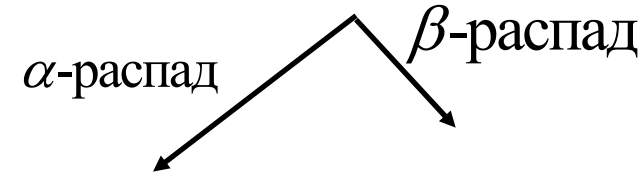
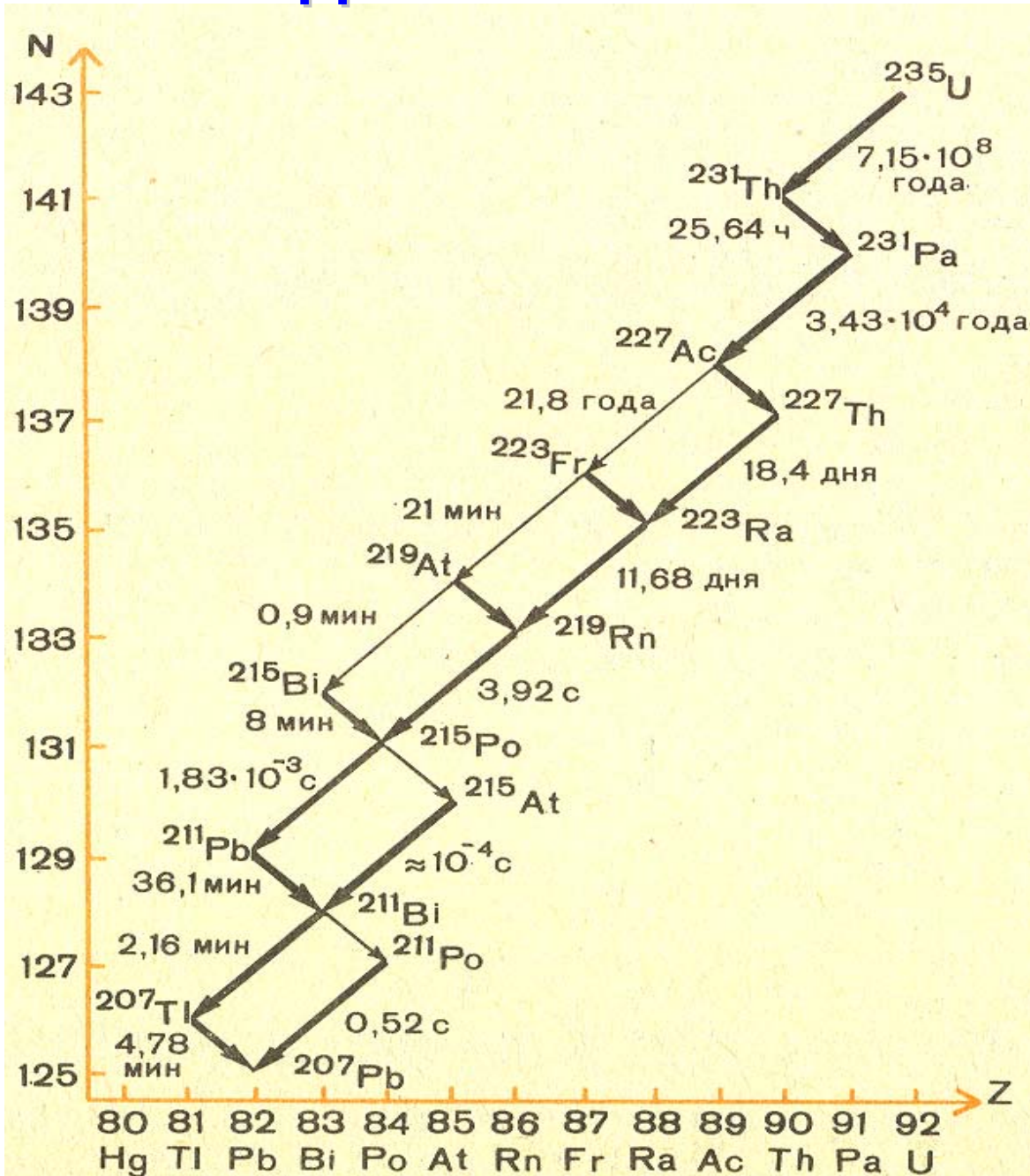


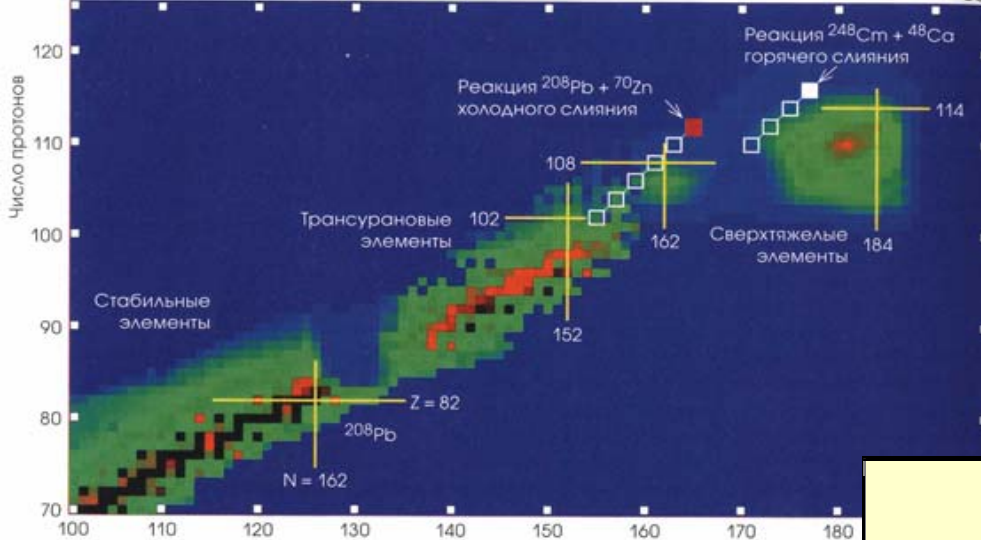
Радиоактивные семейства U и Th

Изотоп	Период полураспада
^{232}Th	$1,4 \cdot 10^{10}$ лет
^{235}U	$7,04 \cdot 10^8$ лет
^{238}U	$4,46 \cdot 10^9$ лет



Радиоактивное семейство ^{235}U

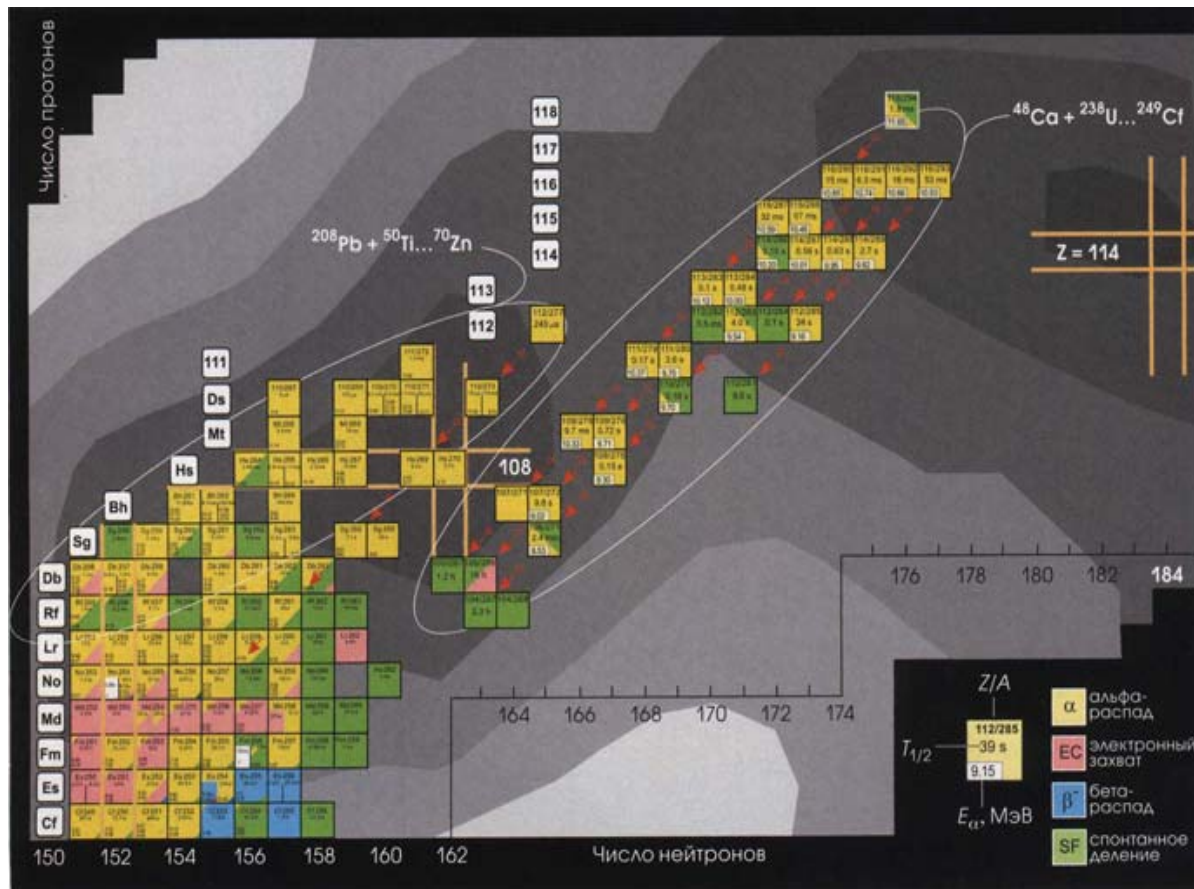
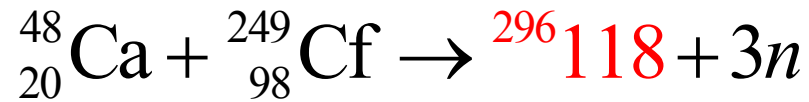
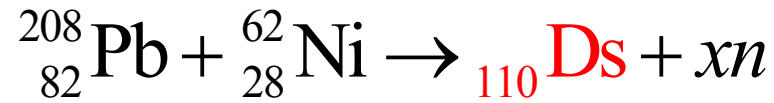
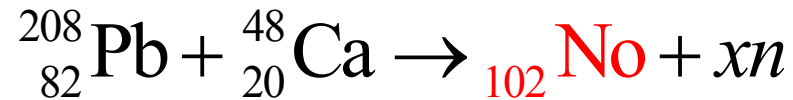




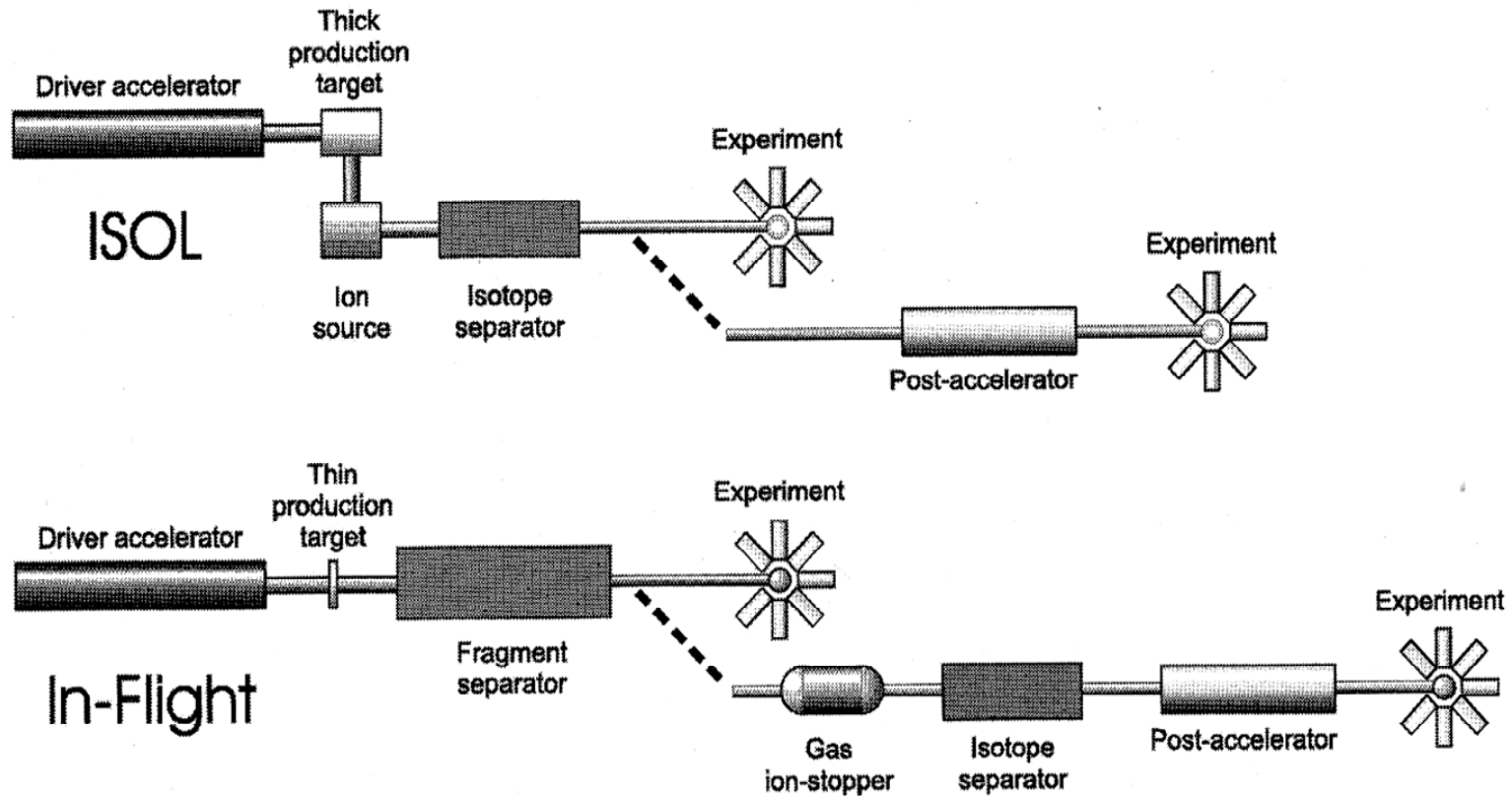
Трансурановые элементы

Z	Реакции, в которых были впервые обнаружены изотопы Z=93÷101
93, 94	${}_{92}^{238}\text{U} + n \rightarrow {}_{92}^{239}\text{U} \xrightarrow{\beta^-} {}_{93}^{239}\text{Np} \xrightarrow{\beta^-} {}_{94}^{239}\text{Pu}$
95	${}_{92}^{238}\text{U} + {}_2^4\text{He} \rightarrow {}_{94}^{241}\text{Pu} + n, {}_{94}^{241}\text{Pu} \rightarrow {}_{95}^{241}\text{Am} + e^- + \bar{\nu}_e$
96	${}_{94}^{239}\text{Pu} + {}_2^4\text{He} \rightarrow {}_{96}^{242}\text{Cm} + n$
97	${}_{95}^{241}\text{Am} + {}_2^4\text{He} \rightarrow {}_{97}^{243}\text{Bk} + 2n$
98	${}_{96}^{242}\text{Cm} + {}_2^4\text{He} \rightarrow {}_{98}^{245}\text{Cf} + n$
99	${}_{92}^{238}\text{U} + 15n \rightarrow {}_{92}^{253}\text{U} \xrightarrow{\beta^-} {}_{93}^{253}\text{Np} \dots \xrightarrow{\beta^-} {}_{99}^{253}\text{Es}$
100	${}_{92}^{238}\text{U} + 17n \rightarrow {}_{92}^{255}\text{U} \xrightarrow{\beta^-} {}_{93}^{255}\text{Np} \dots \xrightarrow{\beta^-} {}_{100}^{255}\text{Fm}$
101	${}_{99}^{253}\text{Es} + {}_2^4\text{He} \rightarrow {}_{101}^{256}\text{Md} + n$

Сверхтяжелые элементы



Радиоактивные пучки



Используется два основных метода получения пучков радиоактивных ядер.

- **Метод ISOL** (Isotop Separation On Line).
- **Метод In-Flight** (метод фрагментации ускоренных ионов на мишени).