

Таким образом, Y зависит, вообще говоря, и от κ и от φ , причем если $\varphi > 1,6$, то Y будет меньше 30% при любом κ !

На рис. 35 показана зависимость Y от удельного лептонного заряда $L_\nu = \frac{n_{\bar{\nu}} - n_\nu}{n_B}$ для $\kappa=4$, т. е. $\mu=1$. Сильный избыток антинейтрино ведет к $Y \approx 1$ и противоречит наблюдениям, сильный избыток нейтрино ведет к $Y \approx 0$.

Предположение $\varphi \neq 0$ ведет к наличию избытка нейтрино или антинейтрино и для сегодняшнего дня, но избыток, достаточный для существенного изменения Y , конечно, еще слишком мал для обнаружения его какими-либо сегодняшними средствами.

§ 6. Сравнение наблюдательных данных о распространенности легких элементов во Вселенной с предсказаниями теории

Что говорят наблюдения о распространенности химических элементов во Вселенной? Подтверждают ли они предсказания теории горячей Вселенной?

Прежде всего, ясно, что, даже зная химический состав космических объектов в настоящее время, еще нельзя сравнивать непосредственно эти данные с космологической теорией, так как химические элементы могут синтезироваться (и разрушаться тоже) в течение эволюции небесных тел — например, в звездах или при взаимодействии космических лучей с межзвездным веществом. Поэтому необходимо проанализировать вопрос об эволюции распространенности химических элементов со временем и только после этого сравнить теорию с наблюдениями. Мы начнем с того, что приведем данные о распространенности химических элементов, затем проанализируем возможности синтеза или разрушения элементов в разных процессах и, наконец, сделаем заключение о химическом составе дозвездного вещества, из которого формировались первые объекты. Прекрасный обзор этого вопроса дан в работе Ривса, Аудуза, Фаулера и Шрамма (1973), которой мы, главным образом, придерживаемся в дальнейшем изложении (там же подробная библиография).

Мы будем говорить только о легких элементах, ибо, как уже неоднократно отмечалось выше, синтез тяжелых элементов (углерода и тяжелее) может быть полностью объяснен процессами, происходящими в ходе эволюции звезд [см. Труран и Камерон (1971)], и последующими выбросами газа из них. В космологическом нуклеосинтезе количество образующихся элементов тяжелее бора ничтожно.

Ниже приводится табл. IV наблюдательных данных, взятая из цитируемой работы. В ней дается относительная концентрация

ТАБЛИЦА IV

Относительная концентрация по числу атомов	Межзвездный газ	Звезды	Солнце	Планетная система
D/H	$\left\{ \begin{array}{l} < 7 \cdot 10^{-5} \\ \sim 6 \cdot 10^{-3*} \end{array} \right.$	$< 6 \cdot 10^{-4}$	$< 5 \cdot 10^{-6}$	$\left\{ \begin{array}{l} 1,5 \cdot 10^{-4} \text{ ****} \\ (2,9-7,5) \cdot 10^{-5} \text{ *****} \end{array} \right.$
He ³ /He ⁴	$< 5 \cdot 10^{-4}$	—	$(4 \pm 2) \cdot 10^{-4}$	$(1 \pm 0,5) \cdot 10^{-4}$
He ⁴ /H	$0,11 \pm 0,03$	$\approx 0,10$	$\approx 0,08-0,10$	—
Li/H	$\approx 10^{-9}$	$\left\{ \begin{array}{l} < 10^{-12} - \\ -4 \cdot 10^{-9**} \\ 10^{-7} \text{ ***} \end{array} \right.$	$\approx 10^{-11}$	$1,2 \cdot 10^{-9}$
Li ⁷ /Li ⁶	—	> 10	> 20	$12,5 \pm 0,2$
Be/H	$\approx 10^{-9}$	$\left\{ \begin{array}{l} < 10^{-12} - \\ -5 \cdot 10^{-11} \text{ ****} \end{array} \right.$	$\approx 10^{-11}$	$2 \cdot 10^{-11}$
B/H	—	—	$< 3 \cdot 10^{-10}$	$3 \cdot 10^{-10} - 3 \cdot 10^{-9}$
B ¹¹ /B ¹⁰	—	—	—	$4 \pm 0,5$

*) Данные Вилсона и др. (1973) по наблюдениям молекул HCN и DCN. Рогерсон и Йорк (1973) по линиям поглощения межзвездного нейтрального H и D дают D/H $\approx 14 \cdot 10^{-5}$.

***) Концентрация сильно меняется у звезд разного типа и возраста.

****) В некоторых красных гигантах.

*****) Для Земли и метеоритов.

*****) Атмосфера Юпитера.

элементов по числу атомов, а не по весу (которую мы обозначаем через Y), как в предыдущем параграфе.

Мы начнем обсуждение с He⁴, который является вторым по распространенности (после H) элементом Вселенной. Вопрос о He⁴ проанализирован в обзоре Сирла и Сэржента (1972).

Содержание He⁴ может быть уверенно определено внутри молодых звезд, в звездных атмосферах и в межзвездном газе.

Теория строения звезд предсказывает определенные соотношения для зависимостей между массой, радиусом и светимостью молодых звезд. Содержание гелия входит в эти зависимости как параметр. Сравнение теории с наблюдениями дает концентрацию He⁴. В звездных атмосферах и межзвездном газе концентрация He⁴ определяется спектроскопически с использованием теории возбуждения и ионизации He⁴.

Оказалось, что, за малым исключением (см. далее), массовая концентрация гелия *) всегда лежит в пределах

$$0,26 < Y < 0,32. \quad (7.6.1)$$

*) Напомним связь между массовой концентрацией гелия Y и отношением числа атомов He⁴/H : He⁴/H = $Y/4(1-Y)$. Здесь использован тот факт, что остальных элементов во Вселенной пренебрежимо мало.

Это относится и к распространенности He^4 в ближайших галактиках, где гелий наблюдается по эмиссионным линиям ионизованного газа.

Теперь об исключениях. Атмосферы некоторых звезд (таких, например, как Сеп А) крайне бедны гелием. Подобных звезд очень немного, и все они показывают сильные аномалии в содержании не только гелия, но и других элементов. По-видимому, какие-то процессы на поверхности таких звезд резко исказили их поверхностный химический состав.

Мог ли весь наблюдаемый He^4 синтезироваться в ходе эволюции звезд первых поколений, которые затем выбрасывали обогащенный гелием газ в пространство и из этого «загрязненного» гелием газа образовывались на более поздней стадии современные объекты? Тщательный анализ показывает, что это вряд ли возможно. Наиболее убедительно против такой возможности говорит анализ диаграмм светимость — спектральный класс для старых звездных скоплений. Характер диаграмм этих скоплений зависит от возраста и начального содержания гелия в звездах. Оказывается, что это начальное содержание He^4 у наиболее старых (и поэтому бедных металлами) звезд нашей Галактики около $Y \approx 0,3$.

Сирл и Сэржент (1972) и Ривс и др. (1973) приходят к выводу, что содержание He^4 в дозвездном веществе было, вероятно, примерно таким же, как и сегодняшнее, т. е. около $Y \approx 0,3$.

Содержание D в веществе, из которого образовывалась Солнечная система, можно оценить, исследуя количество He^3 на Солнце. Дело в том, что на Солнце D, захватывая протон, превращается в He^3 . Таким образом, количество He^3 дает верхний предел количества D в досолнечном веществе. Оценки дают

$$D/H \approx (2,5 \pm 1) \cdot 10^{-5}. \quad (7.6.2)$$

С другой стороны, содержание D в атмосфере Юпитера оценивается в $D/H \approx (2,9 - 7,5) \cdot 10^{-5}$. Верхние пределы распространенности D в других космических объектах даны в табл. IV.

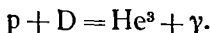
Однако распространенность молекул с H и D находится в отношении, существенно отличающемся от отношения распространенности атомов H и D. Квантовая механика учит, что потенциальная кривая $U(r)$, характеризующая силовое поле, в котором движется ядро (протон или дейтрон), одинакова, например, в молекулах HCN и DCN. Однако при одинаковом $U(r)$, очевидно, частота колебаний H в $\sqrt{2}$ раз больше частоты колебаний D. Значит, больше и нулевая энергия колебаний $\frac{\hbar\omega}{2}$. Поэтому молекула HCN имеет в основном состоянии больше энергии, чем молекула DCN. Как следствие, распространенность молекул HCN относительно меньше:

$$\frac{[\text{HCN}]}{[\text{H}]} : \frac{[\text{DCN}]}{[\text{D}]} = e^{-\frac{\hbar\omega_{\text{H}}}{2kT} + \frac{\hbar\omega_{\text{D}}}{2kT}} = e^{-\frac{(\sqrt{2}-1)\hbar\omega_{\text{D}}}{2kT}}.$$

При низкой температуре оказывается

$$\frac{[\text{DCN}]}{[\text{HCN}]} \gg \frac{[\text{D}]}{[\text{H}]}$$

Синтез дейтерия идет в огромных масштабах в звездах главной последовательности: процесс $p+p=D+e^++\nu$ является первым шагом водородного цикла в звездах. Однако образующийся дейтерий тут же сгорает по реакции



Обе реакции имеют одинаковый кулоновский барьер, различие масс невелико, поэтому температурная зависимость обеих реакций отличается мало: $e^{-15,8T_7^{-1/2}}$ для первой реакции и $e^{-17,2T_7^{-1/2}}$ для второй. Но первая реакция включает слабое взаимодействие, поэтому ее скорость в $3 \cdot 10^{16}$ раз меньше скорости второй реакции. В уравнении (n_D — концентрация дейтерия, n_H — концентрация водорода)

$$\frac{dn_D}{dt} = k_1 \rho n_H^2 - k_2 \rho n_H n_D$$

$k_2 = 3 \cdot 10^{16} k_1$ и в стационарном состоянии

$$\frac{n_D}{n_H} = \frac{n_D}{n_p} = 3 \cdot 10^{-17}$$

(независимо от плотности и практически независимо от температуры).

При $\rho = 100 \text{ г/см}^3$ и $T_7 = 1$ $k_2 \rho n_H = (6 \text{ сек})^{-1}$ — дейтерий выгорает мгновенно.

При температуре $7 \cdot 10^8 \text{ К}$ и плотности водорода 1 г/см^3 дейтерий все еще выгорает за время 10^6 лет . Поэтому в звездах выгорание дейтерия с превращением его в He^3 в огромной степени преобладает над образованием дейтерия. Таким образом, обычно считается, что D не может синтезироваться в заметных количествах ни в каких процессах в галактиках, а также в сверхмассивных объектах, если таковые имеются. Дейтерий может только разрушаться, как это имеет место, например, на Солнце. Поэтому считается, что весь D надо объяснять его синтезом в начале расширения горячей Вселенной.

Однако недавно Хойл и Фаулер (1973) высказали предположение, что D может синтезироваться при движении полурелятивистских α -частиц сквозь ионизованный водород. Такие процессы могут возникать, например, при взрывах сверхновых или сверхмассивных звезд. Авторы приходят к заключению, что даже весь D мог в принципе быть синтезирован в таких процессах.

Несколько замечаний о других легких элементах. В принципе весь He^3 может быть синтезирован уже после образования галактик в процессах, происходящих в звездах. Наконец, Li^6 , Be^9 , B^{10} ,

а также, вероятно, B^{11} и существенная часть Li^7 объясняются процессами взаимодействия космических лучей с веществом.

Итак, вероятно, только распространенность He^4 и отчасти D может служить для оценки их содержания в дозвездном веществе, т. е. для сравнения теории синтеза элементов в горячей Вселенной с наблюдениями [обзор происхождения легких элементов см. Ривс (1974)].

Соответствующие массовые (а не по числу атомов, как в табл. IV) содержания He^4 и D в звездном веществе [см. (7.6.1) и (7.6.2)] суть

$$Y \approx 0,3, \quad (7.6.3)$$

$$Z_D \approx 5 \cdot 10^{-6}. \quad (7.6.4)$$

Какие можно сделать из этого выводы?

Прежде всего, величина Y очень близка к тому, что предсказывает теория в простейшем, наиболее естественном случае без неизвестных частиц и без заметного лептонного заряда (см. предыдущий параграф). Надо подчеркнуть, что эта величина мало чувствительна к вариациям сегодняшнего значения средней плотности во Вселенной (см. рис. 32). Это совпадение теории и наблюдений служит веским аргументом в пользу правильности теории.

Значение $Z_D \approx 5 \cdot 10^{-6}$ может получиться при синтезе D в начале космологического расширения только в том случае, если сегодняшняя плотность ρ_0 имеет минимальное допустимое значение $\rho_0 \approx 3 \cdot 10^{-31} \text{ г/см}^3$, равное усредненной плотности материи, входящей в галактики. Если это так, то межгалактического газа с заметной плотностью (существенно большей плотности вещества в галактиках и достаточной, например, для того, чтобы замкнуть мир) быть не должно. Однако надо помнить, что значение Z_D для дозвездного вещества известно не очень надежно.

Полагая, что наблюдаемый дейтерий имеет космологическое происхождение, Ривс и др. (1973) делают важные выводы. Дело в том, что концентрация дейтерия сильно зависит от плотности вещества (см. рис. 32). Уменьшение концентрации D с ростом ρ связано с тем, что дейтерий сильнее выгорает (по реакции $D+D$ в космологических условиях) при большей плотности.

Наблюденная концентрация дейтерия свидетельствует в пользу $\Omega \approx 0,1$. В настоящее время надежность этого утверждения невелика, однако направление исследований является чрезвычайно важным и многообещающим. В работе Хойла и Фаулера (1973) ставится вопрос о том, не может ли часть дейтерия (или весь дейтерий) образоваться при взрывах сверхновых звезд, в ударных волнах, распространяющихся в межзвездном газе. В этой работе есть слабые места: структура ударной волны рассматривается упрощенно, без учета плазменных эффектов, не рассматриваются другие ядерные реакции (кроме образования D).

Возражения против гипотезы Хойла и Фаулера даны в работе Эпштейна, Арнета и Шрамма (1974). Они показали, что при образовании D одновременно образовалось бы много Li, что противоречит наблюдениям.

Дискуссия не закончена, авторы данной книги надеются, что в итоге укрепится и уточнится теория космологического происхождения дейтерия.

В заключение отметим, что наблюдаемое в данное время обилие D [Рогерсон, Йорк (1973)], вероятно, даже значительно меньше, чем в дозвездном веществе, так как межзвездное вещество в значительной части должно было пройти через стадию звезд. По оценкам Трурана и Камерона (1971) отношение D/H уменьшилось в 6 раз по сравнению с первоначальным. В однородной модели такое D/H соответствует, как мы уже упоминали, $\Omega < 1$. Это, возможно, противоречит определениям Ω (см. § 11 гл. 14). Возможное объяснение см. Зельдович (1975а).

Итак, можно сказать, что теория ядерного синтеза в космологии подтверждается наблюдениями, хотя последние еще слишком грубы, чтобы на их основе делать более тонкие выводы о параметрах космологической модели.