

大爆炸核合成研究的新进展

陈 时¹ 马 骥^{1,2} 俞允强^{1,3}

(1. 中国科学院理论物理研究所 北京 100080)

(2. 中国科学院北京天文台 北京 100080)

(3. 北京大学物理系 北京 100871)

摘 要

阐明了标准大爆炸核合成 (SBBN) 模型的理论和观测状况, 着重讨论了 1994 年的最新进展: 已有 3 位有效数字的 ${}^4\text{He}$ 丰度原初值 Y_{4p} 与由银河系观测推得的 $\text{D}+{}^3\text{He}$ 丰度原初值 Y_{23p} 间出现矛盾的可能性, 使 SBBN 模型面临考验; 高红移吸收云中氘丰度测量的有关结果与原有 Y_{23p} 显著矛盾, 而与 Y_{4p} 偏小的趋向相洽, 可能对银河系化学演化模型提出质疑。因此, 河外 HII 区中氘丰度和高红移吸收云中氘丰度的进一步测量以及 D 和 ${}^3\text{He}$ 丰度化学演化的研究值得重视。

关键词 核反应, 核合成, 丰度 — 恒星: 星族 II—HII 区

自从 Gamow 用热大爆炸模型成功地解释了宇宙 ${}^4\text{He}$ 丰度以来, 将近半个世纪过去了。在综合了各方面发展成果的基础上, 大爆炸核合成模型已经发展到面临判定性检验的新阶段。

我们将首先对标准大爆炸核合成模型 (SBBN) 的理论和观测状况作充分但扼要的阐明, 然后较为详细地讨论它目前所面临的考验。这里所谓的“标准”, 指的是完全从热大爆炸模型的基本假设出发, 关键是假设宇宙物质其中包括中子和质子的分布是均匀的 (1992 年 COBE 卫星测得宇宙背景辐射的温度不均匀度为 5×10^{-6} , 有力地支持了这一假设)。在这个模型框架内, 没有任何理论上的不确定性。介质温度下降的进程可以直接计算, 根据弱作用和核作用理论可以得到弱作用退耦以及核合成开始的时刻, 弱作用耦合常数和中子衰变寿命以及各有关核反应的截面, 可由相应的物理实验测定。因此, 从理论的角度来说, 只有计算中涉及的可测量的误差和计算误差导致的不确定性。

但是, 理论的实测检验却蕴含着重大困难: 理论计算的是宇宙核合成停止时的元素丰度, 而观测得到的则是大约一百亿年以后的丰度, 这期间恒星的形成和死亡会显著地改变介质中的元素丰度, 使两者不能直接比较。70 年代以来, 正是在逐步克服这一重大困难的过程中, 在不断的争议中, 核合成模型得以发展, 已经可以用一个相当窄的参数范围来全面解释 ${}^4\text{He}$, D, ${}^3\text{He}$ 和 ${}^7\text{Li}$ 四种轻核的宇宙丰度, 而最近观测上的重要进展对这一参数范围提出了挑战, 使模型面临严峻考验。

1 标准大爆炸核合成模型

宇宙核合成过程可以分为两个阶段。第一阶段是宇宙膨胀和弱作用之间的竞争。当宇宙温度 $T \geq 1 \text{ MeV}^*$ 时, 中子和质子之间弱作用的速率大于宇宙膨胀率, 中子数和质子数之比为平衡值: $n/p = \exp(-Q/T)$, $Q \equiv m_n - m_p = 1.293 \text{ MeV}$ 。在标准模型中, 由于光子数远远大于重子数和轻子数, 因此化学势可以忽略。当 $T < 1 \text{ MeV}$ 时, 弱作用退耦, n/p 值冻结, 并由于中子衰变而缓慢减小。第二阶段是宇宙膨胀和核作用之间的竞争。当 $T \leq 100 \text{ keV}$ 时, 核反应率小于宇宙膨胀率, 核反应过程的平衡不再保持, 核合成迅速完成。

宇宙膨胀速度直接与物质密度有关。甚早期宇宙的密度主要由相对论性粒子组分贡献。在 $T \sim 1 \text{ MeV}$ 时的相对论性粒子有光子、正负电子和中微子。介质密度为

$$\rho = \frac{\pi^2}{30} \left(2 + \frac{7}{8} \times 4 + \frac{7}{8} \times 2 \times N_\nu \right) T^4$$

式中三项分别来自光子、正负电子和几种正反中微子的贡献。 N_ν 代表自然界存在的静质量小于 1 MeV 的稳定中微子种数。按照粒子物理标准模型 $N_\nu = 3$ 。在各种非标准粒子物理模型中可能有静质量小于 1 MeV 的其他稳定粒子, 它们对宇宙密度的贡献也可以等效地计入 N_ν 之内。根据 Z^0 衰变实验定出质量小于 $m_{Z^0}/2 = 45.6 \text{ GeV}$ 的中微子种数为 $N_\nu = 3.00 \pm 0.05^{[1]}$ 。因此现在核合成理论把 $N_\nu = 3$ 取为标准值。如果 τ 中微子质量大于 1 MeV , 或还有其他不与 Z^0 耦合的轻的稳定粒子存在, N_ν 将偏离这个值。

中子和质子之间弱作用的速率可由中子衰变寿命 τ_n 来表征, 它决定了 n/p 值冻结时的温度以及核合成开始时中子衰变的损耗, 亦即它决定了核合成开始时的 n/p 值, 从而决定了 ^4He 的产额。 τ_n 愈大, ^4He 的产额愈大。80 年代末期以来, τ_n 的测量有很大改进, 粒子数据组给出的“世界平均值”1986 年为 $896 \pm 10 \text{ s}$, 1990 年为 $888.6 \pm 3.5 \text{ s}$, 1992 年为 $889.1 \pm 2.1 \text{ s}$ 。过去 τ_n 的误差制约了氦丰度计算的准确度, 使第三位小数没有意义。现在这一状况得以改变, 促使认真考虑弱作用过程和核反应的温度修正以及由反应截面测量误差等因素引起的不确定性成为必要。

核子与光子的数密度比 η 影响 D 核光分裂的几率, 从而影响氦大量合成的时间, 进而影响 ^4He 的产额。 η 愈大, 每一个核子周围的光子数愈少, 氦合成发生愈早, 衰变消耗的中子愈少, ^4He 的产额就愈高。光子数密度 $n_\gamma = \frac{2\zeta(3)}{\pi^2} T^3$ 是可以确切算出的, 而关于核子数密度就知道得很不确切了, 因此人们在一定的 η 范围内计算各种轻元素的产额随 η 的变化, 并把 N_ν 作为参数。

实际上核合成过程仅产生几种最轻的原子核。核合成耗尽中子后留下的是质子, 即为氢, 它是宇宙中最丰富的元素。合成产额最高的是 ^4He , 它的丰度 Y_4 (氦的总质量与重子物质总质量之比) 约为 0.24。其他核的丰度习惯上用它们和氢的粒子数比 y 来描述, D 和 ^3He 的产额 y_2 和 y_3 约为 $10^{-4} - 10^{-5}$, ^7Li 的产额 y_7 约为 $10^{-9} - 10^{-10}$ 。

从 Gamow 以来, 除了 Hayashi^[2] 指出中子、质子平衡在核合成过程中的作用以外, 整个核合成计算的框架没有实质性变化, 只是随时输入更新的核反应截面的数据。自从 τ_n 的实验误差大大减小以后, 人们开始致力于改进计算精度, 以期使原初氦丰度理论值的第三位小数

* 这里用 $\hbar = c = k = 1$ 的单位制, $T = 1 \text{ eV}$ 相当于普通单位制下 $T = 1.1605 \times 10^4 \text{ K}$

有效。1991 年 Walker 等人^[3](WSSOK) 指出, 考虑中子-质子弱作用过程树图的库仑修正, 按中微子温度分段作数值积分, 与原来不考虑修正的结果相比, 氦产额的改变量 $\Delta Y_4 \simeq -0.0023$, 与由 τ_n 的 2σ 误差导致的不确定性相仿。以 $\eta_{10} \equiv 10^{10}\eta$, N_ν , τ_n 为可调参量, 他们给出在 $3 \leq \eta_{10} \leq 10$ 的范围内, 准确到 ± 0.001 的氦丰度的理论值为

$$Y_4 = 0.228 + 0.010 \ln \eta_{10} + 0.012(N_\nu - 3) + 0.185 \left(\frac{\tau_n - 889}{889} \right) \quad (1)$$

Krauss 和 Romanelli^[4](KR) 首次在丰度计算中运用 Monte Carlo 分析, 使所得 1σ 和 2σ 丰度曲线中包含了全部由有关核反应截面误差导致的不确定性。他们指出, 核反应截面的 1σ 不确定性所导致的 ${}^7\text{Li}$ 丰度 2σ 不确定性可达丰度值的 40%。1993 年 Smith 等人^[5](SKM) 考虑了核反应截面对温度的依赖关系, 对在核合成过程中最关键的 12 个反应过程在与 SBBN 相应的温度范围内作温度依赖分析, 然后用 Monte Carlo 分析求得在 $1 \leq \eta_{10} \leq 10$ 范围内各种元素产额的曲线和相应的 2σ 曲线。在感兴趣的 η 取值范围内, 他们的结果与 WSSOK 的相比, 特别是 D, ${}^3\text{He}$, ${}^7\text{Li}$ 的产额有值得注意的改变, 这表明他们各自考虑的改正因素都是值得考虑的。

图 1 给出 WSSOK 关于 Y_4 , y_2 , $y_2 + y_3$ 和 y_7 作为 η_{10} 的函数的 SBBN 预期值, 其中取 $N_\nu = 3.0$, $\tau_n = 889 \pm 7s$ 。SKM 的结果与此略有不同。这些理论预期值(以下我们加 BBN 下标来标记) 有待于实测的检验。

2 标准模型的检验

正如前面已经提到的, 理论的实际检验面临着如何消除恒星演化过程影响的重大难题。实际上, 几十年来实测检验就是围绕着两个方面进行的: 一是尽量减少恒星演化的影响, 以便由实际测量值最后推断原初值; 二是对几种元素丰度进行综合检验, 使各种元素给出的约束能同时得到满足。

由测量难度决定, 60 年代只局限于氦丰度的测量, 70 年代初开始了 D 和 ${}^3\text{He}$ 丰度的测量, 70 年代末才有了 ${}^7\text{Li}$ 丰度的测量。由于各个元素有不同的问题, 需要分别讨论。

${}^4\text{He}$: ${}^4\text{He}$ 的丰度很高, 在许多天体中都能作丰度测定。由于恒星过程产生氦, 为检验宇宙学丰度, 人们集中注意受恒星过程影响较小的贫金属河外 III 区和矮星系。通常认为铁和氧

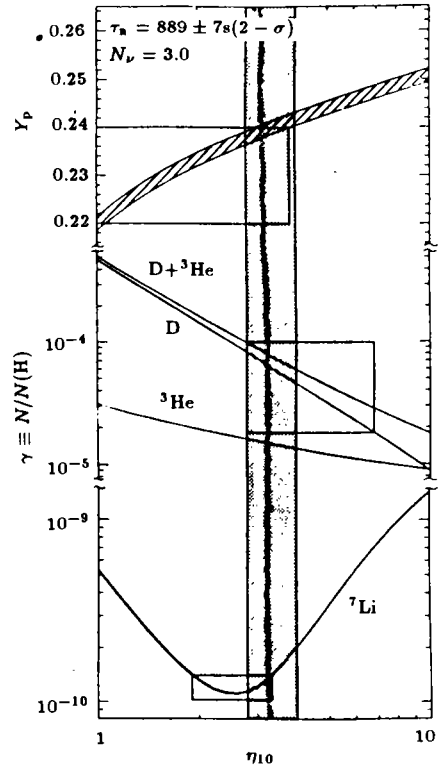


图 1 Y_4 , y_3 , y_2 , $y_2 + y_3$ 和 y_7 作为 $\eta_{10} \equiv 10^{10}\eta$ 函数的理论曲线。同时给出了由观测定出的 95% 置信度的 Y_4 , y_2 , $y_2 + y_3$ 和 y_7 的上、下限及可使各观测结果相洽的 η_{10} 取值范围(见下文)^[3]

的含量是恒星过程影响程度的好的代表, 河外 HII 区中铁丰度无法测量, 而氧丰度能测定, 因此后者被用作恒星过程影响程度的标志。实测统计表明, 氧含量 y_0 低的河外 HII 区中氮丰度也低。对大量河外 HII 区的实测资料作关联分析, 可以找出 y_0 和 Y_4 的统计关系。若能把这个关系外推至 $y_0 \rightarrow 0$, 则可得到 Y_4 的原初值 Y_{4p} 。以下我们用外加下标 p 来标记由测量推断得到的各个原初值。

表 1 河外 HII 区的丰度^[3]

H II Region	$10^6\text{O}/\text{H}$	$10^7\text{N}/\text{H}$	$10^6\text{C}/\text{H}$	Y
IZw18	14 ± 2	4 ± 1	5.5 ± 4	0.234 ± 0.016
Tol65	33 ± 4	5 ± 1	...	0.224 ± 0.014
T1214—227	40 ± 3	10 ± 7	...	0.224 ± 0.008
CG1116+51	48 ± 6	9 ± 4	...	0.251 ± 0.018
T1304—353	49 ± 6	20 ± 7	...	0.233 ± 0.014
POX186	52 ± 8	24 ± 7	...	0.244 ± 0.013
C1543+091	57 ± 5	21 ± 7	...	0.240 ± 0.012
UM461	66 ± 5	17 ± 5	...	0.233 ± 0.007
POX120	70 ± 5	32 ± 4	...	0.247 ± 0.013
POX105	73 ± 15	30 ± 3	...	0.228 ± 0.014
NGC2363	85 ± 8	28 ± 3	24 ± 4	0.230 ± 0.014
SMC	87 ± 13	26 ± 5	14 ± 4	0.242 ± 0.007
POX4	89 ± 5	34 ± 3	...	0.237 ± 0.006
T1304—386	92 ± 6	60 ± 4	...	0.253 ± 0.009
POX139	95 ± 9	32 ± 3	...	0.255 ± 0.011
C1148—2020	96 ± 8	34 ± 3	...	0.240 ± 0.007
POX4NW	98 ± 12	17 ± 4	...	0.228 ± 0.017
F30	99 ± 7	44 ± 3	...	0.237 ± 0.016
POX108	102 ± 8	52 ± 7	...	0.233 ± 0.009
NGC4861	104 ± 10	16 ± 7	19 ± 10	0.230 ± 0.015
CS0341—4045E	110 ± 10	27 ± 8	...	0.244 ± 0.018
NGC5471	112 ± 14	52 ± 15	38 ± 30	0.242 ± 0.007
UM439	114 ± 8	38 ± 6	...	0.225 ± 0.020
Tol35	128 ± 13	34 ± 4	...	0.257 ± 0.016
IIZw40	128 ± 9	71 ± 4	...	0.251 ± 0.009
IIZw40	130 ± 6	76 ± 8	...	0.251 ± 0.009
NGC5253A	137 ± 15	110 ± 15	...	0.262 ± 0.007
IIZw70	140 ± 15	41 ± 5	...	0.246 ± 0.020
Tol35	141 ± 12	55 ± 4	...	0.257 ± 0.011
T0633—415	144 ± 2	59 ± 9	...	$0.248 \pm \pm 0.009$
POX36	156 ± 15	43 ± 4	...	0.239 ± 0.018
NGC6822V	158 ± 20	40 ± 10	...	0.244 ± 0.012
NGC6822X	180 ± 20	30 ± 10	...	0.253 ± 0.012
Tol3	185 ± 14	77 ± 5	...	0.250 ± 0.010
Tol3	193 ± 18	73 ± 8	...	0.250 ± 0.013
LMC	215 ± 15	80 ± 20	63 ± 16	0.252 ± 0.009

WSSOK 采用 36 个最贫金属河外 HII 区的资料进行统计分析。表 1 列出它们的氧、氮和碳的数密度比 y_0 、 y_N 和 y_C 以及氮丰度 Y_4 。图 2 给出 y_0 与 Y_4 的关联分布。关联的弥散

度较大, 他们用最小方均偏离得到的线性拟合为

$$Y_4 = 0.226 \pm 0.005 + (1.6 \pm 0.4) \times 10^2 y_O,$$

这样, 推断出 $Y_{4p} = 0.226 \pm 0.005$ 。若采用其中 20 个 y_O 最小的 HII 区作统计, 得到 $Y_{4p} = 0.237 \pm 0.004$, 用 10 个 y_O 最小的 HII 区则得到 $Y_{4p} = 0.236 \pm 0.005$ 。结果表明, 第三位小数不可信。他们配合以 $y_N - Y_4$ 和 $y_C - Y_4$ 的关联分析, 指出与所有分析相洽的结果是 $Y_{4p} = 0.23 \pm 0.01$ 。他们意识到这里的误差不是确切意义下的统计误差。

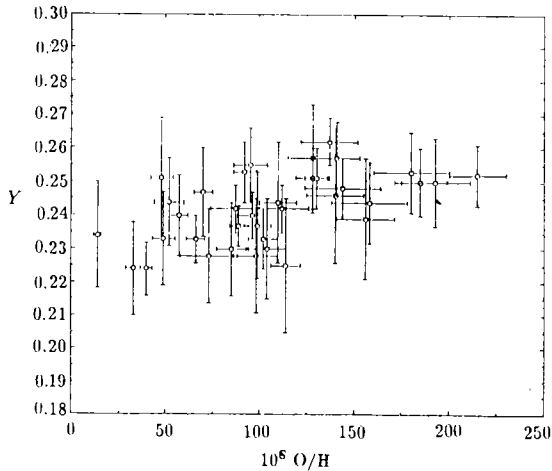


图 2 河外 HII 区氦丰度 Y_4 与氧丰度 y_O 的关联^[3]

由于 ${}^4\text{He}$ 丰度的理论值是随着 η 的增大而增大的, 因此 Y_{4p} 的上限将决定 η 的上限。

D 和 ${}^3\text{He}$: 天体中 D 和 ${}^3\text{He}$ 的含量很低, 因此, 1994 年以前, 只有银河系中较邻近的天体有 y_2 和 y_3 的测定。

1972 年人们首次在木星大气中以 CH_3D 的形式观测到 D, 以后在地面和卫星观测中陆续得到相当弥散的数据。1992 年 McCullough^[6] 重新分析卫星数据后得出, 银盘中在距太阳 $\sim 1\text{kpc}$ 范围内 $(y_2)_{\text{ISM}} = (1.5 \pm 0.2) \times 10^{-5}$ 。1993 年 Linsky 等人^[7] 首次用哈勃空间望远镜 (HST) 成功地观测到指向 Capella 双星系统方向的 D/H 比, 由于 HST 高分辨摄谱仪比过去哥白尼和 IUE 卫星的摄谱仪的谱分辨率高得多 ($\lambda/\Delta\lambda = 90000$), 光谱的信噪比也大得多, 得到了相当精确的结果: $(y_2)_{\text{LISM}} = (1.65^{+0.07}_{-0.18}) \times 10^{-5}$ 。与文献 [6] 的分析结果一致。这是否表明银盘内在距太阳 $\sim 1\text{kpc}$ 范围内 y_2 是一个常数, 尚待 HST 对其他方向的观测。

1987 年 Bania 等人^[8] 曾通过对星际 HII 区中 ${}^3\text{He}^+$ 超精细结构跃迁 3.46cm 线观测来测量 ${}^3\text{He}$ 丰度, 发现源与源之间有显著差别, 最大的可达 14.7×10^{-5} , 而最小的 $< 1 \times 10^{-5}$ 。由此无法给出单一的肯定的 $(y_3)_{\text{ISM}}$ 。

与 ISM 观测相比, 太阳系的观测结果比较确切。可是要由观测丰度推断原初丰度就必须了解它们的演化过程。

除早期宇宙外, 没有任何已知的天体过程能大量产生 D。D 的结合能很低, 极易在天体过程中烧掉, 星际气体一旦卷入恒星形成过程, 在主序前就烧成 ${}^3\text{He}$ 。而在整个演化过程中被消耗的程度依赖于具体模型, 一些极端的模型可使 y_{2p}/y_2 大到 $50^{[9]}$ 。 ${}^3\text{He}$ 丰度较复杂,

小质量星趋向于产生 ^3He ，而大星趋向于消耗 ^3He ，因此，从 ^3He 的测量值不能直接对它的原初值作出推论。考虑到 D 的主要消耗机制是 $\text{D}(p, \gamma)^3\text{He}$ ，因此考虑 $\text{D}+^3\text{He}$ 的丰度变化可以克服推论过分依赖于模型的缺点。

一般认为含碳球粒陨星 (CC) 是太阳系形成之初的物质，因此在这种陨星上测到的 ^3He 丰度可以看作是原太阳中的值。而在通过放置于月亮表面的金属叶片所作的太阳风实验中和在月球土壤及富气体陨星中测量到的 ^3He 丰度则是今天的值，它是原太阳中的 D 丰度加上 ^3He 丰度。两者之差给出原太阳中的 D 丰度^[10,11]。

基于这样的考虑 WSSOK 给出原太阳中 y_2, y_3 和 y_2+y_3 的 2σ 范围为： $1.8 \leq 10^5 \times y_{2pS} < 3.3, 1.3 \leq 10^5 \times y_{3pS} < 1.8, 3.3 \leq 10^5 \times y_{23pS} < 4.9$ 。这样， y_{2p} 有了一个可接受的宽松的下限 $1.8 \times 10^{-5} (2\sigma)$ 。为得到 y_{23p} 的上限，我们引入 ^3He 在恒星过程中的残存率 g_3 ，如果假定未被卷入恒星过程的气体比例为 f ，则有 $y_2 = f y_{2p}, y_3 = f y_{3p} + g_3(1-f)(y_{2p} + y_{3p})$ ，由于 $g_3 < 1$ ，容易推出在单循环近似下有

$$y_{23} + \left(\frac{1}{g_3} - 1\right) y_3 = y_2 + \frac{1}{g_3} y_3 > y_{2p} + y_{3p} \equiv y_{23p} \quad (2)$$

根据 Dearborn 等人^[12] 的模型计算 $g_3 \geq \frac{1}{4}$ ，这样得到

$$y_{23p} < 1.0 \times 10^{-4}$$

显然，这个数值的获得关键在对于 g_3 的估计，而这却是依赖于银河系化学演化模型的。

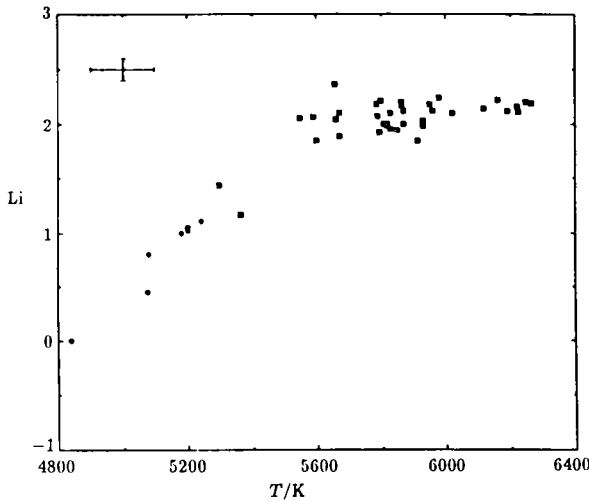


图3 最贫金属 ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$) 星族 II 星的 $[\text{Li}] - T_{\text{eff}}$ 关联。实菱形给出的是 $[\text{Li}]$ 的上限。左上角给出的是 $[\text{Li}]$ 和 T_{eff} 的代表性误差^[3]

^7Li ：在所有的元素中，从现有数据来推断 ^7Li 的原初丰度一直是最困难和最有争议的。主要原因是在不同等效温度、年龄、质量和组分的恒星中观测到的 ^7Li 丰度数据十分弥散。可是，根据 BBN 预言 ^7Li 丰度随着 η 的改变有一个极小值，与 ^4He 和 $\text{D}+^3\text{He}$ 的观测丰度相洽的 η 范围正在极小值附近， ^7Li 的原初丰度可能为重子数密度提供一个紧的约束，因此 ^7Li 丰度的探测有着极大兴趣。

图 3 和图 4 归纳了 ${}^7\text{Li}$ 的观测状况。图 3 给出的是最贫金属星族 II 星的 $[{}^7\text{Li}]^* - T_{\text{eff}}$ 关联。先驱工作是 1982 年 Spite 和 Spite^[13] 做的。当等效温度 $T_{\text{eff}} \leq 5500\text{K}$, $[{}^7\text{Li}]$ 随 T_{eff} 下降而下降, 但在 $T_{\text{eff}} = 5500 - 6300\text{K}$ 范围内形成一个“高台”, $[{}^7\text{Li}] \sim 2.1$, 只有与观测误差相

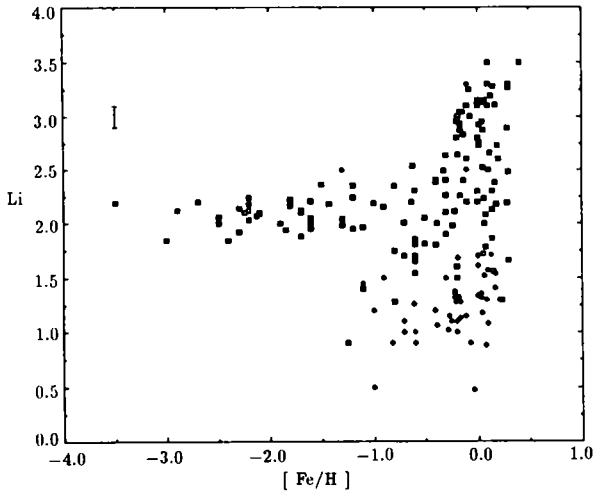


图 4 所有 $T_{\text{eff}} \geq 5500\text{K}$ 星的 $[{}^7\text{Li}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ 关联^[3]

仿的很小的弥散。其简单平均值为 $[{}^7\text{Li}] = 2.08 \pm 0.07(2\sigma)$ 。图 4 给出包括星族 I 星在内的所有 $T_{\text{eff}} \leq 5500\text{K}$ 的恒星的 $[{}^7\text{Li}] - [\text{Fe}/\text{H}]$ 关联^[14]。表明当 $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -1.5$, 随着金属丰度增大 $[{}^7\text{Li}]$ 有很大弥散, 较之“高台”区星族 II 星的 ${}^7\text{Li}$ 丰度可以有上、下各达一个量级的偏离。

对此有两种广泛讨论的设想。一种认为宇宙 $[{}^7\text{Li}]$ 丰度随着恒星过程增加而增大, 最贫金属星族 II 星“高台”区 ${}^7\text{Li}$ 丰度接近于 ${}^7\text{Li}$ 的原初丰度。 T_{eff} 低于 5500K 星 ${}^7\text{Li}$ 的减少是由于主序前燃烧, 而温度较高的星中 $[{}^7\text{Li}]$ 没有受主序前燃烧的影响, 是原初丰度的好的代表。关于图 4 中 $[{}^7\text{Li}]$ 随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的增大, 可以理解为在银河系演化过程中有锂生成, $[{}^7\text{Li}]$ 随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 也有减小的事实则最可能是在中等温度星中随着金属丰度的增大也有消耗锂的天体过程出现。问题是要找到一种机制足以解释如此大的弥散度, 使之在考虑了 ${}^7\text{Li}$ 消耗的金属丰度相关性后与现有数据相洽。但人们首先要问的是组成“高台”的星中是否也曾有过较大的消耗, 它们是否真是原初丰度的好的代表? Deliyannies 等人^[15] 详细计算了恒星的等时线, 表明, 对 $T_{\text{eff}} \leq 5500\text{K}$, $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$ 的星族 II 星的数据给出最佳拟合的是不加任何消耗机制的标准演化模型; 如果允许有小量消耗, 得到的上限 $[{}^7\text{Li}]_p \leq 2.21(2\sigma)$; 考虑有扩散的非标准演化模型, 在尚可接受的拟合下得到的上限已是 $[{}^7\text{Li}]_p \leq 2.36(2\sigma)$ 。

另一种图像是认为在 BBN 阶段合成了大量的 ${}^7\text{Li}$, 恒星过程只产生少量的 ${}^7\text{Li}$, 星族 II 恒星的低 ${}^7\text{Li}$ 丰度是老星的锂消耗机制造成的, 因此不能从老星的丰度来推断原初值, 倒是星族 I 星的丰度更接近于原初值。当然, 这个设想面临的问题是要找到大的锂消耗机制, 特别是要能解释 $T_{\text{eff}} = 5500 - 6300\text{K}$, $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$ 的星族 II 星的“高台”。讨论得最多的是旋转损耗机制^[16], 它能给“高台”以解释。但实际上这个设想的最大问题是, 如果它是对的,

* $[\text{Li}] \equiv 12 + \log(\text{Li}/\text{H})$

它将给出一个 ${}^7\text{Li}$ 丰度的大的下限, 难以与其他元素的丰度一起找到一个共同的 η 范围。

在不断增加的高质量贫金属星族 II 星光谱和改进了的星体模型计算的推动下, 愈来愈多的人在论证第一种设想的正确性。

总结上述结果, WSSOK 从 D 的下限 $y_{2p} \geq 1.8 \times 10^{-5}$ 推得 $\eta_{10} \leq 6.8$, 由 $[(D + {}^3\text{He})/H]_p \leq 1.0 \times 10^{-4}$ 推得 $\eta_{10} \geq 2.8$ 。关于 ${}^7\text{Li}$, 他们认为, 由于观测值与标准演化模型有最佳拟合, 故取其 2σ 上限为原初丰度上限 $[{}^7\text{Li}] \leq 2.15$, 由此推得 $1.9 \leq \eta_{10} \leq 3.3$, 考虑到可能存在的不确定性, 他们把这个范围扩大为 $1.6 \leq \eta_{10} \leq 4.0$ 。这样, 一个能使 D, ${}^3\text{He}$, ${}^7\text{Li}$ 的观测丰度都相洽的 η 取值范围为 $2.8 \leq \eta_{10} \leq 4.0$ 。在这个范围内 SBBN($N_\nu = 3$, $\tau_n = 889 \pm 7\text{s}$) ${}^4\text{He}$ 丰度的预期值为 $0.236 \leq Y_{\text{BBN}} \leq 0.243$, 与由观测推断的 $Y_p = 0.23 \pm 0.01$ 相洽。这样, 标准大爆炸核合成模型成功地计及了所有的轻元素的观测丰度。这些结果标示于图 1 中。

值得指出的是, 考虑到 Y_{BBN} 对 η_{10} 的对数依赖关系, 由氦丰度上限来推断 η_{10} 的上限, 误差会放大很多倍, WSSOK 用 ${}^7\text{Li}$ 丰度的上限来定 η_{10} 的上限。但是正如我们已经指出的, 在 ${}^7\text{Li}$ 原初丰度的推断中还存在着很大的不确定因素, 采用 Deliyannies 等人给出的比较保守的估计 $2.04 \leq [{}^7\text{Li}]_p \leq 2.36(2\sigma)$, SKM 得到 η_{10} 的范围是 $1.02 \leq \eta_{10} \leq 5.87$ 。虽然仍与 D, ${}^3\text{He}$, ${}^4\text{He}$ 的观测丰度相洽, 但 η_{10} 的上限却是由 Y_p 给出的^[5]: $Y_p \leq 0.24, \eta_{10} \leq 3.77$ 。

由于从核合成到现在 η 值没有改变, 由 η_{10} 的上、下限可以推断今天的重子物质密度 $\Omega_B h_{50}^2 = 1.49 \times 10^{-2} (T_\gamma/2.75)^3 \eta_{10}$, 其中 h_{50} 是以 $50\text{km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{Mpc}^{-1}$ 为单位的哈勃常数, T_γ 是宇宙背景辐射今天的温度 ($T_\gamma = 2.736$), 可得 $0.04 \leq \Omega_B h_{50}^2 \leq 0.06$ 。哈勃常数的不确定性构成了推断 Ω_B 的最大不确定性, 如果认为 $40\text{km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{Mpc}^{-1} \leq H_0 \leq 100\text{km}\cdot\text{s}^{-1}\cdot\text{Mpc}^{-1}$, 则有 $0.01 \leq \Omega_B \leq 0.10$ 。如果哈勃常数能够比较确定, 那么也就可以对暗物质的问题有较确切的推论。

容易由 (1) 式推得 $N_\nu \leq 3.3$, 与粒子物理实验值相洽。

3 最新进展

通过上节所述初步检验结果, 一方面可以看到, SBBN 理论能在一个相当窄的 η 范围内与观测结果全面相洽, 人们有理由相信, 更深入的观测研究不但能在更高层次上检验 BBN 理论, 而且有可能最终导致对宇宙重子物质密度和中微子种数等重要物理量的确定; 而从另一角度看, 这些结果又包含着令人不安的因素。由 $D+{}^3\text{He}$ 丰度给出的下限 $\eta_{10} \geq 2.8$ 表明, Y_p 不能小于 0.237, 可是这与 Y_p 的观测上限 0.24 是如此接近, 实际上由各种关联统计得到的 Y_p 都小于 0.24。正是在这样的意义下, 进一步的检验将是十分关键的, 而 1994 年上半年的两个重要进展更进一步把问题推向深入。

3.1 原初氦丰度的第三位小数

1992 年 Pagel 等人^[17](PSTE) 收集了几十个金属丰度 $< Z_\odot/4$ 的河外 HII 区的资料。借此, 很多人分析了这些 HII 区的 $Y-O/H, Y-N/H$ 关联, 导出了 Y_p 。可是所有的分析仍然只能在 $0.22 \leq Y_p \leq 0.24$ 的粗略结果上达到一致。为使 Y_p 的第三位小数有意义, 它必须有 1%—2% 的精度。除了充足的资料外, 在样本选择、统计分析和外推到金属丰度为零的整个过程中, 都需小心谨慎。

1994 年 Skillman 等人^[18] 提供了 11 个新的最贫金属 HII 区的资料。在 PSTE 和 Skillman

等人的 48 个贫金属河外 HII 区资料的基础上, Olive 和 Steigman^[19](OS) 进行了详尽的分析。

为了提高分析的精度, 首先需要尽可能地减小各种造成数据弥散的因素。由于 HII 区很小, 无论是时间上还是空间上, 局域过程会起重要作用, 这将造成 $Y-O/H$, $Y-N/H$, $N/H-O/H$ 等关联对演化模型平均值的偏离。Pagel 等人^[20] 曾指出, 具有 Wolf-Rayet 光谱特征的源因受含有氢燃烧产物的星风的影响, 相对其氧含量来说, 会有多余的氮和氦, 其 N/O 高, 在 $Y-O/H$ 关联图中向上偏, 而在 $Y-N/H$ 中则向下偏。其他如刚发生过星暴的区域, 相对其氮含量来说, 会有较多的氧, ${}^4\text{He}$ 也会略多, 其 N/O 偏低, $Y-O/H$ 关联图中下偏, $Y-N/H$ 中则上偏。再如由大量的星风和超新星爆发形成过超泡的区域, 失去了氧, 而小星产生的 N 和 ${}^4\text{He}$ 保留了下来, 其 N/O 偏高, $Y-O/H$ 关联图中上偏, $Y-N/H$ 中则下偏。

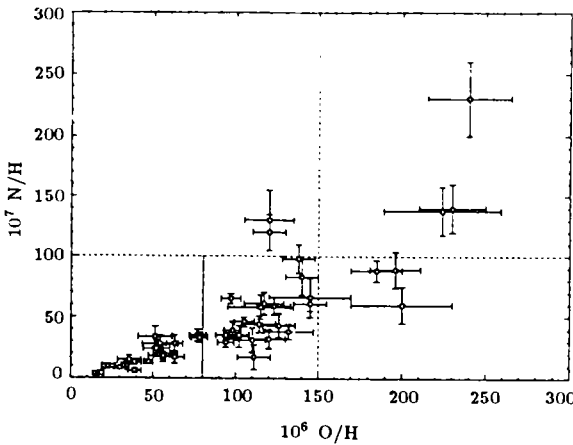


图 5 文献 [17] 和 [18] 提供的 48 个 HII 区的氮氧丰度数据^[19]

据此他们取了 $N/H \leq 1.0 \times 10^{-5}$ 和 $O/H \leq 1.5 \times 10^{-4}$ 的约束, 去掉了 8 个氧含量或者氮含量或者两者都太高的区域 (见图 5)。这样做的另一个重要原因是, ${}^4\text{He}$ 丰度是根据 ${}^4\text{He}$ 的一次和二次电离复合线来测定的, 中性 ${}^4\text{He}$ 并没有观测。如果 HII 区和 HeII 区并不重合, 忽略 HeI 将引入系统误差。对 HII 区的模型计算表明, 对于被最热恒星电离的最高激发区, HII 区和 HeII 区在 $\sim 1\%$ 的准确度内重合, 由于愈贫金属的恒星温度愈高, 因此限于最贫金属的 HII 区可使系统误差最小化。

Mathews 等人^[21] 在进一步研究了丰度演化的模型后, 对用线性外推法求 Y_p 的可行性提出质疑。考虑到这些因素, OS 对样本作了各种可能的选择, 并作了各种相关性分析。他们发现, 对现有资料来说, 比起简单加权平均和三参数的非线性拟合来, 线性拟合在统计上是最好的, 各种不同选择样品的方法可以导致相互符合的结果:

$$Y_p = 0.232 \pm 0.003, \quad \text{即 } Y_p^{2\sigma} \leq 0.238$$

Skillman & Kennicutt^[22] 和 Skillman 等人^[23] 对 IZw18 中的两个 HII 区和 UGC4483 中的一个 HII 区进行了特别认真细致的分析, 使其中每一个的氮丰度测定都达到好于 3% 的精度, 其加权平均值为: $Y_p \leq 0.234 \pm 0.004$, 与上述结果一致。

OS 和 SKM 都指出, 有一系列因素可能造成系统误差。如前面已经提到的 HII 区和 HeII

区可能不完全重合,会导致 $\sim 1\%—2\%$ 的误差;碰撞激发的影响,虽然据估计在大多数情况下可以忽略,但是也许 $\sim 1\%—2\%$ 的修正不能完全排除;其他诸如星际红化,电离UV流量的不确定性,尘埃造成的重元素消耗等。还有,如果星系早期演化时有一代大质量星族II星形成^[24],将产生大量的氦和较少的重元素,这将导致较低的 Y_p 值。Davidson等人^[25]估计系统误差可导致 Y_p 有 ± 0.01 的不确定性。Pagel^[26]估计为 ± 0.005 。OS也采取 ± 0.005 。这样,有 $Y_p^{\max} = Y_p^{2\sigma} + \sigma_{\text{sys}} \leq 0.243$ 。

为得到一个精确到0.0001的氦丰度理论值, Kernan等人详细考虑的各个因素,给出了对于WSSOK的 Y_{BBN} 值的改正值^[27-30]。对于 $N_\nu = 3$ 和给定的 τ_n ,

$$Y_{\text{BBN}}(K) - Y_{\text{BBN}}(\text{WSSOK}) = 0.0021 + 0.0004 \ln \eta_{10},$$

对于有关的 η 范围 $2 \leq \eta_{10} \leq 4$,这个改正值为0.0024—0.0027。由于WSSOK取的 τ_n 值为 $882\text{s} \leq \tau_n \leq 896\text{s}$,而1992年的“世界平均值”已改进为 $885\text{s} \leq \tau_n \leq 893\text{s}$,这使 τ_n 的下限提高了3s,相应地使 Y_{BBN} 的下限提高了+0.0006。这样,对给定的 η_{10} , Y_{BBN} 总的改正值 $\approx +0.003$ 。

根据这个改进了的理论值,与 $Y_p^{2\sigma} \leq 0.238$ 和 $Y_p^{\max} \leq 0.243$ 相应的 η_{10} 分别为 $\eta_{10} \leq 2.5$ 和3.9。值得注意的是由 $Y_p^{2\sigma}$ 定出的值已经低于由 $D+^3\text{He}$ 丰度定出的下限 $\eta_{10} \geq 2.8$ 了。当然,考虑到由氦丰度定 η_{10} 误差会放大很多: $\Delta Y_p = 0.0104 \eta_{10}^{-1} \Delta \eta_{10}$,如果 $\Delta Y_p = 0.001$,则 $\Delta \eta_{10} = 0.1 \eta_{10}$ 。所以现在还不能得出两者矛盾的结论。但是考虑到这里用的是 Y_p 的 2σ 上限,实际值可能还小于它,这里潜在的问题就十分值得注意了。正是在这个意义上说,SBBN面临严峻考验。

3.2 高红移吸收云中氦丰度的测定

如前所述,宇宙氦丰度是随着演化过程单调下降的,因此非常接近原初状态的高红移类星体的吸收线可能是研究原初氦丰度的最理想对象^[31]。可是要实现这类观测是困难的。空间望远镜虽能直接测量Lyman系列,不受大气对紫外吸收的影响,并且1993年已经测到银河ISM中的氦丰度,但是,空间望远镜的口径较小,而且可以利用的高柱密度吸收系统的研究成果很少。在地面上观测则要满足众多条件:(1)要求吸收体红移 > 3 ,以使Lyman系列能红移至地面的可见区($\lambda > 4000\text{\AA}$);(2)因为需要高光谱分辨率($\sim 10\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$),类星体要较为明亮;(3)吸收体的柱密度要高,以便能测定谱线的 b 值和最强的几条谱线的相对强度;(4)吸收体的丰度要尽可能低,以保证由恒星演化导致的对氦的瓦解较少。因Lyman- α 线丛的存在,需要足够幸运才能保证在高红移吸收线中比氢线弱4个量级的D谱线不被其他氢云所污染和遮挡。

1994年两个组相互独立地选取了同一类星体并相继取得成功。选取的吸收云是Chaffee等人^[32,33]详细研究过的贫金属且柱密度较高的吸收云,位于Q0014+813($z = 3.410$,视星等16.9)视线上,红移为3.32,氢柱密度近于 $10^{17}\cdot\text{cm}^{-2}$ 。Songaila等人^[34]和Carswell等人^[35]均在此云中探测到D/H值为 $(1.9—2.5) \times 10^{-4}$ 。Songaila等人根据阶梯光栅68阶中发现的Lyman α 线丛的数目估计,氢云恰好落在D线位置 $\pm 5\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ 之内的几率为3%,Carswell等人留有余地的估计几率为15%,因此这一结果在没有得到其他吸收云的证实之前,只能作为D丰度的上限值。它与WSSOK根据太阳系内观测得到的 $[(D+^3\text{He})/H]_p$ 的上限 1.0×10^{-4} 显著矛盾,但是却与 ^4He 丰度研究中 Y_p 偏小的趋向相洽,因而引起人们的极大关注。

4 结 束 语

作为热大爆炸宇宙学的三大支柱之一,核合成模型在 40 年代末成功地解释了宇宙氦丰度,并导致了存在宇宙微波背景辐射的预言。将近 50 年后的今天,各种观测事实,特别是 COBE 卫星的观测证明了微波背景辐射的性质与大爆炸理论预言全面相符,没有任何别的理论能够同时解释这些观测特征。这样,人们最终相信宇宙确曾热至 4000K 以上。使得在更早期的宇宙中曾发生过核合成,成了几乎是不可避免的推论。

核合成理论本身,随着各个方面,特别是观测上的进展,到了 90 年代初已经能以一个相当窄的 η 范围全面解释 ^4H 、 D 、 $\text{D}+^3\text{He}$ 、 ^7Li 的宇宙丰度。人们期待,随着观测研究的进展, SBBN 理论将在更高层次上得到验证,并最终导致对宇宙重子物质密度和中微子种数的最终确定。但是,另一方面,由 $[(\text{D}+^3\text{He})/\text{H}]_{\text{p}}$ 上限得出的 $\eta_{10} \leq 2.8$ 表明, Y_{p} 不能小于 0.237, 而由各种关联统计得到的 Y_{p} 都小于上限 0.24, 因此存在着出现矛盾的可能性。

1994 年上半年 Skillman 提供的新的 11 个最贫金属 HII 区的资料和 OS 的详尽分析,正是这种更深层次检验的开端。它使得 Y_{p} 的第三位小数有效,而其结果却正是使 Y_{p} 的上限改小: $Y_{\text{p}}^{(2\sigma)} \leq 0.238$, 从而使出现矛盾的可能性大大增强了。如果矛盾最终出现,那么或者是核合成理论应该被否定,或者是 $[(\text{D}+^3\text{He})/\text{H}]_{\text{p}}$ 上限的推断中有问题。而正如我们前文中已经指出的,这个上限的获得,关键在对 ^3He 残存率的估计,这是与银河系化学演化模型有关的。

正是在这个背景下,高红移吸收云中氦丰度的测量结果引起人们的加倍关注。如果它为对其他高红移吸收云的观测所证实,那么 $Y_{\text{p}} > 0.237$ 的限制应当打破,亦即原来对 $[(\text{D}+^3\text{He})/\text{H}]_{\text{p}}$ 的推断有问题。人们必须面对严重的银河系化学演化问题:如何解释 D 丰度如此大幅度降低而 ^3He 丰度却没有显著增长。与此同时, ^7Li 丰度的研究也必将引起更大关注。

从星系化学演化的角度来看, D 消耗必然导致 ^3He 的增加,而要使 ^3He 消耗掉,必然要增加经过恒星过程特别是大质量恒星过程的气体的比例,而这又必然会加重重元素的产额,宇宙重元素的总和构成了对通过恒星过程的气体数量的严格限制。Delbourgo-Salvador 等人^[36,9]曾讨论过局域过程使局域氦丰度降低 10 倍以上的可能性,但是他们没有同时讨论 ^3He 的丰度。Vangioni-Flam 等人^[37]曾探讨过在 $y_{2\text{p}} = 1 \times 10^{-4}$, $y_{3\text{p}} = 5 \times 10^{-5}$ 的情况下使 $y_2 \leq 1 \times 10^{-5}$, 而 ^3He 和 Z 的丰度没有过分增长的可能性。Dearborn 等人^[12]在对不同质量恒星的 g_3 作多种模型计算的基础上,得出在单循环近似下,即使对于会造成重元素产额过高的 Salpeter 谱, ^3He 的损耗也不会超过 40% 的结论。Steigman 和 Tosi^[38]讨论了 D 和 ^3He 的银河系演化,指出只要是考虑一代恒星的效应,不依赖于 IMF 和 SFR 的假定,都有 $g_3 \geq \frac{1}{4}$ 的结论。而考虑多代恒星时,为了不使重元素丰度过高,必须引入原初丰度气体的落入 (infall), 因而,显著降低 g_3 是十分困难的。正是在这个意义上, Steigman^[39]认为 Songaila 等人 and Carswell 等人观测到的 D/H 大了约 3 倍,这些吸收线不是来自氦,而是来自飞行中的氦。

看来,对于 SBBN 来说,对河外 HII 区中氦丰度和高红移吸收云中氦丰度的进一步测量是至关重要的,与此同时,关于 D 和 ^3He 丰度的化学演化的进一步研究也是应当重视的。

参 考 文 献

- [1] The LEP Collab., *Phys. Lett. B*, 1992, 276: 247
- [2] Hayashi C, *Progr. Theor. Phys.*, 1950, 5: 224
- [3] Walker T P, Steigman G, Schramm D N et al. *Ap. J.*, 1991, 376: 51(WSSOK)
- [4] Krauss L M, Romanelli P, *Ap. J.*, 1990, 358: 47
- [5] Smith M S, Kawano L H, Malaney R A. *Ap. J. Suppl.*, 1993, 85: 219(SKM)
- [6] McCullough P R, *Ap. J.*, 1992, 390: 213
- [7] Linsky J L, Brown A, Gaylay K et al. *Ap. J.*, 1993, 402: 694
- [8] Bania T M, Rood R T, Wilson T L, *Ap. J.*, 1987, 323: 30
- [9] Delbourgo-Salvador P, Audouze J, Vidal-Madjar A, *Astron. Astrophys.*, 1987, 174: 365
- [10] Black D C. *Nature Phys. Sci.*, 1971, 231: 1480
- [11] Geiss J, Reeves H. *Astron. Astrophys.*, 1972, 18: 126
- [12] Dearborn D S P, Schramm D N, Steigman G. *Ap. J.*, 1986, 302: 35
- [13] Spite F, Spite M. *Nature*, 1982, 297: 483
- [14] Rebolo R, Beckman J E, Molaro P. *Astron. Astrophys.*, 1988, 192: 192
- [15] Deliyannies C P. Ph. D. Thesis, New Haven, Connecticut: Yale Univ., 1990
- [16] Pinsonneault M H, Deliyannies C P, Demarque P. *Ap. J. Suppl.*, 1992, 78: 179
- [17] Pagel B E J, Simonson E A, Terlevich R J et al. *M.N.R.A.S.*, 1992, 255: 325(PSTE)
- [18] Garnett D R, Dufour R J, Peimbert M et al. *Ap. J.*, 1995, 449: L77
- [19] Olive K A, Steigman G. *Ap. J. Suppl.*, 1995, 97: 45
- [20] Pagel B E J, Terlevich R J, Melnick J. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1986, 98: 1005
- [21] Mathews G J, Boyd R N, Fuller G M. *Ap. J.*, 1993, 403: 65
- [22] Skillman E, Kennicutt R C. *Ap. J.*, 1993, 411: 655
- [23] Skillman E, Terlevich R J, Kennicutt R C et al. *Ap. J.*, 1994, 431: 172
- [24] Bond J R, Arnett W D, Carr B. *Ap. J.*, 1984, 280: 825
- [25] Davidson K, Kinman T D. *Ap. J. Suppl.*, 1985, 58: 321
- [26] Pagel B E J. *Phys Scripta T*, 1991, 36: 7
- [27] Kernan P, Ph. D. Thesis, Ohio: Ohio State Univ., 1993
- [28] Seckel D. Preprint, 1994
- [29] Gyuk G, Turner M S. *Phys. Rev. D*, 1994, 50: 6130
- [30] Kernan P, Steigman G, Walker T P. 1994, in preparation (KSW)
- [31] Webb J K, Carswell R F, Irwin M J et al. *M.N.R.A.S.*, 1991, 250: 657
- [32] Chaffee F H, Foltz C B, Roser H J et al. *Ap. J.*, 1988, 292: 362
- [33] Chaffee F H, Foltz C B, Bechtold J et al. *Ap. J.*, 1989, 301: 116
- [34] Songaila A, Cowie L L, Hogan C J et al. *Nature*, 1994, 368: 599
- [35] Carswell R F, Rauch M, Weymann R J et al. *M.N.R.A.S.*, 1994, 268: 11
- [36] Delbourgo-Salvador P, Gry C, Malinie G et al. *Astron. Astrophys.*, 1985, 150: 53
- [37] Vangioni-Flam E, Audouze J. *Astron. Astrophys.*, 1988, 193: 81
- [38] Steigman G, Tosi M. *Ap. J.*, 1992, 401: 150
- [39] Steigman G. *M.N.R.A.S.*, 1994, 269: L53

(责任编辑 刘金铭)

Recent Progress in the Research of Big Bang Nucleosynthesis

Chen Shi Ma Er Yu Yunqiang

(1. *Institute of Theoretical Physics, The Chinese Academy of Sciences, Beijing 100080*)

(2. *Beijing Astronomical Observatory, The Chinese Academy of Sciences, Beijing 100080*)

(3. *Department of Physics, Beijing University, Beijing 100871*)

Abstract

The theoretical and observational aspects for standard big bang nucleosynthesis (SBBN) model have been expounded. The latest progress in 1994 has been emphasized and discussed: as the primordial ${}^4\text{He}$ abundance, which has been determined to three significant digits, might conflict with the primordial $\text{D}+{}^3\text{He}$ abundance deduced from the Milky Way observations and chemical evolution theory, the SBB model may be confronted with severe test. The result of possible detection of D abundance in low metallicity QSO absorption spectrum with high redshift apparently conflicts with the present value for primordial $\text{D}+{}^3\text{He}$ abundance, but accord with the trend of getting smaller of Y_{4p} , which might put the Milky Way chemical evolution theory in question. Therefore the further observations of ${}^4\text{He}$ abundance in extragalactic HII regions and D abundance in high redshift absorption clouds together with the research of chemical evolution of D and ${}^3\text{He}$ abundance are invaluable.

Key words nuclear reactions, nucleosynthesis, abundance—stars: population II—HII regions