

导致宇宙年龄矛盾的原因出于何处呢? 人们正在进行各种各样的猜测和探索. 究竟 NGC4571 或 M100 是否真处在室女团中心呢? 如果它们并不处在室女团中心而是更靠近银河系, 则推得的  $H_0$  值将比目前得出的更小. 是否不同星系中由于演化上的区别而使其中的造父变星的金属丰度会有所不同, 这种不同会影响到造父变星光变周期与光度间的关系; 是否可能我们对恒星演化的了解并不如想象的那样清楚, 因而在确定恒星年龄时并不准确. 另一方面, 问题也可能出在宇宙学方面. 可能我们会处在一个真空能量不为零的宇宙中. 这时宇宙学参数还必须加上一个被称为宇宙学常数的量  $\Lambda$ , 它的存在可以使给定的  $H_0$  所相应的宇宙年龄变长. 还有一种可能是我们的宇宙的确是低密度的, 因而  $q_0$  较小. 也许宇宙是小  $q_0$  并且  $\Lambda$  也不为零. 室女团虽然距我们已较远, 但有可能在这样的距离甚至更大一些距离上, 宇宙局域不均匀性仍然有相当强的影响. 如果银河系正好是处在局域密度较低的区域, 则从它附近观测到的  $H_0$  值可能会比宇宙整体膨胀的  $H_0$  值更大<sup>[3]</sup>.

前不久, 坦威尔 (N. R. Tanvir) 等人<sup>[4]</sup>, 报

告了他们用哈勃空间望远镜对 M96 中造父变星的观测结果. 这一观测推得的哈勃常数  $H_0 = 69 \pm 8 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . 对不同星系观测得到  $H_0$  值的差异也许说明我们周围的星系, 甚至室女团中的星系都有复杂的运动. 只有更好地了解室女团内星系的运动后, 我们才能更清楚地分析观测数据和更准确地定出  $H_0$ . 按现在的计划, 在二、三年内, 我们可以取得多达 20 个室女团星系用造父变星定出的距离. 那时, 我们也许会对宇宙年龄有更清楚一些的了解.

宇宙年龄矛盾受到较大关注的另一个原因是, 这一冲突正好出现在人们自以为最了解、理论上最清楚的两个天体物理领域之间. 这两个领域就是恒星物理和宇宙学. 无论最终导致哪一领域认识上的改变, 都势必是相当重要的进展.

### 参 考 文 献

- [1] M. J. Pierce et al., *Nature*, **371**(1994), 385.
- [2] W. L. Freedman et al., *Nature*, **371**(1994), 757.
- [3] X. P. Wu et al., *Astrophys. J.* **448**(1995), L65.
- [4] N. R. Tanvir et al., *Nature*, **377**(1995), 27.

## 宇宙轻元素丰度研究的新进展\*

陈 时

(中国科学院理论物理研究所, 北京 100080)

**摘 要** 介绍了宇宙轻元素丰度的标准大爆炸核合成 (SBBN) 模型、理论和观测状况, 特别是 1994 年的最新进展: 已有三位有效数的  $^4\text{He}$  丰度原初值  $Y_p$  与由银河系观测推得的  $\text{D} + ^3\text{He}$  丰度原初值  $y_{23p}$  间出现矛盾可能性, 使 SBBN 模型面临考验; 高红移吸收云中氦丰度测量的有关结果与原有  $y_{23p}$  显著矛盾, 而与  $Y_p$  偏小的趋向相洽, 这可能对银河系化学演化模型提出质疑. 因此, 河外 H II 区中氦丰度和高红移吸收云中氦丰度的测量及  $\text{D}$  和  $^3\text{He}$  丰度化学演化的研究值得重视.

**关键词** 早期宇宙, 元素丰度, 核合成

40 年代末, 为了解释宇宙中氦丰度大得难以用恒星内的核合成来说明的事实, Gamow 提

\* 国家自然科学基金资助项目.

1995 年 10 月 11 日收到.

出了元素的宇宙学起源理论:在高温高密度的宇宙早期,由于存在着大量的自由中子,从中子和质子形成氘核开始,接连不断的中子俘获可以迅速形成各种元素. 1950年, Hayashi 指出核合成过程中中子-质子平衡的重要作用,这样,宇宙核合成只能生成几种轻元素. 这就是轻元素的宇宙学合成理论,通常称为大爆炸核合成(BBN)理论. 这个理论有一重要推论:随着宇宙因膨胀而降温,离子终将成为中性原子,退耦的光子形成一个当今温度约为 5K 的微波背景辐射(CMBR),它应该具有黑体辐射谱. 1965年人们测到了 3K 的 CMBR; 1989年 COBE 卫星的测量证明了 CMBR 的性质与标准大爆炸模型的理论预言全面相符,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,使得在更早期宇宙中曾发生过核合成,成了几乎是不可避免的推论.

## 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  $T \geq 1 \text{ MeV}^{(1)}$  时,中子和质子之间的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:  $N_n/N_p = \exp(-Q/T)$ ,  $Q \equiv (m_n - m_p)c^2 = 1.293 \text{ MeV}$ ; 当  $T < 1 \text{ MeV}$  时,弱作用退耦,  $N_n/N_p$  值冻结,并由于中子衰变而缓慢减少. 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、正反电子和几种正反中微子. 按照粒子物理标准模型,中微子种数  $N_\nu = 3$ . 根据  $Z^0$  衰变实验<sup>[1]</sup>,质量小于  $m_Z/2 = 45.6 \text{ GeV}$  的中微子种数为  $3.00 \pm 0.05$ . 因此现在核合成理论把  $N_\nu = 3$  取为标准值. 如果  $\tau$  中微子的质量大于  $1 \text{ MeV}$ ,或

者还有其他不与  $Z^0$  耦合的轻稳定粒子存在,  $N_\nu$  将偏离这个值.

中子和质子间弱作用的速率可由中子衰变寿命  $\tau_n$  来表征,它决定核合成开始时的  $N_n/N_p$  值,从而决定  $^4\text{He}$  的产额.  $\tau_n$  愈大,  $^4\text{He}$  的产额愈大.

核子与光子的数密度比  $\eta$  影响 D 核光分裂的几率.  $\eta$  愈大,每一个核子周围的光子数愈少,氘合成发生愈早,衰变消耗的中子愈少,  $^4\text{He}$  的产额愈高. 光子数密度是可以确切算出的,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  $\eta$  范围内计算各种轻元素的产额随  $\eta$  的变化,并把  $N_\nu$  作为参数.

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  $^4\text{He}$ , 它的丰度用氦的总质量与重子物质总质量之比来描述,记为  $Y$ , 其值约为 0.24. 其他核的丰度习惯上用它们和氢的粒子数比来描述,记为  $y_i$ , D 和  $^3\text{He}$  的产额  $y_2$  和  $y_3$  约为  $10^{-5} - 10^{-4}$ ,  $^7\text{Li}$  的产额  $y_7$  约为  $10^{-10} - 10^{-9}$ . 过去,  $\tau_n$  的误差制约了  $^4\text{He}$  丰度计算的准确度,使第三位小数没有意义. 80 年代末以来,  $\tau_n$  的测量有很大改进,促使认真考虑弱作用和核反应过程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.

Walker 等<sup>[2]</sup>考虑了弱作用的温度修正,以  $\eta_{10}^{(2)}$ ,  $N_\nu$  和  $\tau_n$  为可调参量,给出在  $3 \leq \eta_{10} \leq 10$  的范围内准确到  $\pm 0.001$  的氦丰度的理论值:

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

图 1 给出了他们关于  $Y$ ,  $y_2$ ,  $y_3$ ,  $y_2 + y_3$  和  $y_7$  作为  $\eta_{10}$  的函数的计算结果,其中取  $N_\nu = 3.0$ ,  $\tau_n = 889 \pm 7 \text{ s}$ . Smith 等<sup>[3]</sup>考虑了核反应截面对

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

2)  $\eta_{10} \equiv \eta \times 10^{10}$ .

温度的依赖关系和核反应截面误差导致的不确定性, 所得结果与文献[2]有值得注意的差别, 表明他们各自考虑的改正因素都是值得考虑的.

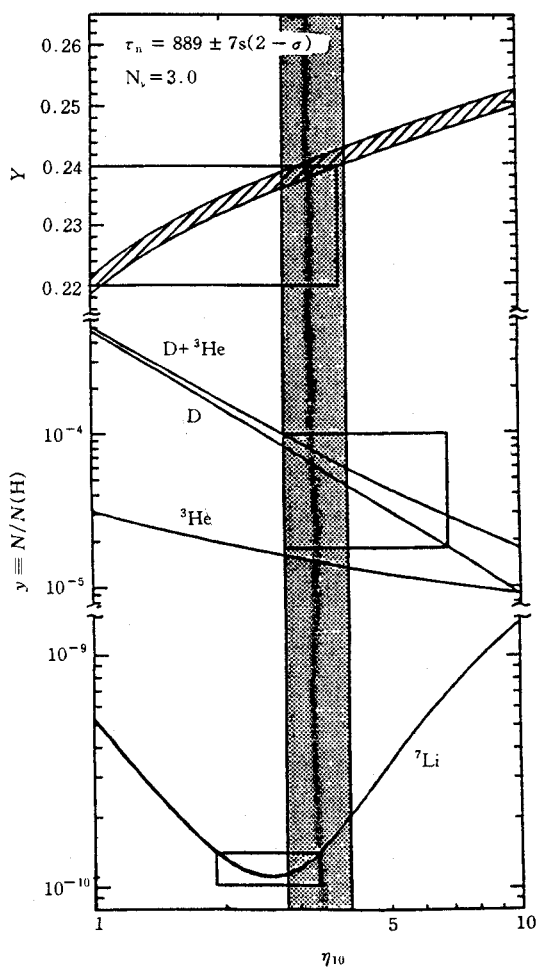


图1  $Y, y_2, y_3, y_2 + y_3$  和  $y_7$  作为  $\eta_{10}$  函数的理论曲线, 同时给出由观测定出的有 95% 置信度的各个量的上、下限以及可以使所有观测结果相洽的  $\eta_{10}$  取值范围<sup>[2]</sup>

## 2 标准大爆炸核合成模型的实测检验

标准大爆炸核合成模型的理论预期值(以下我们加 BBN 下标来标记)的实测检验蕴含着重大困难: 理论计算的是宇宙核合成停止时刻的元素丰度, 而观测得到的是大约 100 亿年以

后的丰度, 这期间恒星的形成和死亡会显著改变介质中的元素丰度, 使二者不能直接比较. 因此几十年来实测检验围绕着两个方面进行: 一是尽量减少恒星演化的影响, 以使能从实测值最后推断原初值; 二是对几种元素丰度进行综合检验, 要求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  $^4\text{He}$  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. 下面将分别讨论.

### 2.1 $^4\text{He}$ 丰度的测量

$^4\text{He}$  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  $^4\text{He}$ , 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 H II 区. 通常认为铁和氧的含量是恒星过程影响的好的代表, 河外 H II 区中铁丰度无法测量, 而氧丰度能测定, 后者被用作恒星影响程度的标志. 实测统计表明, 氧丰度  $y_{\text{O}}$  低的河外 H II 区中氮丰度也低, 对大量河外 H II 区的实测资料作关联分析, 找出  $y_{\text{O}}$  与  $Y$  的统计关联, 再外推到  $y_{\text{O}} \rightarrow 0$ , 可得到  $Y$  的原初值  $Y_{\text{p}}$ . 以下我们用外加下标 p 来标记由观测推断得到的原初值.

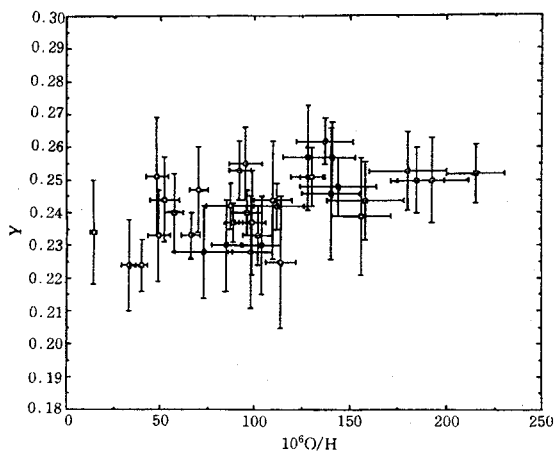


图2 河外 H II 区氮丰度与氧丰度的关联<sup>[2]</sup>

文献[2]采用 36 个最贫金属河外 H II 区的资料进行统计分析, 得到  $y_{\text{O}}$  与  $Y$  的关联分布(见图 2), 其弥散度较大, 第三位小数不可信.

配合以 $^4\text{He}$ 与氮和碳丰度的关联分析,与所有分析相洽的结果是 $Y_p = 0.23 \pm 0.01$ . 由于 $^4\text{He}$ 丰度的理论值是随 $\eta$ 增大而增大的, $Y_p$ 的上限将决定 $\eta$ 的上限.

### 2.2 D和 $^3\text{He}$ 丰度的测量

除早期宇宙外,没有任何已知的天体过程能大量产生D,而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过程,在主序前D就烧成 $^3\text{He}$ ,整个演化过程中被消耗的程度依赖于具体模型. $^3\text{He}$ 丰度较复杂,低质量星趋于产生 $^3\text{He}$ ,大星趋于消耗 $^3\text{He}$ ,因此从 $^3\text{He}$ 测量值不能直接对它的原初值作出推论.考虑到D的主要消耗机制是生成 $^3\text{He}$ ,讨论D+ $^3\text{He}$ 丰度的变化可以克服推论过分依赖模型的缺点.

一般认为含碳球粒陨星是太阳系形成之初的物质,其 $^3\text{He}$ 丰度是原太阳中的值,而月球表面和富气体陨星中测到的 $^3\text{He}$ 丰度则是今天的值,是原太阳中的D丰度加 $^3\text{He}$ 丰度,二者之差给出原太阳中的D丰度.这样, $y_{2p}$ 有了一个可接受的宽松的下限.为得到 $y_{23p}$ 的上限,关键在于对 $^3\text{He}$ 在恒星过程中残存率 $g_3$ 的估计,这是依赖于银河系化学演化模型的.文献[2]给出包括了二倍标准误差的 $y_{23p}^{(2\sigma)} \geq 1.8 \times 10^{-5}$ ,并根据Dearborn等[4]由模型计算得到的 $g_3 \geq 1/4$ ,推得 $y_{23p}^{(2\sigma)} < 1.0 \times 10^{-4}$ .

### 2.3 $^7\text{Li}$ 丰度的测量

由于在不同等效温度、年龄、质量和组分的恒星中观测到的 $^7\text{Li}$ 丰度数据十分弥散, $^7\text{Li}$ 原初丰度的推断一直是最困难和最有争议的.

图3给出的是最贫金属星族II星的 $[\text{Li}]^1 \sim T_{\text{eff}}$ 关联.当等效温度 $T_{\text{eff}} \leq 5500\text{K}$ , $[\text{Li}]$ 随 $T_{\text{eff}}$ 下降而下降,但在5500—6300K范围内形成一个“高台”,只有与观测误差相仿的很小的弥散度,其简单平均值为 $[\text{Li}]^{(2\sigma)} = 2.08 \pm 0.07$ .

一种为愈来愈多的人所接受的设想是,认为宇宙 $^7\text{Li}$ 丰度总的说来是随着恒星过程增加而增大的,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. $T_{\text{eff}}$ 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 $[\text{Li}]$ 没有受主序前燃烧的影响,是原初丰度的好的代表.

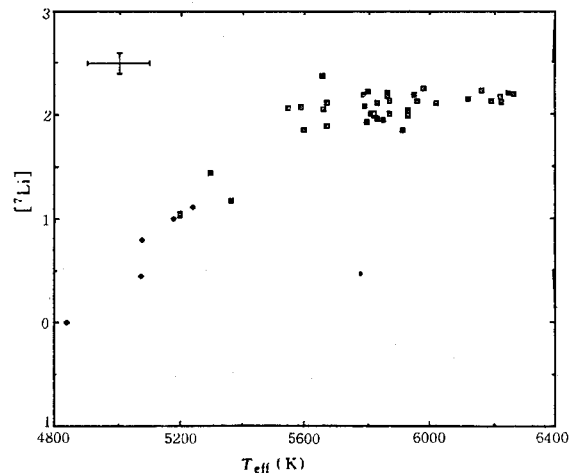


图3 最贫金属( $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$ )星族II星的 $[\text{Li}] \sim T_{\text{eff}}$ 关联.实菱形给出的是 $[\text{Li}]$ 的上限.左上角给出的是 $[\text{Li}]$ 和 $T_{\text{eff}}$ 的代表性误差[2]

Deliyannies等[5]通过详细计算表明,对于 $T_{\text{eff}} \geq 5500\text{K}$ , $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.3$ 的星族II星的数据,不加任何 $^7\text{Li}$ 消耗机制的标准演化模型给出了最佳拟合,得到的上限为 $[\text{Li}]_p^{(2\sigma)} \leq 2.15$ ;而有扩散的非标准演化模型可给出尚可接受的拟合,上限为 $[\text{Li}]_p^{(2\sigma)} \leq 2.36$ .

总结上述结果,文献[2]从D丰度的下限推得 $\eta_{10} \leq 6.8$ ,从 $y_{23p}$ 的上限推得 $\eta_{10} \geq 2.8$ .考虑到 $Y_{\text{BBN}}$ 对 $\eta_{10}$ 的对数依赖关系,由氮丰度上限推断 $\eta_{10}$ 的上限误差会放大很多倍,所以他们用 $^7\text{Li}$ 丰度的上限来定 $\eta_{10}$ 的上限.并认为,由于标准演化模型与观测值有最佳拟合,故由 $[\text{Li}]_p^{(2\sigma)} \leq 2.15$ 来推得 $\eta_{10} \leq 3.3$ .考虑到可能存在的不确定性,扩大为 $\eta_{10} \leq 4.0$ .这样,一个能与D, $^3\text{He}$ , $^7\text{Li}$ 的观测丰度相洽的 $\eta$ 取值范围为 $2.8 \leq \eta_{10} \leq 4.0$ .在这个范围内,SBBN(取 $N_\nu = 3$ , $\tau_n = 887 \pm 7\text{s}$ ) $^4\text{He}$ 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,SBBN模型

1)  $[\text{Li}] = 12 + \log[\text{Li}/\text{H}]$ .

成功地计及了所有的轻元素的观测丰度. 这些结果已标示在图 1 中.

文献[3]考虑到 $[^7\text{Li}]_p$ 推断中的不确定性, 采用较保守的 $[^7\text{Li}]_p^{(2\sigma)} \leq 2.36$  推得  $\eta_{10} \leq 5.87$ . 这样, 虽然仍可得到使四种元素的观测丰度都相洽的  $\eta$  取值范围,  $\eta_{10}$  的上限却是由  $Y_p$  给出:  $Y_p \leq 0.24$ ,  $\eta_{10} \leq 3.77$ .

### 3 1994 年的新进展

我们看到, SBBN 理论能在一个相当窄的  $\eta$  范围内与观测结果全面相洽, 人们有理由相信, 更深入的观测研究能在更高层次上检验 BBN 理论. 而且由于从核合成到现在,  $\eta$  值没有改变, 从  $\eta$  的上下限可以推断今天重子物质密度的上下限. 此外还能推断中微子的种数. 二者都是重要的物理量. 然而, 从另一角度看, 这些结果又包含着令人不安的因素.  $y_{23p}$  的下限给出  $\eta_{10} \geq 2.8$ , 这表明  $Y_p$  不能小于 0.237, 而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, 进一步的检验十分关键. 1994 年上半年的两项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

为使  $Y$  的第三位小数有意义, 其精度必须达到 1—2%.

对于由观测推得  $Y_p$ , 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要小心谨慎.

1995 年, Garnett 等<sup>[6]</sup> 提供了 11 个新的最贫金属河外 H II 区的资料. 在共计 48 个贫金属河外 H II 区资料的基础上, Olive 和 Steigman<sup>[7]</sup> 进行了详尽的分析(见图 4). 为提高精度, 要尽可能地减小造成数据弥散的各种因素, 他们去掉了 8 个氧丰度或氮丰度或二者都偏高的 H II 区, 只限于最贫金属的河外 H II 区. 他们发现, 对现有资料来说, 关联的线性拟合在统计上最好, 各种不同选择样品的方法可导致相互符合的结果. 他们得到  $Y_p = 0.232 \pm 0.003$ , 即  $Y_p^{(2\sigma)} \leq 0.238$ . 人们还指出, 有一系列因素可

以造成系统误差. Olive 和 Steigman 估计系统误差  $\sigma_{\text{sys}} = \pm 0.005$ . 这样,  $Y_p^{\text{max}} = Y_p^{(2\sigma)} + \sigma_{\text{sys}} \leq 0.243$ .

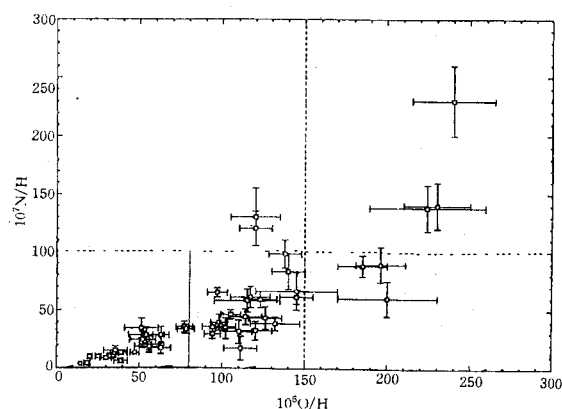


图 4 48 个 H II 区的氮和氧丰度的数据, 虚线切去的是  $y_{\text{O}} > 1.5 \times 10^{-4}$  或  $y_{\text{N}} > 1.0 \times 10^{-5}$  的 H II 区

为要得到一个精确到 0.0001 的理论值, Kernan 等<sup>[8]</sup> 详细考虑了各个因素, 当  $n_\nu = 3$  和  $\tau_n$  给定时, 对(1)式给出以下改正值:

$$\Delta Y_{\text{BBN}} = 0.0021 + 0.0004 \ln \eta_{10}. \quad (2)$$

由于  $\tau_n$  的测量值也有了改进, 其下限提高了 3s.

这样, 在感兴趣的  $\eta$  范围内,  $Y_{\text{BBN}}$  的总的改正值  $\approx +0.003$ .

根据这个改进了的理论值, 与  $Y_p^{(2\sigma)} \leq 0.238$  和  $Y_p^{\text{max}} \leq 0.243$  相应的  $\eta_{10}$  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  $y_{23p}$  定出的下限  $\eta_{10} \geq 2.8$ . 当然, 考虑到由  $Y_p$  定  $\eta_{10}$  误差会放大很多倍, 现在并不能得出二者矛盾的结论. 但是考虑到这里用的是  $Y_p$  的  $2\sigma$  上限, 实际值可能还小于它, 这里潜在的问题就值得重视了. 正是在这个意义上说, SBBN 理论面临严峻考验.

#### 3.2 高红移吸收云中氦丰度的测定

宇宙氦丰度随着演化过程单调下降, 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. 然而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, 但有口径小和可利用资料少的缺点. 从地面观

测则要满足众多条件:类星体要足够亮,吸收体的红移要大于 3,使 Lyman 系列能红移至地面的可见区.且柱密度要足够高,丰度要尽可能低.最后还要足够幸运,使这个比氢线弱四个量级的 D 线不被其他氢云所污染或遮挡.

1994 年,两个组相互独立地选取了同一个类星体和同一个吸收云,并相继取得成功,得到的 D/H 值为  $(1.9-2.5) \times 10^{-4}$ <sup>[9,10]</sup>,他们分别估计一个外来氢云恰好落在 D 线位置内的几率为 3% 和 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.它与文献[2]根据太阳系观测推得的  $y_{23p}$  的上限  $1.0 \times 10^{-4}$  显著矛盾,但却与  $Y_p$  偏小的趋向相洽,因而引起极大关注.如果这一观测结果被对其他高红移吸收云的观测所证实,那么原来对  $y_{23p}$  的推断有问题.人们必须面对银河系的化学演化问题:如何解释 D 丰度如此大幅度降低而  $^3\text{He}$  丰度却没有显著增长.要消耗掉  $^3\text{He}$ ,必须增加经过大质量恒星过程的气体的比例,而这必然会加重元素的产额,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.所以说,要显著降低  $g_3$  是十分困难的.正是在这个意义上 Steigman<sup>[11]</sup>认为,观测到的吸收线不是来自 D 而是来自飞行中的氢.

看来,对于 SBBN 理论来说,对河外 H II 区中  $^4\text{He}$  丰度和高红移吸收云中 D 丰度的进一步测量是至关重要的,与此同时,关于 D 和  $^3\text{He}$  丰度的化学演化以及  $^7\text{Li}$  丰度的进一步研究也是应当重视的.

## 参 考 文 献

- [ 1 ] The LEP Collab., *Phys. Lett. B*, **276**(1992), 247.
- [ 2 ] T. P. Walker, G. Steigman, D. N. Schramm et al., *Astrophys. J.*, **376**(1991), 51.
- [ 3 ] M. S. Smith, L. H. Kawano, R. A. Malaney, *Astrophys. J. (Suppl. Ser.)*, **85**(1993), 219.
- [ 4 ] D. S. P. Dearborn, D. N. Schramm, G. Steigman, *Astrophys. J.*, **302**(1986), 35.
- [ 5 ] C. P. Deliyanies, Ph. D. Thesis, Yale Univ., (1990).
- [ 6 ] D. R. Garnett, R. J. Dufour, M. Peimbert et al., *Astrophys. J.*, **449L**(1995), 77.
- [ 7 ] K. A. Olive, G. Steigman, *Astrophys. J. (Suppl. Ser.)*, **97**(1995), 49.
- [ 8 ] P. Kernan, Ph. D. Thesis, Ohio State Univ., (1993).
- [ 9 ] A. Songila, L. L. Cowie, C. J. Hogan et al., *Nature*, **368**(1994), 599.
- [ 10 ] R. F. Carswell, M. Rauch, R. J. Weymann et al., *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **268**(1994), 11.
- [ 11 ] G. Steigman, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, **269L**(1994), 53.

## 离子囚禁技术与量子计量基准的新进展\*

罗 学 立      朱 熙 文

(中国科学院武汉物理研究所, 波谱与原子分子物理国家重点实验室, 武汉 430071)

**摘 要**      利用静电场、静磁场和射频场可以将离子长时间地囚禁在不受外界干扰的离子阱中, 在离子阱中开展的关于离子运动频率和内部能级的超高精确测量, 对于计量学有非常重要的应用前景, 特别是在原子质量基准和时间频率标准方面已取得突破性进展.

**关键词**      离子囚禁, 质量基准, 频率基准, 计量

离子和离子过程在原子分子物理、化学、天      体物理和生命科学等领域中起着非常关键的作用

\* 国家自然科学基金和中国科学院重点基金项目基金资助项目.  
1995 年 9 月 4 日收到初稿, 1995 年 11 月 6 日收到修改稿.