

银河系化学元素的丰度特征和合成图像 (I): 星际介质中轻元素丰度的观测及其特征

侯 金 良

(中国科学院上海天文台 上海 200030)

摘 要

给出并解释了星际介质中轻元素 D, ^3He , ^4He 和 Li 的最新观测数据。星际介质中轻元素的丰度观测结果可以用来检验标准大爆炸核合成理论, 因此对这些元素的丰度研究具有重要的天体物理意义。到目前为止, 轻元素丰度的观测结果基本上支持开放宇宙的观点。根据最新的观测结果, 在本地星际介质中 D 丰度可能存在小尺度不均匀性, 而对类星体吸收云的观测表明不同观测者所获得的原初 D 丰度结果最大差别可达一个量级。如果观测是可靠的, 那么在目前的标准大爆炸核合成理论和星系化学演化模型框架下还不能解释这种结果。另外种种迹象表明太阳系丰度可能不代表 45 亿年前本地星际介质的丰度。

关键词 星际介质: 元素丰度 — 银河系: 元素丰度 — 方法: 观测 — 方法: 分析

1 引 言

元素丰度是指化学元素及其同位素在各类物体中的相对含量, 而元素的合成是研究各种元素的原子形成过程、形成条件、产生场所以及元素在宇宙中丰度的分布特征与规律。研究宇宙中元素丰度和合成的意义主要表现在三个方面: 首先, 恒星内部的核过程是研究恒星结构与演化的关键; 其次, 要了解银河系的化学演化就必须研究元素丰度随时间和地点的变化; 第三, 现代宇宙学的基石之一就是标准大爆炸核合成 (SBBN) 理论所预言的轻元素丰度 (所有的 D, 大部分的 ^3He , ^4He 和部分 ^7Li) 能与观测到的丰度相比较, 因此轻元素的丰度特征可以用来验证宇宙的大爆炸核合成理论^[1-5]。

对元素的丰度和合成研究几乎要涉及到天体物理学的所有领域。一般来讲丰度的数据涉及以下几个大的范围: (1) 太阳系内各种元素及其同位素的丰度; (2) 个别恒星、行星状星云 (PN)、超新星遗迹 (SNR)、宇宙线源 (CRS) 等目标中的元素成分及丰度; (3) 不同地点、时间星际介质 (ISM) 的成分, 包括星际介质中 HII 区、弥散星云和致密分子云的结构和组成。

而元素的合成研究则主要包括大爆炸核合成、恒星内核合成(包括平稳核合成和爆炸性核合成)以及宇宙线割裂反应等。文中将对银河系星际介质中轻元素丰度的观测及其特征作一详细的综述。

2 元素丰度的研究历史

1899年, Clarke 根据元素的原子量首次给出了元素丰度的分布曲线;

1917年, Harkins 发现了 Harkins 律, 即元素丰度的变化类似于原子核结构呈现明显的周期性质。具有偶质量数的元素的丰度大于相邻的具有奇质量数的元素的丰度, 具有 $4n$ 质量数的核素丰度特别高;

1908年至1924年, Clarke 通过分析地球地壳元素的丰度产生了元素丰度的标准值“Clarke 值”;

1930年, Noddack I. 和 Noddack W. 通过对大量陨石的分析, 提出了元素的宇宙丰度图, 丰度曲线显示了 Harkins 律;

1938年和1954年, Goldschmidt 对元素进行了系统的地球化学分类, 把丰度数据归为以下四类: (1) 地球岩石圈丰度, (2) 陨石丰度, (3) 太阳光球丰度, (4) 恒星光球丰度;

1968年, Cameren 研究了元素的原初丰度问题, 认为 I 型碳质球粒陨石没有经历热变质作用的影响, 形成于远离太阳的较低温的区域, 因而是最为原始的太阳星云凝聚物质之一;

1975年, Trimble 在《化学元素的起源与丰度》一文中详细分析了当时的最新观测和研究结果^[6], 给出了陨石、太阳光球和日冕丰度以及宇宙线源的丰度;

1981年, Pagel 和 Edmunds 综述了星际介质以及星族中的元素丰度的光学观测结果^[7];

1989年, Anders 和 Greverse(AG) 发表了最新的太阳系元素及其同位素的丰度数据^[8]。因为太阳系元素丰度是测定得最多和最准确的, 因而一般把它作为标准元素丰度(SAD)或宇宙丰度。其中难熔元素的标准丰度取自 I 型碳质球粒陨石, 而易挥发性元素(如 H, He, C, N, O 以及稀有元素等)的标准丰度取自太阳光球中易挥发性元素的平均观测丰度以及某些恒星和 HI、HII 区的观测结果;

1991年, Rana 详细分析比较了 SAD 与太阳附近星族中元素的丰度^[9];

1993年, Edvardssen 等观测和收集了太阳附近 189 个矮星(F 和 G)的丰度资料, 分析了银河系的化学演化以及太阳系标准丰度的代表性问题^[10];

1994年, Wilson 和 Rood 详细综述了星际介质中轻元素及其同位素丰度的射电观测结果^[11]。射电波段对元素丰度研究的重要性在于: (1) 光学波段由于受到星际消光的影响只能观测到离太阳大约 1—2kpc 距离内的目标, 因而对远离太阳的星际空间目标的丰度研究将主要靠射电观测; (2) 通过比较太阳系元素的丰度和远离太阳系的星际介质中元素的丰度可以确定太阳系形成后 45 亿年来元素丰度的演化历史; (3) 射电波段很容易对某一元素的不同同位素进行观测; (4) 通过对银心方向不同区域的元素丰度观测, 可以用来确定银盘上元素的丰度梯度从而研究银河系的化学演化。

近几年中, 利用空间望远镜如 HST(哈勃望远镜)和地面大口径望远镜(如 Keck 10m 望远镜)对河外 HII 区以及类星体吸收云的高精度光谱观测数据不断增多, 对轻元素尤其是 D 丰度的研究变得十分活跃。

3 银河系的基本结构和星际介质的分布

银河系的基本结构可以描述如下^[12]：

太阳系位于矩尺-盾牌旋臂内，离银心的距离 $d = 8.5\text{kpc}$ 。在离银心 4kpc 处有另一旋臂叫人马臂。在银心到太阳距离 d 以外分子物质很少，而在离银心 4kpc 处有一分子环，环带上集中着大量的分子云和 HII 区，而在环内部区域，分子物质和 HII 区都很少。在离银心几百 pc 的地方分子云的数目和质量又增加。到目前为止还没有证据表明银心区域和分子环带之间有物质的交换。一般把 $d > 3\text{kpc}$ 的区域叫做银盘区域，银盘区的元素丰度梯度不能代表银心区域的值。

银河系中分子云成千上万，但是只对其中一部分进行过详细的多种分子谱线的观测。观测得最多的是 HII 区，尤其是像 Ori A 等离太阳较近的目标。对于弥散星云可以用原子谱线来测量其中的轻元素及其同位素丰度比，对于更加稠密的分子云，由于包含的物质大多是分子，其发射线可以用来进行较重元素如 C, N, O 等的同位素观测。

4 星际介质中轻元素的丰度特征

4.1 轻元素丰度的宇宙学意义

根据标准宇宙大爆炸核合成理论 (SBBN)，轻元素 D, He, Li 是在大爆炸后几分钟内合成的，在以后的演化中，D 在恒星中被转换为 He，而恒星中发生的一系列核燃烧将相继合成更重的元素。SBBN 理论预言了宇宙原初丰度与宇宙密度的关系，从丰度的变化曲线图可见，轻元素原初丰度的正确确定是检验 SBBN 理论的关键，尤其是原初 D 的丰度，它对宇宙密度的变化十分灵敏^[1]；而 He 丰度由于受到恒星过程的污染，如何合理的推算其原初丰度十分困难；对于 Li 丰度由于对其在恒星中的消耗和产生机制还没有完全理解，其原初值的确定也有不少问题^[13]。在 SBBN 理论中一个关键的参数是宇宙中重子与光子的数密度比 η ，若宇宙的重子密度与临界密度的比值为 Ω_B ，则有^[14]：

$$\Omega_B h_{100}^2 = 0.0036 \eta_{10} T_{2.74K}^3, \quad (1)$$

其中 h_{100} 为 Hubble 常数，以 $100 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Mpc}^{-1}$ 为单位， $T_{2.74K}$ 表示宇宙背景温度，以 $2.74K$ 为单位，并假设了中微子有 3 种，中子平均寿命为 889s 。由此可以看到每一种轻元素的丰度测量值都可以对 $\eta_{10} (\equiv 10^{10} \eta)$ 值进行约束。但是在测量和推算过程中不确定因素仍有很多，新的观测结果随时可能对标准理论提出挑战^[3,5,15,16]。

4.2 D(²H) 的丰度

原初 D/H 丰度至今从来没有直接测得过。一般认为 D 只能在宇宙大爆炸时产生，随后在恒星过程中被消耗，因此目前观测得到的丰度肯定小于原初丰度，测量的结果将给出原初丰度的下限，从而为 η 值设定一个上限。

4.2.1 太阳系 D 丰度

太阳系的原初 D 丰度被认为可以反映出太阳形成时本地星际介质的丰度。原初太阳 D 丰度是通过比较碳质球粒陨石中 ³He 的丰度和富气陨石、月球土壤、太阳风等中的 ³He 丰度而

间接推算出的。后者被认为是原太阳的 ($D+^3\text{He}$)，两者之差就给出原太阳的 D 丰度。由此给出的结果是 $D/H \sim 2.6 \times 10^{-5}$ [17]。

从 70 年代末开始，利用空间探测器对外太阳系大行星大气进行了 D 丰度的测量，给出的 D 丰度大约是 3×10^{-5} 。利用 HST 对木星边缘的观测给出 $D/H = (5.9 \pm 1.4) \times 10^{-5}$ [18]。1996 年 Galileo 探测器上的质谱仪对木星大气的直接探测获得的结果为 $D/H = (5 \pm 2) \times 10^{-5}$ [19]。因此太阳系原初 D 丰度的平均值大约为 4×10^{-5} ，但是由于结果的弥散大于测量误差，D 丰度可能存在系统差异。

4.2.2 星际介质中的 D/H 丰度

在本地星际介质中，D 的丰度已有较为可靠的测量结果。最早的测量结果是由 Rogerson 和 York 在 1973 年给出的，其值为 $D/H = (1.4 \pm 0.2) \times 10^{-5}$ [20]。在随后的十几年中，这一结果几乎一直没有改变，并被用来检验 SBBN 理论。

随着观测仪器的不断改进，对星际介质中 D 丰度的探测方法和结果也在不断增多。一般的测量方法有以下三种：

(1) 观测含 D 分子如 HD, DCN 等的谱线。在星际介质中已经检测了二十几种不同的含 D 分子，测定的 D/H 丰度值从 10^{-2} 到 10^{-6} 不等。

(2) 测量 DI 原子的 92cm 精细线。这种方法可以测量远离太阳系的星际介质，但是实际测量仍十分困难。一方面 D/H 比值本身很小；另一方面在分子云中，D 一般同其他元素化学组合，以分子的形式存在，使得丰度比值可能无法仅仅从原子核素中获得。对于最丰富的含 D 分子 HD，化学分馏和选择离解对它有很大的影响，使得观测到的比值和实际值之间有很大的差别。至今为止对 Ori KL 云的观测 ($J = 1 \rightarrow 0$) 获得的最佳上限为 $(D/H)/H_2 \leq 4 \times 10^{-5}$ [21]。对其他星际分子如 NH_2D , HDO, CH_3OD , D_2CO , CH_2DCN 以及 CH_2D 等在毫米波段的观测表明 D 有很大的增丰现象 [22-28]。例如对 NH_2D ，在 Ori KL 热核中观测得到 $D/H \sim 0.06$ 。这表明星际介质中分子的分馏和选择离解效应非常严重，因此这种方法和方法 (1) 都不能获得可靠的星际 D 丰度。但是结合用其他方法得到的 D 丰度，这两种方法可以用来研究星际

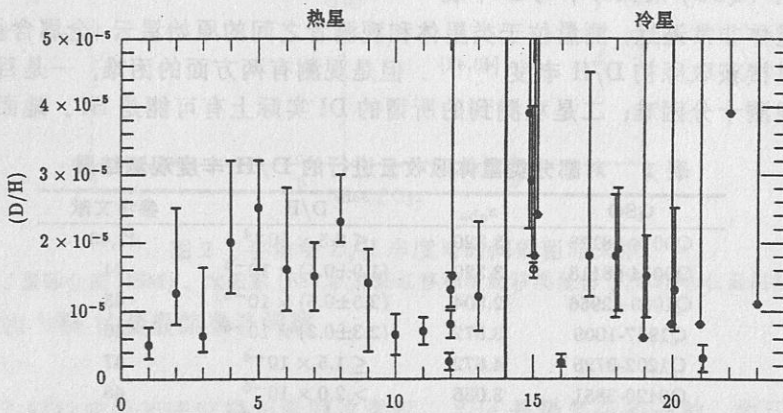


图 1 对本地星际介质观测得到的 D/H 丰度
空心圆圈是 Linsky 等人用 HST 对 Capella (αAur) 方向的测量结果，
其他数据点取自 Copernicus 和 IUE 卫星的观测

化学过程。为了获得银心区域的 D/H 比值，对 Sgr B2 源进行了测量。初步的结果为银心的

D/H 是太阳附近值的 1/4，但是化学分馏效应使得这一结果也很不可靠。

(3) 观测 D 和 H 原子跃迁的 Lyman 系列线。这是最可靠的一种测定 D 丰度的办法。由于星际介质的吸收，这些谱线会出现在所观测的冷星或暗星的连续谱背景上。Copernicus 和 IUE 卫星都对其进行过观测，目前 HST 也在不断地进行观测^[29-32]。

图 1 给出了对附近星际介质观测得到的 D/H 丰度（图中没有包括最新的 HST 对冷星的观测结果，横坐标仅代表不同的观测目标而没有实际意义）。结果范围大约为 5×10^{-6} — 4×10^{-5} 。图中唯一的空心圆圈是 HST 在 Capella (α Aur) 目标方向得到的最精确的测量结果 $(D/H)_{\alpha \text{ Aur}} = (1.60 \pm 0.09) \times 10^{-5}$ ^[29,33]。其他观测值来自 Copernicus 和 IUE 卫星^[34]。

图 1 中丰度的弥散很大，在 1pc 尺度内最大差别可以达到 4 倍。目前尚不清楚这些差异究竟是来自观测的系统误差还是由于不同星际介质中存在 D/H 丰度的弥散。

利用 HST 的高光谱分辨率和高精度，研究人员开始用它来观测太阳附近的白矮星^[34]。Lemoine 等人用 HST 对离太阳约 45pc 的 DA 型热白矮星 G191-B2B 进行了观测^[35]，发现 G191-B2B 方向至少与三块云团 (A, B, C) 相交。视向速度测量表明这些云团与恒星无关。导出的总的中性氢 HI 柱密度为 $N(\text{HI}) = (2.3 \pm 0.1) \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$ ，与以前对它的测量值不一致。对三块云团得到的 D 丰度分别是 $(D/H)_A = 10^{-5}$ ， $(D/H)_B = 1.4 \times 10^{-5}$ ， $(D/H)_C = 1.5 \times 10^{-5}$ ，平均值为 1.3×10^{-5} 。云团 B 也位于 Linsky 测量 α Aur 目标 D/H 丰度的视线上，如果认为此云团的结果与 Linsky 的结果是一致的（在误差范围内确实一致），那么云团 A 的值就不可能大于 10^{-5} ，这说明在本地星际介质中可能存在 D/H 丰度的不均匀性。如果只讨论测量的平均值，则 $D/H \sim 10^{-5}$ ^[36]，这个值很难与星系化学演化和原初核合成模型取得一致。在 Vangioni-Flam 等人的模型中^[37]，为了使 Linsky 等人的观测值与 SBBN 模型一致，他们假设了 D 在星系演化寿命内的消耗因子为 2—5。如果要使 Lemoine 等人的测量结果也与 SBBN 理论一致，那么相应的消耗因子必须达到 7。但是在这些模型中都考虑了来自 ^3He 演化对 D 演化的严格约束，即 D 在恒星中被燃烧为 ^3He ，要使 D 的消耗因子为 7 似乎是不大可能的。要解决这个问题需要精确地测定星际介质中的 $^3\text{He}/^4\text{He}$ 比值^[38,39]。

4.2.3 类星体 (QSO) 吸收云中的 D 丰度

由于类星体非常遥远，测量位于类星体和观测者之间的原始星云（金属含量很低）可以使我们有直接获取原初 D/H 丰度^[40,41]。但是观测有两方面的困难，一是目标相对较远较弱使得地面观测十分困难；二是观测到的所谓的 DI 实际上有可能是 HI。地面大口径望远镜

表 1 对部分类星体吸收云进行的 D/H 丰度观测结果

QSO	z_{abs}	D/H	参考文献
Q0014+8118	3.320	$\leq 2.5 \times 10^{-4}$	42,43
Q0014+8118	3.320	$(1.9 \pm 0.5) \times 10^{-4}$	44
Q1009+2956	2.504	$(2.5 \pm 0.5) \times 10^{-5}$	45
Q1937-1009	3.572	$(2.3 \pm 0.3) \times 10^{-5}$	46
Q1202-0725	4.672	$\leq 1.5 \times 10^{-4}$	47
Q0420-3851	3.086	$> 2.0 \times 10^{-5}$	48
Q1937-1009	3.572	$> 4.0 \times 10^{-5}$	49
Q0454-2203	0.482	$< 1.0 \times 10^{-5}$	34

如 Keck 10 m 等的使用使得第一个困难减小，而空间望远镜如 HST 的发射使得我们可以观测红移相对较小的类星体吸收云从而减小了 DI 与 HI 相混淆的概率。表 1 列出了最新的对类星

体吸收云的观测结果。其中高红移目标是用大口径地面望远镜观测的, 而低红移源是用 HST 观测得到的。结果明显分成两组, 一组具有高的 D/H 丰度, 另一组则具有很低的丰度值。

由 Songaila 领导的研究小组首先对高红移类星体 Q0014+8118 的吸收云进行了高光谱分辨率的 D 丰度测量^[42]。随后 Carswell 小组和 Rugers 等人也独立地对它进行了观测^[43,44]。这些小组获得的原初 D 丰度大约是本地星际介质的 10 倍。但是以 Tytler 为首的观测小组通过观测其他类星体吸收云却发现 D 丰度是上面几个小组所得到的值的 $1/10^{[46]}$ 。

结合太阳系和本地星际介质中观测得到的 D 丰度, 图 2 给出 D/H 与宇宙年代的粗略关系。由于不确定因素很多, 仅根据目前的数据还不能肯定究竟哪一组结果能代表原初 D 丰度。但是两组相差达一个量级的观测结果对 SBBN 理论和星系化学演化模型却产生了巨大影响, 引起了广泛的讨论^[50-53]。如果较高的一组 D/H 代表了原初丰度, 那么它对应的 Ω_B 值就较小, 这与根据观测得到的 ^4He 和 ^7Li 原初丰度推算出的结果十分符合。但是这会引起别的问题。由于原初 D/H 丰度是本地星际介质的 10 倍, 因此在星系化学演化的 10 Gyr 中, D 的消耗因子要达到 5—10 倍, 而目前的化学演化模型所能达到的 D 消耗因子不会超过 $3^{[54,55]}$ 。为了解决这一问题, Scully 等人提出了很有希望的新的星系化学演化模型: 把 D 的大量被消耗归结于早期大质量恒星的大量形成和星系风的影响^[56]。另一方面, 如果 Tytler 研究小组的结果是正确的, 那么原初 D/H 丰度将很小。虽然这一结果与本地星际介质中的 D/H 值十分一致, 但这将导致较大的 Ω_B 值, 与根据观测到的 ^4He 和 ^7Li 原初丰度推算出的值无法吻合, 除非有充分理由证明原初 ^4He 丰度被严重低估, 并且 ^7Li 在恒星过程中有很大的消耗。

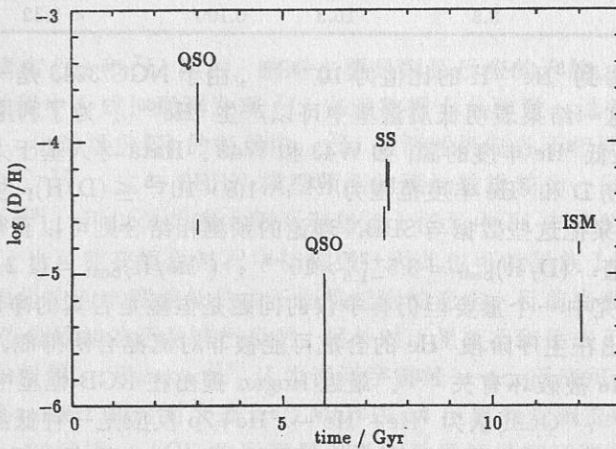


图 2 宇宙中 D/H 丰度与时间的粗略关系

给出了星际介质 (ISM)、太阳系 (SS) 以及高红移和低红移类星体 (QSO) 吸收云的观测结果

4.3 ^3He 和 ^4He 的测量结果及问题

4.3.1 ^3He :

在 SBBN 理论应用于研究轻元素同位素时, ^3He 是最复杂的一种。由于 ^3He 在恒星中不仅会被破坏, 也会产生, 而产生和破坏的速率对恒星的初始质量十分敏感。在 Steigman 和 Tosi 的模型中^[55], 只考虑了 SBBN 和 D 合成两种产生机制。模型证实目前观测到的 ^3He 丰度总是大于原初丰度, 因此观测到的 $^3\text{He}/\text{H}$ 比值是原初值的上限, 从而可以确定 η 值的下限。由于 ^3He 丰度大约是 ^4He 丰度的 10^{-3} , 而同位素位移又比线宽要小, 因此对 ^3He 的实

际测量是十分困难的。关键是要区分 ^3He 和 ^4He 。在电离氢区 (HII) 和行星状星云 (PN) 中存在一次电离 ^3He 的超精细线, 而 ^4He 则没有, 从而使得 ^3He 的测量成为可能。首次超精细线的观测由 Predmore 等人进行 [57], 他们给出了丰度的一个上限值。测量有两个实际困难: 一是来自致密源的 $^3\text{He}^+$ 线的峰值强度仅为几个 mK, 而谱线是迭加在强度是其 10^4 倍的连续背景上的, 因而需要大望远镜以及高灵敏度的接收设备; 另一个困难是观测获得的是柱密度, 要确定元素的丰度还需要有 HII 区的密度结构模型, 通常都采用均匀球模型。在这一模型下对银河系中的一些分子云的观测结果列于表 2。

表 2 银河系一些分子云中 ^3He 和 ^4He 的观测丰度 [58]

分子云	离太阳距离 /kpc	离银心距离 /kpc	$^4\text{He}^+ / \text{H}^+$	$^3\text{He}^+ / \text{H}^+$ / 10^{-5}
W3	2.1	10.1	0.082	4.12
G133.8	2.1	10.1	0.081	2.73
S206	3.3	11.5	0.060	3.86
S209	8.2	16.2	0.095	1.03
S311	4.1	11.0	0.102	6.03
Sgr B3	8.5	0.1	0.045	2.49
M17S	2.2	6.4	0.090	1.70
W43	5.8	4.6	0.070	1.13
W49	11.8	8.1	0.079	0.68
W51	5.5	6.5	0.084	2.29
NGC 7538	2.8	9.9	0.078	1.87
S162	3.5	10.3	0.100	< 1.32

对 NGC 3243 的观测得到 $^3\text{He}^+/\text{H}$ 的比值为 10^{-3} [59], 由于 NGC 3243 是一个有低质量前身星的行星状星云, 因此这一结果表明低质量星中可以产生 ^3He [60]。为了利用 ^3He 丰度去约束 η , 需要观测那些具有最低 ^3He 丰度的源, 如 W43 和 W49。Hata 等人基于太阳系和星际介质的观测数据拟合出的原初 D 和 ^3He 丰度范围为 [61]: $1.5 \times 10^{-5} \leq (\text{D}/\text{H})_{\text{P}} \leq 10.0 \times 10^{-5}$, $(^3\text{He}/\text{H})_{\text{P}} \leq 2.6 \times 10^{-5}$ 。如果把这些数据与 SBBN 理论的预测相结合则可以获得 D、 ^3He 等轻元素原初丰度的最佳拟合值: $(\text{D}/\text{H})_{\text{best}} = 3.5^{+2.7}_{-1.8} \times 10^{-5}$; $(^3\text{He}/\text{H})_{\text{best}} = (1.2 \pm 0.3) \times 10^{-5}$ 。

在 ^3He 原初丰度的研究中一个重要但仍有争议的问题是恒星是否真的净产生 ^3He ? 早在 1984 年, Rood 等人就提出在主序阶段 ^3He 的合成可能被非对流混合所抑制, 而在某些恒星中 ^{13}C 的增丰很可能与 ^3He 被破坏有关 [62]。最近 Hogan 提出在 RGB 恒星中 ^{13}C 的产生就是一种 ^3He 被抑制机制 [63]。Galli 认为 $^3\text{He} + ^3\text{He} \rightarrow ^4\text{He} + 2\text{p}$ 反应是一种低能共振反应, 它将极大地降低在 pp 循环中 ^3He 的平衡丰度 [64,65]。Oliver 等人认为只有当低质量恒星中 ^3He 产额被抑制时, ^3He 的观测丰度才能接近模型计算值 [66]。但是在 NGC 3243、热水平支恒星中都观测到了 ^3He 的增丰, 这表明恒星, 尤其是低质量恒星会产生 ^3He 。如果 ^3He 确实在恒星中有净产生, 那么太阳系和 HII 区中的观测值为何又远远小于理论值呢? Oliver 等人的观点是问题最有可能出现在观测值, 首先, HII 区均匀球模型可能有问题; 其次, 观测也可能正好是 ^3He 消耗过多的区域; 另外如果太阳系形成于早期 OB 星协, 那么 ^3He 可能被消耗掉, 即观测值不能代表原初丰度, 因此进一步的观测十分需要。

4.3.2 ^4He :

^4He 是宇宙中除 H 以外最丰富的元素。根据 SBBN 理论几乎所有 He 都是宇宙膨胀后最初几分钟内产生的, 仅有一小部分 (不到 10%) ^4He 是在恒星过程中产生的。为了确定重子

数密度, 就必须从观测到的 ^4He 中去推断出究竟有多少是原初的。但是恒星过程中的污染使得问题变得十分复杂。目前对原初 ^4He 的丰度是基于以下考虑而确定的: 一般认为 Fe 和 O 的丰度能反映恒星过程的影响程度。如果某一区域这两种元素的丰度非常低, 那么测得的 ^4He 丰度就很接近原初值。由于河外 HII 区以及矮星系受恒星过程影响较小, 因此被选为用来测量 ^4He 丰度。对这些区域 O 丰度的统计分析表明, 若 O 丰度低, 则 ^4He 丰度也低, 两者之间可以建立统计关系, 把 O 丰度外推到 0, 则相应的 ^4He 丰度就可以认为是原初值, 用 Y_P 来表示。用此方法 Pagel 等人获得的结果为 $Y_P = 0.228 \pm 0.005^{[67]}$, Baldwin 等人得到的结果为 $0.240 \pm 0.002^{[68]}$ 。Skillman 等人对低金属含量星系的观测得到的值为 $^{[69]}$: $Y_P \leq 0.234 \pm 0.004$ 。Kunth 等人认为可以不用外推方法而获得 $Y_P^{[70]}$ 。对 IZW18 的观测表明, O/H 的值很小 ($\sim 7.9 \times 10^{-7}$), 因此观测得到的 ^4He 实际上就是原初值 Y_P , 根据 Davidson 等人的数据 $^{[71]}$, Kunth 等人得到 $Y_P = 0.234 \pm 0.016^{[70]}$ 。1996 年, Izotov 等人报道了他们对 28 个新的河外 HII 区的 ^4He 观测结果, 发现 ^4He 原初丰度可以达到 $0.24^{[72,73]}$, 超过了 Olive 和 Steigman 所给出的值的 3 倍误差上限 $^{[66]}$ 。Olive 等人在分析了 Izotov 的数据后认为, 新的数据不能直接用来外推原初 ^4He 丰度, 因为样本缺少金属含量足够低的数据点。通过结合先前的 49 个河外 HII 区观测结果, Olive 等人进行了重新拟合和外推, 得到的原初丰度为 $Y_P = 0.234 \pm 0.002$, 与原来的结果十分一致 $^{[74]}$ 。

由于 ^4He 理论值随重子数密度的增大而增大, 因此可以从观测值的上限, 确定相应的重子数密度的上限。另一方面, 根据目前获得的 $(D+^3\text{He})$ 原初丰度确定的重子数密度的下限大约为 $\eta_{10} = 2.8$, 这要求 ^4He 原初丰度不能大于 0.237, 十分接近观测到的 Y_P 上限。

4.4 Li 丰度

Li 的同位素有 ^6Li 和 ^7Li 两种, 前者主要是削裂反应的产物, 而后者不仅在 SBBN 中产生, 也在恒星过程中合成。观测发现 ^7Li 丰度数据十分弥散, 说明在不同性质 (包括有效温度、年龄、质量、化学组份等) 的恒星中, ^7Li 的消耗机制各不相同。对星族 II 恒星的测量得到 $\log N_{\text{Li}} \sim 2.0^{[75-77]}$, 这与 SBBN 模型预测的原始数据较为一致, 而对星族 I 恒星观测得到 $\log N_{\text{Li}} \sim 3.3^{[78]}$ 。可以认为在太阳系和星族 I 恒星中 Li 丰度的增丰是由于恒星过程产生的, 但是因为 Li 也可能在恒星过程中被摧毁, 因此也可能星族 I 恒星中的 Li 丰度代表原初值, 而星族 II 恒星中的丰度偏低是由于恒星过程的影响。目前尚没有充分的理由断定恒星中的 Li 丰度测量值是原初的还是被污染的。另外对于星族 I 和星族 II 恒星中 Li 丰度 10 倍差别的解释仍有不少问题。Thorburn $^{[13]}$ 认为银河宇宙线 $\alpha-\alpha$ 反应可以提供部分 Li, 但是还不够。Smith 和 Lambert 通过对大麦云 (LMC) 中 M 巨星的观测提供了恒星中产生 Li 的证据 $^{[79]}$ 。另外新星、红巨星、AGB 阶段恒星以及大质量恒星都可能产生 ^7Li 。许多作者研究了 Li 的星系演化模型, 但是对 Li 在恒星中的产生机制仍不清楚。

在星际介质中, 比较成功的 Li 探测结果是对 ρ Oph 和 ζ Per 的观测。Lemoine 等人的观测结果为 $^7\text{Li}/\text{H} \sim 3.4 \times 10^{-9}^{[80]}$, 与星族 I 恒星的丰度一致。Steigman 指出在星际介质中, Li 丰度的重要性不在于 Li 的实际丰度, 而在于 ^7Li 和 ^6Li 的比值 $^{[81]}$ 。对不同目标的测量结果为: ρ Oph: $^7\text{Li}/^6\text{Li} = 12.5_{-1.7}^{+2.2}$, ζ Oph: $^7\text{Li}/^6\text{Li} = 6.8_{-1.7}^{+1.4}$, ξ Per: $^7\text{Li}/^6\text{Li} = 5.5_{-1.1}^{+1.3}$ 。Steigman 的观点是自从太阳系形成以来, 没有恒星过程产生 ^7Li , 而 ^6Li 则由于在恒星过程中的摧毁大于产生而下降, 这与恒星演化模型是不一致的, 因此他认为太阳系丰度不能代表 45 亿年前星际介质的丰度。对于原初 Li 丰度, Thorburn 对星族 II 恒星观测后建议取 $^{[13]}$: $(\text{Li}/\text{H})_P = 1.66_{-0.61}^{+0.97} \times 10^{-10}$ 。

以上我们讨论了轻元素在星际介质和某些恒星中的最新观测研究情况。表3给出了星际介质中轻元素同位素的比值,其中太阳附近星际介质丰度以 Ori A 的观测值为代表。由于轻元素丰度与宇宙学密切相关,在表4中给出了相应的观测结果对重子密度的约束情况。

表3 星际介质中轻元素同位素的平均比值

相对丰度	目前太阳系值	原太阳丰度	本地星际介质
D/H	3.4×10^{-5}	$(2.6 \pm 1.0) \times 10^{-5}$	1.6×10^{-5}
$^3\text{He}/^4\text{He}$	1.4×10^{-4}	$(1.5 \pm 0.3) \times 10^{-4}$	$(2-10) \times 10^{-5}$
$^4\text{He}/\text{H}$	9.8×10^{-2}	0.10 ± 0.01	8.9×10^{-2}
$^7\text{Li}/\text{H}$	1.9×10^{-9}	/	/
$^7\text{Li}/^6\text{Li}$	12.3	/	(6.2—12.5)

表4 星际介质中轻元素丰度观测结果的宇宙学意义

同位素	数据来源	典型丰度	η_{10} 范围
$(\text{D}/\text{H}) \times 10^5$	原太阳值	2.6	5.0
	本地星际介质	1.65	< 7.2
	类星体吸收云, 高值	25.0	1.3—2.7
	类星体吸收云, 低值	2.3	5.1—8.2
	化学演化模型上限	3.72	4.53
$(^3\text{He}/\text{H}) \times 10^5$	W43 最低丰度	1.13 ± 0.11	$> 5.78 \pm 1.05$
	W49 最低丰度	0.68 ± 0.10	$> 19.7 \pm 5.7$
	2倍 W43 丰度	2.26	> 1.56
$Y_{\text{P}} (^4\text{He})$	Pagel 下限	0.228	> 1.26
	Skillman 值	0.238	2.32
	Skillman 值上限	0.248	5.57
	Olive 值	0.234	1.8
	Olive 值上限	0.237	2.1
$(^7\text{Li}/\text{H}) \times 10^{10}$	低金属含量 POP I 星	$1.66^{+0.97}_{-0.61}$	1.74 或 3.64
	上限	2.69	$> 1.37; < 4.50$
	两倍上限	4.58	$> 0.99; < 6.03$

如果仅考虑 D、 ^4He 和 ^7Li 原初丰度则 η_{10} 的范围大约为 1.5—4.4, 把原初 Li 丰度加倍后则为 1.0—6.0。用 ^3He 对 η 可以作更严格的约束。假设恒星可以产生净的 ^3He (Steigman 和 Tosi 的观测结果以及对 NGC 3242 中 ^3He 的探测都支持这一假设), 则从 W43 的丰度观测及均匀球模型可以得到 $\eta_{10} = 4.2 \pm 0.3$ 。取 η_{10} 为 1.5—4.4, $T = 2.74\text{K}$, 根据公式 (1) 有 $\Omega_{\text{B}} h_{100}^2 = (0.004-0.018)$ 。Peebles 给出开放宇宙的 $\Omega_{\text{vis}} = 0.004$ [82], 根据目前的轻元素观测丰度, 若 $h_{100}=1$ 则 $\Omega_{\text{B}} \sim \Omega_{\text{vis}}$, 因此宇宙将继续膨胀下去。但是这样的推论主要依赖于 Hubble 常数、总的 Ω 以及暗物质的性质。

5 总 结

检验标准宇宙大爆炸模型的关键在于轻元素的原初丰度。目前轻元素丰度基本上符合 SBBN 理论。但是由于观测及模型的不确定性很大, 随着精度的提高出现矛盾的可能性很大, 而这其中原初 D 丰度的观测尤为重要。

对 D 丰度存在的主要问题是: 在本地星际介质中是否确实存在比值的不均匀性? 什么样的观测才是星际介质中 $(\text{D}/\text{H})_{\text{P}}$ 的无偏测量? 对远离太阳系的区域如何作更精确的测量? 另

外, 到目前为止, 垂直银盘方向 D 的演化问题研究得仍很少, 而银盘上 D 丰度的测量对研究银河系的形成历史是十分有用的。主要原因就是这一区域 D 丰度的观测数据很少, 理论与观测无法比较^[83]。解决这些问题的方法之一是观测红移不为零的区域的 D/H 比值。例如观测大麦哲伦星云或类星体 (QSO) 系统, 它们有可能直接提供原初丰度 $(D/H)_P$ 。对 QSO 吸收云的 D 丰度观测数据正在不断增多。对这些目标的测量结果被认为是原初丰度, 但是不同的观测小组获得了相差达一个量级的 D 原初丰度。对于 Tytler 等人所报道的低丰度观测结果, Wampler 等人认为是起因于对吸收区域的 HI 密度作了过高的估计。通过利用 10m Keck 望远镜的长缝光谱, Songaila 和 Wampler 等人对 Tytler 所观测的目标进行了 HI 密度的重新测定, 发现 Tytler 等人对 HI 密度至少高估了 2—3 倍。由此 Wampler 等人认为 Tytler 的结果是不正确的, 实际上 D/H 丰度要高得多^[84]。最近, Fields 等人在不考虑太阳系和星际介质 D 及 ^3He 原初丰度的情况下, 仅根据观测到的 ^4He 和 ^7Li 原初丰度运用最大似然方法分析了 SBBN 理论对重子数密度 η 的预言。得到的结果为: $\eta_{10} = 1.8_{-0.2}^{+1.0}$, 对应的原初 D 丰度为 $D/H = 1.8_{-0.9}^{+0.5} \times 10^{-4}$ ^[85]。这一结果符合由 Songaila 等人为首的观测小组得到的高原初 D 丰度结果。但是 Vidal-Madjar 最近又报道了 Webb 等人对红移为 0.482 的类星体吸收云的观测结果, 表明 D 丰度的上限为 1×10^{-5} ^[34]。这使得问题又复杂了!

到目前为止, 任何对星际介质和星系际介质的 D 丰度测量都不能认为是完全可靠的, 因此现在对原初 D 丰度作结论为时尚早。

目前哈勃望远镜仍在进行这方面的观测。远紫外光谱探测仪 (FUSE) 计划在本世纪末发射, 它将通过测量不同恒星过程区域中高能态 Lyman 系列线来确定 D/H, 如银河系的盘和晕区、河外星系、星系际云等。测量高能态 Lyman 系列线有利于改进 H 线的饱和限制, 而这正是 HST 的主要缺陷之一。FUSE 将有助于解决原初 D 丰度的测量问题。

对于 ^3He , 还需要有更精确的 HII 区模型; 对于 ^7Li , 恒星中的产生和消耗机制还要作更多的观测和理论研究; 对于 ^4He , 需要更正确地估计恒星过程对丰度的贡献。

参 考 文 献

- [1] Boesgaard A M, Steigman G. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1985, 23: 319
- [2] Yang J, Turner M S, Steigman G et al. *Ap. J.*, 1984, 281: 493
- [3] Hata N, Scherrer R J, Steigman G et al. *Phys. Rev. Lett.* 1995, 75: 3977
- [4] Copi C J, Schramm D N, Turner M S. *Phys. Rev. Lett.*, 1995, 75: 3981
- [5] Walker T P, Steigman G, Schramm D N et al. *Ap. J.*, 1991, 376: 51
- [6] Trimble V. *Rev. Mod. Phys.*, 1975, 47: 877
- [7] Pagel B E J, Edmunds M G. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1981, 19: 77
- [8] Anders E, Grevesse N G. *Geochim. Cosmochim. Acta*, 1987, 53: 197
- [9] Rana N C. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1991, 29: 129
- [10] Edvardsson B, Andersen J, Gustafsson B et al. *Astron. Astrophys.*, 1993a, 275: 101
- [11] Wilson T L, Rood R T. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1994, 32: 191
- [12] Combes F. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1991, 29: 195
- [13] Thorburn J A. *Ap. J.*, 1994, 421: 318
- [14] Trimble V. *Astron. Astrophys. Rev.*, 1991, 3: 1
- [15] Krauss L M, Kernan P J. *Ap. J. Lett.*, 1994, 432: L79
- [16] Kernan P J, Krauss L M. *Phy. Rev. Lett.*, 1994, 72: 3309
- [17] Geiss J. In: Prantzos N eds. *Origin and Evolution of the Elements*, Cambridge: Cambridge University Press, 1993, 89
- [18] Ben Jaffel L, Vidal-Madjar A, Clarke J T et al. *Bull. Am. Astron. Soc.*, 1994, 26: 1100

- [19] Niemann H B, Atrega S K, Carignan *et al.* *Science*, 1996, 272: 846
- [20] Rogerson J, York D. *Ap. J.*, 1983, 186: L95
- [21] Watson D M, Genzel R, Townes C H *et al.* *Ap. J.*, 1987, 298: 316
- [22] Walmsley C M, Hermsen W, Henkel C *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1987, 172: 311
- [23] Henkel C, Mauersberger R M, Wilson T L *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1987, 182: 299
- [24] Mauersberger R M, Henkel C, Jacq T *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1988, 194: L1
- [25] Schulz A, Gusten R, Serabyn E *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1991, 246: L55
- [26] Turner B E. *Ap. J.*, 1990, 362: L29
- [27] Gerin M, Combes F, Wlodarczak G *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1992, 259: L35
- [28] Jacq T, Walmsley C M, Mauersberger R M *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1993, 271: 276
- [29] Linsky J L, Diplas A, Wood B E *et al.* *Ap. J.*, 1995, 451: 335
- [30] Linsky J L, Wood B E. *Ap. J.*, 1996, 463: 254
- [31] Piskunov N *et al.* *Ap. J.*, 1997, in press
- [32] Dring A, Murthy J, Herry R C *et al.* 1997, in preparation
- [33] Linsky J L, Brown A, Gayley K *et al.* *Ap. J.*, 1993, 402: 694
- [34] Vidal-Madjar A, Ferlet R, Lemoine M. Sep. 1996, preprint, astro-ph/9612020
- [35] Lemoine M, Vidal-Madjar A, Bertin P *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1996, 308: 601
- [36] Ferlet R. In: Sinch P D ed. *Astrochemistry of Cosmic phenomena*, Proc. of IAU Symp. No.50, Brazil, 1991 Dordrecht: Kluwer, 1992: 85
- [37] Vangioni-Flam E, Oliver K A, Prantzos N. *Ap. J.*, 1994, 427: 618
- [38] Hurwitz M, Bowyer S. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1985, 97: 214
- [39] Lemoine M, Vidal-Madjar A, Ferlet R. *Astron. Astrophys.*, 1993b, 273: 611
- [40] Carswell R F, Webb J K, Baldwin J A *et al.* *Ap. J.*, 1987, 319: 709
- [41] Webb J K, Carswell R F, Irwin M J *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1991, 250: 657
- [42] Songaila A, Cowie L L, Hagan C J *et al.* *Nature*, 1994, 368: 599
- [43] Carswell R F, Rauch M, Weymann R J *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1994, 268: L1
- [44] Rugers M, Hogan C J. *Ap. J.*, 1996, 459: L1
- [45] Burles S, Tytler D. 1996, preprint : astro-ph/9603070
- [46] Tytler D, Fan X-M, Burles S. *Nature*, 1996, 281: 207
- [47] Wampler E J *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1996, 316: 33
- [48] Carswell R F, Webb J K, Lanzetta K M *et al.*, *M.N.R.A.S.*, 1996, 278: 506
- [49] Songaila A, Wampler E J, Cowie L L., *Nature*, 1997, 385: 137
- [50] Steigman G. In: *Critical dialogs in cosmology* Princeton:Princeton University Press, 1997, in press, preprint : astro-ph/9608084
- [51] Tytler D, Burles S. In: Kajino T ed. *Origin of Matter and Evolution of Galaxies in the Universe*, Singapore: World Scientific, 1997, in press , preprint : astro-ph/9606110
- [52] Copi C J, Olive K A, Schramm D. 1996, preprint : astro-ph/9606156
- [53] Levshakov S A, Takahara F. *M.N.R.A.S.*, 1996, 279: 651
- [54] Reeves N C. *Astron. Astrophys.*, 1991, 244: 294
- [55] Steigman G, Tosi M. *Ap. J.*, 1992, 401: 150
- [56] Scully S, Casse M, Olive K A *et al.* 1996, preprint : astro-ph/9607106
- [57] Predmore C R, Goldwire H C, Walters G K. *Ap. J.*, 1971, 168: L125
- [58] Balsaer D S, Bania T M, Brockway C J *et al.* *Ap. J.*, 1994, 430: 667
- [59] Rood R T, Bania T M, Wilson T L. *Nature*, 1992, 355: 618
- [60] Rood R T, Steigman G, Tinsley B M. *Ap. J.*, 1976, 207: L57
- [61] Hata N, Scherrer R J, Steigman G *et al.* *Ap. J.*, 1996, 458: 637
- [62] Rood R T, Bania T M, Wilson T L. In: Maeder A, Renzini A eds. *Observational tests of the stellar evolution theory*, Proc. of IAU symposium No.105, Switzerland, 1983, Dordrecht: Reidel, 1984: 567
- [63] Hogan C J. *Ap. J.*, 1995, 441: L17
- [64] Galli D, Palla F, Straniero O *et al.* *Ap. J.*, 1994, 430: L101
- [65] Galli D, Palla F, Ferrini F *et al.* *Ap. J.* 1995, 443: 536

- [66] Olive K A, Rood R T, Schramm D N *et al.* *Ap. J.*, 1995, 444: 680
- [67] Pagel B E J, Simomson E A, Terlevich R J *et al.* *M.N.R.A.S.*, 1992, 255: 325
- [68] Baldwin J, Ferland G J, Martin P G *et al.*, *Ap. J.*, 1991, 374: 580
- [69] Skillman E, Terlevich K J, Kennicutt R C *et al.* *Ap. J.*, 1994, 431: 172
- [70] Kunth D, Sargent W L W, Lequeux J *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1994, 282: 709
- [71] Davidson K, Kinman T D, Friedman S D. A. J., 1989, 97: 1591
- [72] Izotov Y I, Thuan T X, Lipovetsky V A. *Ap. J.*, 1994, 435: 647
- [73] Izotov Y I, Thuan T X, Lipovetsky V A. *Ap. J.*, 1997, in press.
- [74] Olive K A, Steigman G, Skillman E. *Ap. J.*, 1997, 483: 788
- [75] Spite F, Spite M. *Astron. Astrophys.*, 1982a, 115: 357
- [76] Spite F, Spite M. *Nature*, 1982b, 297: 483
- [77] Rebolo R, Molaro P, Beckman J. *Astron. Astrophys.*, 1988, 192: 192
- [78] Anders E, Ebihara M. *Geochim. Cosmochim. Acta*, 1982, 43: 2363
- [79] Smith V V, Lambert D L. *Ap. J.*, 1990, 361: 69
- [80] Lemoine M, Ferlet R, Vadal-Madjar A *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1993, 269: 469
- [81] Steigman G. *Ap. J.*, 1993, 413: L73
- [82] Peebles P J E. *Principles of physical cosmology*, Princeton: Princeton University Press, 1993. 123
- [83] Prantzos N. *Astron. Astrophys.*, 1996, 310: 106
- [84] Songaila A, Wampler E J, Cowie L L. *Nature*, 1997, 385: 137
- [85] Fields B D, Kainulainen K, Olive K A *et al.*, *New Astronomy*, 1996, 1: 77

(责任编辑 刘金铭 郭盛炽)

Abundance Characteristic and Synthesis Senario of the Galactic Chemical Elements (I): Light Element Abundances Characteristic in the Interstellar Medium

Hou Jinliang

(Shanghai Astronomical Observatory, The Chinese Academy of Sciences, Shanghai 200030)

Abstract

In this paper, the most recent observational data of the light element abundances in the interstellar medium (ISM) and their interpretations are presented. The abundance of light elements in the ISM serves as a sensitive diagnostic of the Standard Big Bang Nucleosynthesis (SBBN), therefore they have great astrophysical significance. The light element abundances available now are generally in consistence with the SBBN, which may indicate an open universe. Recent observations have suggested the possible variations of D/H ratios in the local ISM. While the observed results of the deuterium abundance from high redshifts absorbers towards quasars show large difference (up to a factor of 10) between various measurements, which cannot be properly understood under the framework of current SBBN and galactic chemical evolution theory if the observations are reliable. Evidences also show that the solar system abundances may not be strictly representative of the local ISM 4.5 Gyr ago.

Key words ISM: element abundances—Galaxy: element abundances—methods: observational—methods: analytical