

化学元素的起源问题

徐兰平

(北京大学地球物理系)

提 要

本文对化学元素起源问题的研究现状作了综合性的评述。一部分是元素的恒星合成理论,包括元素通过核聚变、轻核俘获反应及中子俘获而产生的机制,以及用星系演化讨论元素丰度的有关问题。另一部分是轻元素的宇宙学合成理论,包括早期宇宙中轻核形成机制,丰度的计算结果,原始丰度的观测确定,有关的争议以及支持宇宙学核合成理论的论据。

一、引 言

在一百年前,化学元素还被认为是构成物质世界的砖块。它既是基本的,也是不可转化的。本世纪初开始,人们才逐渐认识到化学元素的原子不是基本的,元素的化学性质是由原子核决定的,而且原子核是可以通过各种核过程而转化的。到了四十年代,开始有人考虑:自然界现今存在的各种元素是怎么产生的。这就是元素的起源问题。

对认识元素起源的启发来自天文学和天体物理学的成就。三十年代末开始发展起来的恒星结构和演化理论告诉人们,恒星的辐射是以内部核聚变为能源的,演化第一阶段的核聚变是把氢合成氦,此后演化过程中逐级的核聚变会产生原子序数越来越大的原子核。那么恒星形成前的气态介质是什么组成的?观测表明各种恒星表面的化学成份主要是氢(约占四分之三)和氦(约占四分之一),更重的元素(通常泛称为金属)只占很小的比例。年龄越老的恒星表面所含的金属更少。这些情况给人们以启示:自然界现今有的一切比氦重的元素可能都是在恒星演化的过程中产生的。这就是元素在恒星中合成的理论。它首先是由Burbidge, Burbidge, Fowler和Hoyle^[1]在1957年提出的。1983年Fowler因此获得了诺贝尔物理奖。他在授奖仪式上的讲演^[2]对这理论作了很详尽的综述。

显然恒星演化要产生氦。但是按标准的恒星模型,所产生的氦的丰度不能高达四分之一。此外氢的稳定同位素氘和第三号元素锂的核结合能都很低,它们不可能在恒星中产生。这情况表明轻元素的产生有其他重要的机制。1948年Alpher, Bethe和Gamow^[3]曾在大爆炸宇宙学的基础上提出过氦的宇宙学起源理论。六十年代,Peebles^[4]以及Wagoner, Fowler和Hoyle^[5]计算了宇宙年龄为几分钟时所合成的轻元素的丰度。计算得出的氘和氦的丰度与观测结果是相洽的。

七十年代中以来,对宇宙学合成的轻元素丰度有了更详尽的计算,它与观测结果的比较也开展了更深入的讨论^{[6], [7]}。可是把早期宇宙中的轻元素丰度与今天的观测丰度相比较总会包含许多不确定因素,所以在这问题上至今仍有争议^{[8], [9]}。

本文的主要目的是综述化学元素的起源问题。首先在节二中简单叙述元素丰度的观测结果。节三到节五是重元素的恒星合成理论的讨论。节六和节七是关于轻元素的宇宙学合成理论及其争议。最后在节八有一简短的结束语。

二、元素丰度的观测结果

丰度的概念是指某天体区域内某种元素的总质量(或原子个数)在一切元素中所占的比例。一个成熟的元素起源理论首先要阐明各种元素的产生机制,此外还需要能算出按这些机制产生的元素的丰度。它的正确性的标志则在于理论的结果能否与观测结果相洽。

取得丰度的观测值是一个十分困难的课题。其困难一方面来自具体观测的有关细节,另一方面是自然界的天体种类很多,而人们能测量其化学成份的天体却不是很多的。现今的丰度测量主要是对太阳系天体,银河系和邻近星系中的恒星,星际气体和星系际气体作的。各种元素丰度分配的系统结果则只在太阳系及其邻近区域内才能得到。Taylor^[10]关于元素起源

问题的评述讲演中对此作过很好的讨论。

1956年Suess和Urey^[11]首先综合太阳、地球、其他行星和陨石等观测资料,较详细而准确地给出过各种元素丰度的分配曲线,结果如图1所示。此后Cameron^[12]经常为这结果补充新的资料。这样的元素分配曲线常被称为是普遍适用的。其实它只属于太阳系的邻区。对于质量和年龄相似于太阳的其他恒星的邻区,这曲线也应是大体适用的。

图1所示的曲线中有若干特征是值得注意的。首先,氢和氦是最丰富的元素。在太阳周围,除地球、内行星及陨石等以外,其他观测都直接支持这一点。对于地球及内行星等,很可能由于它们质量较小,从而轻的气体在它形成过程中逃逸了。第二,丰度仅次于氦的元素是碳和氧,它们的总丰度约是

2%。第三,在铁群元素前,原子序数 Z 和原子质量数 A 为氦的整倍数的元素丰度较高,它们的代表点标记在图上。第四,铁后元素的丰度明显降低。峰值出现在核中子数为幻数50、82和126处。我们将看到,这些特征都可以在元素的恒星合成理论中找到原因。

丰度的另一重要特征是它在空间分布上的不均匀性。氦因其丰度高,所以有较多不同区域不同对象的观测资料可用。表1^[7]列出若干区域的H II区的平均氦丰度。数据出处可

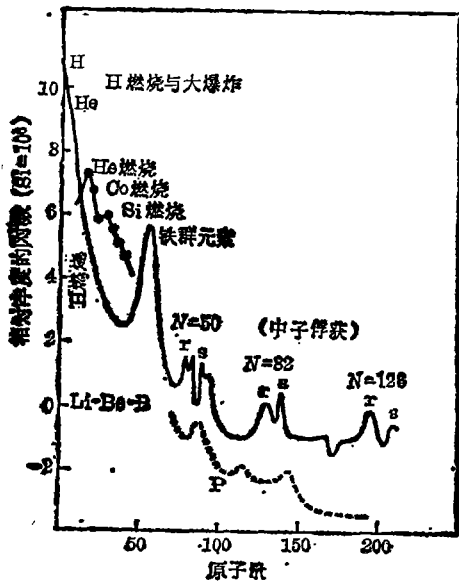


图1. 太阳邻区元素丰度的分配^[11]。

表 1 氦的平均丰度

对 象	$10^4 \langle O/H \rangle$	He/H	Y
猎户座	5.6	0.100	0.29
	4.2	0.101	0.29
	4.2	0.114	0.31
银河系 H I 区	4.0	0.117	0.32
	2.6	0.127	0.34
	2.5	0.097	0.28
大麦哲仑云	3.8	0.084	0.25
	2.7	0.103	0.29
小麦哲仑云	1.1	0.078	0.24
	1.1	0.094	0.27
	1.0	0.081	0.24
河外 H I 区等	1.4	0.092	0.27
	1.1	0.080	0.24
	1.0	0.082	0.25
	0.95	≥ 0.082	≥ 0.25
	0.58	0.078	0.24

从引文[7]中找到。为参照比较,表中列出了相应的氧与氢的粒子数比 O/H。He/H 是氦与氢的粒子数比, Y 则代表氦的质量丰度。从表上看,丰度的差别高达40%左右。金属分布的空间不均匀性更为显著,丰度的差别可高达几个量级。图2^[10]画出银河系中金属丰度随银心距离的变化曲线。它显示出离银心越远的区域中金属含量越低。丰度梯度的这种测定一般是对氧或氮作的,但其他重元素的分布也会有同样的特征。这种特征的出现是与星系中不同区域的演化程度不同有关的。节五将涉及这个问题。

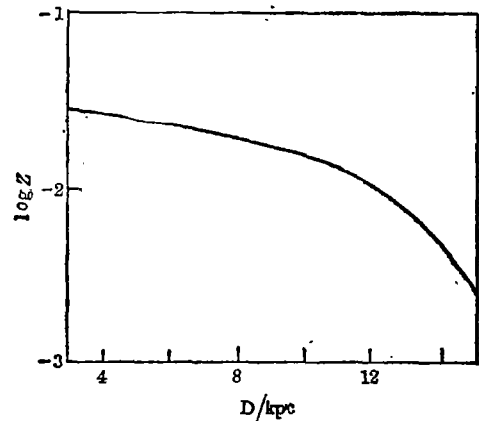


图 2. 银河系气体星云的金属含量 Z 随银心距离 D 的变化^[10]。

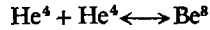
三、恒星核聚变与铁前元素

现在开始讨论元素形成的机制。

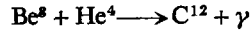
恒星结构和演化理论中最早成熟的是主序星理论。按这理论,当原恒星缓慢收缩而中心温度升高到约 10^7K (这温度随密度不同而有差异)时,星核中的氢开始通过核反应的 p-p 链或 CNO 循环聚变成氦,这构成主序星的标志。主序星理论模型在可观测性质上与实际主序星符合得很好,因此已为人们普遍接受。尽管这问题还存在一个阴影,即测量太阳聚变放出的中微子后发现实测量仅及预期值的四分之一左右。但多数人相信,这并不意味着主序星理论需有重大修改。这样从元素起源的角度看,恒星演化的主序阶段将产生氦。

对质量大于 $2.25M_{\odot}$ (M_{\odot} 是太阳质量)的恒星, 氢聚变产生的氦的温度会上升到约 10^8K , 这是氦的点火温度。于是氦开始进一步聚变。红巨星正是以氦聚变作能源的。

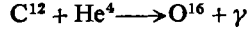
氦聚变先形成铍(Be^8)。 Be^8 是不稳定同位素, 它的主要衰变产物是氦, 即



当正逆反应平衡, 介质中积累了一定量的铍。铍再吸收一个氦, 形成了稳定的元素碳(C^{12}),



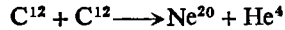
其中 γ 代表光子。碳形成后再吸收一个氦又产生氧(O^{16}),



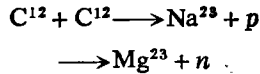
氧还会再吸收一个氦形成氖(Ne^{20}), 但后一过程的几率降低很多了。因此, 氦聚变阶段的主要产物是碳和氧, 它们正是丰度仅次于氢和氦的元素。

让我们暂时不管那些几率较小的核反应, 而只追踪恒星核聚变的主要产物。

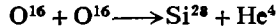
氦聚变结束后, 恒星中形成了一个以 C^{12} 和 O^{16} 为主的星核。碳和氧的点火温度分别为 $5 \cdot 10^8\text{K}$ 和 $1 \cdot 10^9\text{K}$ 。碳聚变主要是通过



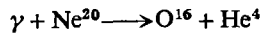
产生氖。值得注意, 同时伴随的其他反应如



会产生钠和镁, 并使介质中重新有了轻粒子 p 和 n 等。它的后果将在下面讨论。氧聚变的主要产物是硅,



同时伴随的反应也产生硫和磷等元素, 相应也有 p 和 n 的放出。碳聚变产生的氖不易积聚。 Ne^{20} 中 He^4 与 O^{16} 的结合能仅有 4.73MeV , 它很容易被光分裂还原为氧, 即



因此碳氧聚变阶段所产生的主要重元素是硅。

硅的点火温度是 $(3-5) \cdot 10^9\text{K}$ 。硅点火时, 简单的聚合反应已不能代表最主要的核过程了。这时介质中重新有了相当数量的质子、中子和氦核, 它们的热动能又很大, 因此硅及其聚合产物很容易与这些轻粒子发生各种俘获反应, 从而使重要反应的网络变复杂了。下面即将讨论轻核俘获的后果。这里先指出, 硅聚变阶段的主要产物是 $Z=26$ 附近的元素如铁、钴和镍等, 即所谓铁群元素。

由核物理知道, 铁群元素是核子平均结合能最大的元素。铁前元素($Z < 26$)的聚合是放能的, 正是这一点保证了聚变的持续进行。铁及铁后元素($Z > 26$)的聚合要吸收能量。因此在铁群元素形成后, 恒星以核聚变为标志的演化阶段就结束了。

在讨论铁后元素形成之前, 我们必须说明除核聚变主要产物之外的其他铁前元素的形成机制。这就是上面提到的轻粒子俘获反应。

习惯上用记号 $A(a, b)B$ 代表 A 核俘获 a 粒子的反应, 反应放出 b 粒子, 形成 B 核, 即



这里有关的俘获反应有 (n, p) , (n, α) , (p, γ) , (p, n) , (p, α) , (α, γ) , (α, n) 和 (α, p) 等类型。

注意例如 (n, p) 型反应使母核的原子序数 Z 减少 1, (α, p) 反应则使母核的 Z 增加 1。这样, 以核聚变的主要产物为母核, 通过各种类型的俘获反应, 以及反应产物可能发生的 β 衰变, 就会形成几乎一切能存在的铁前元素及其同位素。图 3^[13]画出了按这机制所能产生的铁前元素。图中黑圈代表稳定核, 白圈代表不稳定的即长寿命的放射性同位素。图左上方画出了各类型的俘获反应导致母核的变化。

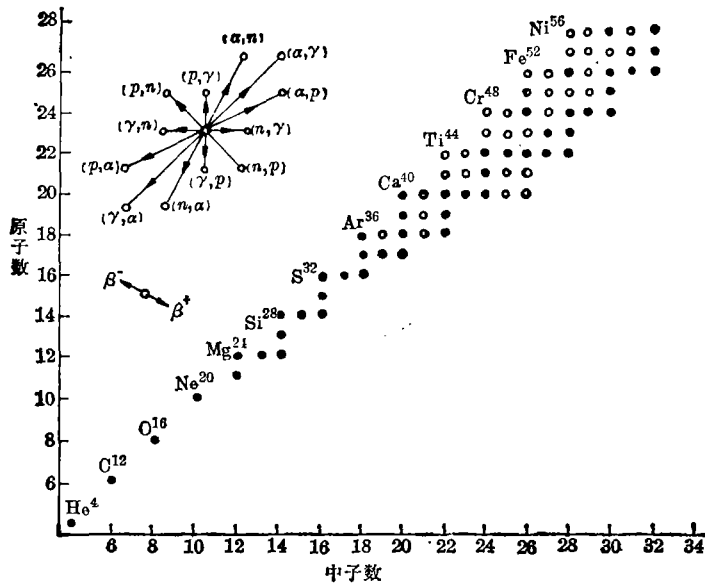


图 3. 形成铁前元素的反应网络^[13]。

上述理论成功地说明了从碳($Z=6$)到铁群元素($Z \approx 26$)的产生机制。值得注意, 三种轻元素锂、铍和硼的来源不能由这机制说明。这些轻核的结合能都很低。即使它们在恒星演化中产生过, 也极易被质子撞碎, 因此难以在恒星中积累。这三种元素的丰度都很低。其中锂的主要成份 Li^7 的起源将在下节说明。 Li^6 、 Be^9 、 B^{10} 和 B^{11} 的起源至今并不很清楚。有人设想它们可能是星际介质中碳和氧的碎裂产物。

四、中子俘获和铁后元素

由于铁群元素与质子和 α 粒子的库仑斥力太强, p 俘获与 α 俘获过程已不对铁后元素的产生起重要作用了。中子俘获不受库仑斥力的影响, 因此它成了铁后元素形成的主要机制。

由中子俘获形成重元素的原理是这样: 每次中子俘获使母核的中子数增加 1, 一次或多次的俘获会使母核发生 β 不稳定性, β 衰变的结果形成 Z 增加 1 的新元素。

理论上把中子俘获过程分为两类。一类叫慢(s)过程, 指中子俘获几率小于 β 衰变的几率。 s 过程形成不稳定同位素后, 它在衰变前将不再有机会俘获另一中子。另一类叫快(r)过程, 指中子俘获进行得比 β 衰变快。 r 过程形成不稳定同位素后还会再俘获中子产生更重的不稳定同位素。通常认为在恒星准静态演化时的中子俘获是 s 过程, 而在恒星爆发阶段进行的是

中子俘获的 r 过程。 s 过程有利于产生中子过剩较低的同位素，而 r 过程有利于产生中子过剩较高的同位素。各元素的中子过剩最多的同位素往往只能由 r 过程产生。有许多元素的最轻的同位素既无法由 s 过程产生，也无法由 r 过程产生。人们猜想它们是通过质子俘获，正电子俘获或 (p, n) 反应产生的。这类过程被称为 p 过程。对于铁后元素， p 过程几率很小。而这些最轻同位素的观测丰度也确是很低的。

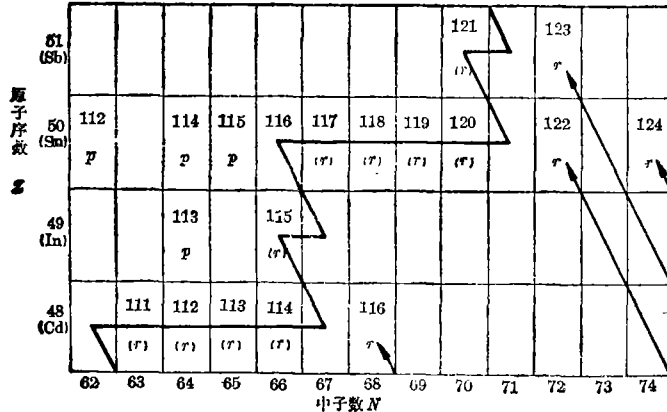


图 4. 锡邻近元素的中子俘获过程^[14]。

图 4^[14]示出锡(Sn)邻近的稳定同位素藉中子 s 和 r 过程形成的机制。图中自左至右中子数增加，自下至上质子数增加。折线描述一个 s 过程的途径。当增加中子而形成不稳定同位素(未注原子量的格子)时， β 衰变将过程引向下一位元素。对只由 r 过程产生的核标以 r 。对 r 和 s 过程都能产生的核标以 (r) 。标以 p 的是只能由 p 过程产生的核。不加标记的核只由 s 过程产生。其他大量铁后元素及其同位素的产生也可用类似的反应链来说明。

最后指出，在重的放射性系列元素的形成环链中， α 衰变也起着重要作用。

五、星系的化学演化

今天观测到的元素丰度是星系中恒星逐代交替所造成的总后果，因此定量计算星系或星系中某区域元素丰度的分配，涉及到星系的演化问题。星系化学演化理论的目的就是按这样的观点来研究各元素丰度的分配，元素丰度随时间的变化以及各星系或星系中各区域丰度的差异。

按广泛接受的想法，星系形成前的原始介质是由氢和氦构成的。最老的恒星大气中仍有近四分之一的氦是支持这想法的重要论据。但是最老的恒星中也含很少量的金属。后一事实使人设想，在星系形成前或形成过程中可能出现过第一代完全不含金属的恒星，它被称为 III 族星。由于它们质量大，寿命短，今天已不存在了。但老的 II 族星中的少量金属正是它们演化的产物。尽管这设想并不完全肯定，但它却并不影响我们对太阳系邻区元素丰度的讨论。老恒星的金属丰度比太阳系低两个量级以上，因此今天存在的金属丰度主要是星系形成后的恒星逐代交替所产生和积累的。

计算恒星逐代交替所积累的金属丰度需要有恒星形成、演化和瓦解过程的知识。首先是各代恒星从气体中形成时的起始质量分配函数。它描述同一代恒星中不同质量恒星的比例。其次是各种质量的恒星在平稳演化和爆发阶段的金属产生率。再则是所产生的金属中有多大比例被最终抛回到星际气体中。它将决定下一代恒星形成时的起始成份。此外影响恒星形成的因素有星系对星系际气体的吸积, 星系中气体的流动和气体中金属量的混和程度等。可是实际上人们对所有这些问题都还缺乏确切的了解。因此星系化学演化的研究今天还处于唯象分析的阶段。

对于太阳邻区的金属演化, 用以下假设可建立一个简单的模型^[15]。

- (1) 星系形成时完全没有金属;
- (2) 各代恒星形成有相同的起始质量分配函数;
- (3) 气体的化学成份永远均匀;
- (4) 所研究的区域没有气体的流入与流出。

现在已几乎肯定地知道这些假设在不同程度上是不实际的。但这个简单模型却已显示出了某些定性上正确的结果。例如它预言金属量应随气体量的增加而减少。这就能解释银河系中如图 2 所示的金属丰度梯度。

简单模型导致的著名困难是所谓 G 矮星问题, 即它预言的金属量低于太阳的 G 型恒星数目远多于实际观测到的数目。正是以解决简单模型的困难为动机, 近十几年来人们逐渐认识了影响星系化学演化的重要因素。例如 Taibot^{[16], [17]}指出, 星际气体中存在明显的化学不均匀性, 而恒星优先地在金属量高的区域内形成。Ostriker 和 Thuan^[18]指出, 银晕中重星演化所抛出的金属会向银盘集中, 从而影响银盘中恒星的形成和演化。Larson^[19]指出, 星系的气体吸积及径向下落有重要影响, 太阳邻区不能视作一个封闭区域。这方面的详细评述可参看 Tinsley^[20]的综述文章, 并从文中可找到各种见解的原始文献。总之, 星系化学演化问题是一个正在发展的领域。

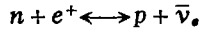
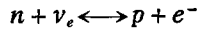
六、轻元素的宇宙学合成

前已指出, 最老的恒星中含有大量的氦, 这暗示了氦同氢一样是在星系形成前就存在的元素。现在 Gamow^[21] 等人用大爆炸宇宙学解释氦的原始合成的思想已发展成了成熟的理论。

膨胀宇宙观念的基本推论之一是早期宇宙介质有很高的温度和密度。随着宇宙的膨胀, 温度和密度都逐渐降低。当宇宙年龄到 $t=0.01$ 秒时, 介质温度约为 10MeV (即 10^{11}K)。这时的介质主要由光子, 正反中微子, 正负电子等相对论性粒子组成。此外也有少量的质子和中子, 它们的粒子数密度可用参量 η 来描述。

$$\eta = \frac{n_N}{n_\gamma} = \frac{n_n + n_p}{n_\gamma}$$

其中 n_N, n_n, n_p 和 n_γ 分别是核子, 中子, 质子和光子的数密度。观测表明 η 大于 $3 \cdot 10^{-10}$, 中子虽不稳定, 但还来不及蜕变。它通过弱作用过程



与质子保持数密度的统计平衡, 即

$$\frac{n_n}{n_p} = \exp\left(-\frac{\Delta m}{kT}\right)$$

其中 $\Delta m = m_n - m_p$ 是中子与质子的质量差。

当宇宙年龄到 $t=1$ 秒时, 介质温度降至 1MeV 左右。此后不久, 温度将达到临界值 T_* , 这时弱作用过程的发生率 Γ 和宇宙膨胀率 H 相等, 于是中子与质子失去了相互转化的可能。 n_n 与 n_p 的比例也相应地恒定了,

$$\left(\frac{n_n}{n_p}\right)_{T < T_*} = \left(\frac{n_n}{n_p}\right)_{T_*} = \exp\left(-\frac{\Delta m}{kT_*}\right)$$

这比例值对几分钟后形成的氦的丰度起着决定性的作用。 T_* 取决于 Γ 和 H 。弱作用率 Γ 可联系到中子的半衰期 $\tau_{1/2}$, 从而由实验测定。宇宙膨胀率 H 取决于当时介质中相对论性粒子的总密度 ρ 。令

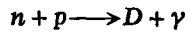
$$\rho = \rho_\gamma + \rho_{e^\pm} + \rho_{\nu_e, \bar{\nu}_e} + \dots = \frac{g_{\text{eff}}}{2} \rho_\gamma$$

计及光子和正负电子的贡献后, 这样定义的有效自由度 g_{eff} 可表成

$$g_{\text{eff}} = \frac{43}{4} \left[1 + \frac{7}{43} (N_\nu - 3) \right]$$

其中 N_ν 是质量小于 1MeV 的二分量粒子的等效种数, 它包括各种轻中微子, 以及其他可能存在的轻粒子。

中子与质子可结合成氘,



但是, 氘的积累只有当反过程, 即氘的光致分裂过程不重要时才能出现。氘的光分裂失效的温度 T_D 依赖于核子与光子的数密度比 η , 大致是 0.1MeV 的量级。

当宇宙年龄到约 $t=3$ 分, 介质温度降至 T_D , 开始了轻核的合成阶段。第一步合成产物是氘, 由氘可合成原子量为 3 的氚和氦, 接着产生原子量为 4 的氦 (He^4)。由于不存在原子量为 5 和 8 的稳定核, 核反应链终止了。在耗尽了介质中的全部中子后, 积累了大量的 He^4 。 He^4 的反应能产生少量的锂 (Li^7), 更重的元素不会形成。到宇宙年龄 $t=1$ 小时, 介质温度降至 10^{-2}MeV , 于是核反应就完全停止了。

宇宙学合成阶段所产生的轻核丰度的最新计算及与观测的比较是由 Olive 等人^{[6], [7]}作的。丰度的计算依赖于三个参量 $\tau_{1/2}$, N_ν 和 η 。他们把中子半衰期的实测值取作

$$\tau_{1/2} = 10.6 \pm 0.2 \text{分}$$

今天已发现的中微子有三种, 他们取 $N_\nu = 2, 3$ 和 4, 这是考虑到可能有更多种中微子尚未发现, 以及已发现的第三种中微子并不肯定是轻粒子。然后他们以 η 为自由参量, 计算了 D, He^3 , He^4 和 Li^7 的丰度, 结果如图 5, 6 和 7^[7]所示。图 5 中 Y 代表 He^4 的质量丰度。图 6

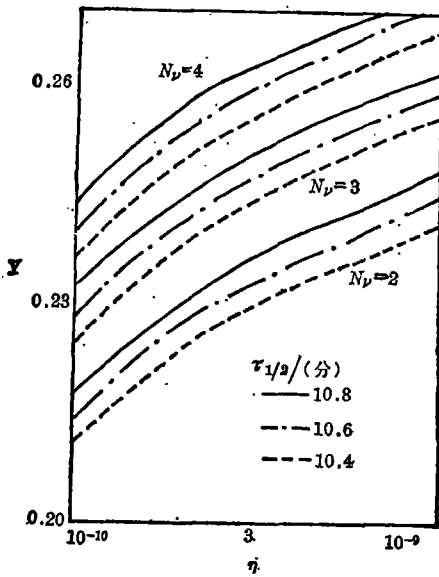


图5. 计算的氦丰度随 η 的变化^[7]。

和 7 中 $y_2 = \frac{D}{H}$, $y_3 = \frac{He^3}{H}$, $y_7 = \frac{Li^7}{H}$ 分别

代表轻核与氢的粒子数比。从计算结果看出, Y 对 η 的依赖并不敏感, 而 y_2, y_3 和 y_7 却很敏感。另外 y_2, y_3 和 y_7 不太受 N_p 和 $\tau_{1/2}$ 值的影响。

把理论与观测相比较有一个困难。理论值代表元素的原始丰度, 即 $t=1$ 小时时的丰度, 而观测值却代表元素今天的丰度。为了比较, 必须先从现在的观测值推断出原始“观测值”。这问题放在下节讨论。Yang 等人^[7] 分析得出原始的“观测值”(加下标 p):

$$y_{2p} = \left(\frac{D}{H} \right)_p \geq (1-2) \cdot 10^{-5}$$

$$y_{2p} + y_{3p} = \left(\frac{D + He^3}{H} \right)_p \leq (6.2-10) \cdot 10^{-5}$$

$$\left(\frac{Li^7}{D} \right)_p \leq 1.5 \cdot 10^{-5}$$

$$0.23 \lesssim Y_p \lesssim 0.25$$

由 D, He^3 和 Li^7 的数据定出 η 的范围为

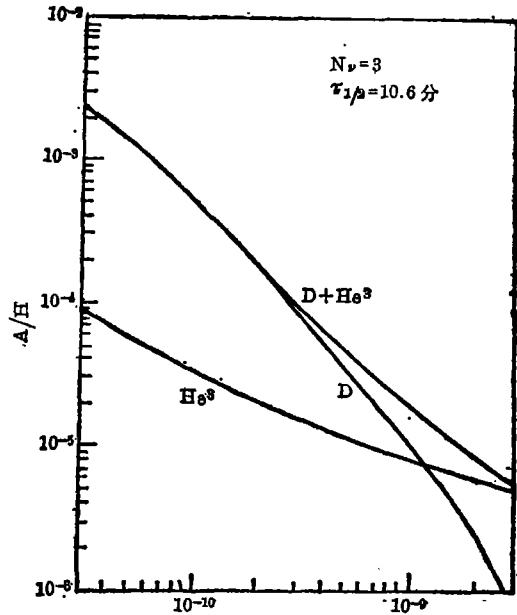


图6. D 和 3He 的数密度随 η 的变化^[7]。

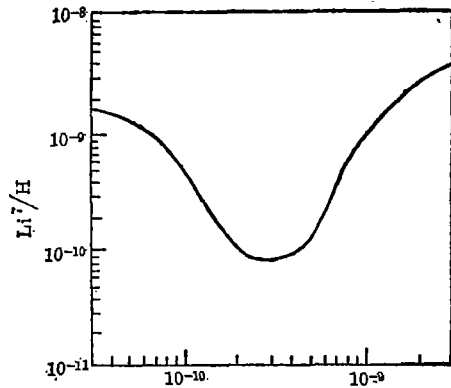


图7. Li^7 的数密度随 η 的变化^[7]。

$$(3-4) \cdot 10^{-10} \lesssim \eta \lesssim (7-10) \cdot 10^{-10}$$

把这范围内的 He^4 理论丰度与 Y_p 相比,他们得出结果:若 $N_p=2$ 或 3 ,理论与观测都能符合;若 $N_p=4$,则只能勉强相洽。

七、轻核原始丰度的确定

如上节所述,轻核的原始丰度需要由今天的观测丰度来推断。这种推断包含着许多困难和不确定性,并且至今有争论存在。

在第二节中已看到,不同区域的氦丰度观测值很弥散(见表1)。但从表1中可看出一趋势,金属(实际是氧)含量 Z 低的对象中氦丰度 Y 也低。这趋势从演化的角度很好理解。于是有人设想把 Y 和 Z 的关系外推到 $Z=0$ 处,就可定出原始的氦丰度 Y_p 。但是对若干低金属丰度的观测作统计分析,却发现 $\frac{\Delta Y}{\Delta Z} = 1.2 \pm 3.2$,即它们没有明显的关联^[21],因此不可能作外推。

Olive等人意识到,把氦丰度取作 $Y = 0.26 \pm 0.04$ 能与一切观测相洽,且也能与他们的理论相容。但为了使理论能作出更明确的预言,这误差太宽了。他们“有理由地”取用 $0.23 < Y_p < 0.25$,但这取法缺乏坚实的理论基础,也与某些观测分歧。人们无法知道这数据在多大精度内是可信的。

Y_{2p} 和 Y_{3p} 的确定对检验理论很关键,因为 η 的合理范围是由它们推断的。按标准的恒星模型, D 在恒星演化过程中不能产生,而 He^3 能产生但不会消失。因此,由观测的 Y_2 可得出 Y_{2p} 的下限,由观测的 $Y_2 + Y_3$ 可得出 $Y_{2p} + Y_{3p}$ 的上限(原始 D 的消失也产生 He^3)。可是由于观测值很弥散,误差也较大,不同观测资料的取舍又缺乏理论指导,所以这上下限的取值也是有争议的。

对 Li^7 的丰度除类似的争议外,还有一个新情况。 Y_{7p} 的理论值对 η 的依赖不是单调的,而是有一个谷(见图7)。如果由观测推断的 Y_{7p} 低于这谷值,将给理论带来直接的困难。

Yang等人对观测资料的详细分析以及不同意见之间的争议,可参看文献[7],[8]和[9]。基于对观测资料的不同意见,批评者认为Yang等人对观测数据的选择太乐观,原始丰度的更准确的确定可能会导致对 D , He^3 和 Li^7 没有一个共同适用的 η 范围,从而使理论无法成立。但批评者也意识到,由于观测误差大,不确定性不易消除,在近期内要明确否定轻核的宇宙学合成理论也是不可能的。

撇开对数据的歧议,有两个原则性的支持论据是值得强调的。

如果接受早期宇宙演化的大爆炸图景,那么在宇宙温度为 10^{-1}MeV 至 10^{-2}MeV 的阶段要发生轻核的合成是一个必然推论。整个合成理论并不以丰度的观测资料为输入,而得出的结果至少在量级上与 D 、 He^3 、 He^4 和 Li^7 的实际丰度是一致的。这事实强烈地暗示了理论包含着真理性的成份。

另一方面是关于自然界可能存在的质量小于 1MeV 的轻粒子种数问题。当轻核合成理论第一次预言 $N_p \leq 4$ 时,粒子物理实验所给出的上限是 $N_p \leq 10^5$ 。1984年弱作用规范介子 Z^0 发现后的实验把这上限改进为 $N_p < \sim 20$ 。1985年UA1和UA2 $p\bar{p}$ 对撞数据又把它精确到 $N_p < 5.4 \pm$

1.0^[22]。粒子物理实验的结果明显地在向宇宙学的结果靠拢!最近Ellis等人^[23]利用中子寿命的新结果和丰度观测的新资料指出,轻核合成理论预言的上限可拓宽到 $N_p \leq 5.5$ 。这些情况不能不认为是对轻核宇宙学理论的一个重要支持。

八、结 束 语

考虑到直至上世纪末,人们甚至还不知道化学元素可以转化。而今天,我们已经可以很清楚地谈论每一种元素在自然界演化过程中的产生机制,并开始可以计算每一种元素今天应有的丰度,这无疑是本世纪自然科学发展的重要成就之一。

但是,元素起源问题作为一个复杂而又综合的问题,它的定量理论仍是不成熟的。它的发展还有待于核物理实验,天文学观测,天体演化理论和粒子物理诸方面的提高。

尽管还存在各种争议,但是化学元素起源问题的轮廓已经澄清,这一点今天已是可以肯定的了。

作者感谢俞允强同志的有益讨论和一位审稿者的很好的修改建议。

参 考 文 献

- [1] Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A. and Hoyle, F., *Rev. Mod. Phys.*, 29 (1957), 547.
- [2] Fowler, W. A., *Rev. Mod. Phys.*, 56 (1984), 149.
- [3] Alpher, R. A., Bethe, H. A. and Gamow, G., *Phys. Rev.*, 73 (1948), 803.
- [4] Peebles, P. J. E., *Ap. J.*, 146 (1966), 542.
- [5] Wagoner, R. V., Fowler, W. A. and Hoyle, F., *Ap. J.*, 148 (1967), 3.
- [6] Olive, K. A., Schramm, D. N., Steigman, G., Turner, M. S. and Yang, J., *Ap. J.*, 246 (1981), 557.
- [7] Yang, J., Turner, M. S., Steigman, G., Schramm, D. N. and Olive, K. A., *Ap. J.*, 281 (1984), 493.
- [8] Proceedings of ESO Workshop on Primordial Helium, ed. by P. A. Shaver, D. Kunth and K. Kjar, (1983).
- [9] Audouze, J., *Trans. IAU*, 19A (1985), 655.
- [10] Tayler, R. J., *Proc. R. Soc. Lond.*, A396 (1984), 21.
- [11] Suess, H. E. and Urey, H. C., *Rev. Mod. Phys.*, 28 (1956), 53.
- [12] Cameron, A. G. W., in *Essays in Nuclear Astrophysics*, ed. by C. A. Barnes, D. D. Clayton, and D. N. Schramm, pp.23—43, Cambridge University Press, (1982).
- [13] Truran, J. W., Cameron, A. G. W. and Gilbert, A. A., *Can. J. Phys.*, 44 (1966), 576.
- [14] Clayton, D. D., Fowler, W. A., Hull, T. E. and Zimmermann, B. A., *Ann. Phys.*, 12 (1961), 331.
- [15] Searle, L. and Sargent, W. L. W., *Ap. J.*, 173 (1972), 25.
- [16] Talbot, R. J. and Arnett, W. D., *Ap. J.*, 186 (1973), 69.
- [17] Talbot, R. J., *Ap. J.*, 189 (1974), 209.
- [18] Ostriker, J. P. and Thuan, T. X., *Ap. J.*, 202 (1975), 253.
- [19] Larson, R. B. *Nature*, 236 (1972), 21.
- [20] Tinsley, B. M., *Fund. Cosmic Phys.*, 5 (1980), 287.
- [21] Kunth, D., Ph. D. thesis, Universite Paris, (1982).
- [22] Di Lella, L., *Proc. Intern. Symp. on Lepton and Photon Interactions at High Energies Kyoto*, (1983).
- [23] Ellis, J., Enqvist, K. and Nanopoulos, D. V., *Phys. Lett.*, 167B (1986), 457.

(责任编辑 谢应纯)

The Origin of Chemical Elements

Xu Lanping

(Department of Geophysics, Beijing University)

Abstract

A review is given of the issue of the origin of chemical elements. One part is of the theory of stellar nucleosynthesis which includes the formation mechanism of the elements via nuclear fusion, capture reaction of light nuclei and capture processes of neutrons and the related topics of the chemical evolution of galaxies. Another part is of the theory of cosmological nucleosynthesis for light nuclei which includes the formation mechanism of light nuclei in the early universe, the recent results of the calculated abundances, the determination of the primordial abundances by observation and the arguments in supporting the theory of cosmological nucleosynthesis.