

恒星化学元素丰度研究新进展

张 华 伟^{1,2,3} 赵 刚²

(1. 北京大学地球物理系 北京 100871)

(2. 中国科学院北京天文台 北京 100012)

(3. 中国科学院 - 北京大学联合北京天体物理中心 北京 100871)

摘 要

介绍了银河系中各种化学元素丰度随金属丰度的变化规律。结合恒星核合成理论, 可以了解银河系的形成和演化过程。另外, 某些化学元素丰度存在的弥散可能是恒星形成时银河系环境的不均匀性造成的。

关键词 银河系 — 恒星 — 化学元素丰度

分类号: P148

1 引 言

银河系中的化学元素(除一些最轻的元素外)是很多代恒星核合成的结果, 化学元素的丰度可以反映银河系物质演化的历史。小质量恒星($M < 0.9M_{\odot}$)的寿命是与银河系的年龄相当的, 在其外层中仍然保持着形成时所具有的原始化学组成。因此小质量恒星是包含着银河系化学演化历史的“化石”, 通过研究这些小质量恒星的化学丰度可以得到其形成时的银河系化学组成。

确定恒星中各种化学成份的基本方法是进行高分辨率光谱观测, 得到谱线的等值宽度, 并与恒星大气模型的计算结果相结合, 通过生长曲线的方法得到各种元素的化学丰度。一般把所有重于氦的元素的整体丰度称为金属丰度。从实际观测角度来讲, 一般并不是所有元素的化学丰度都是已知的, 而铁元素丰度的确定相对而言比较容易, 所以经常用铁元素的丰度来代表金属丰度。为方便起见, 铁丰度一般用铁原子数密度与氢原子数密度比值的对数与太阳的相应值之差来表示, 即 $[Fe/H] = \log(N(Fe)/N(H))_{star} - \log(N(Fe)/N(H))_{\odot}$, 而其它元素的化学丰度一般用与铁元素的相对丰度来表示: $[M/Fe] = \log(N(M)/N(Fe))_{star} - \log(N(M)/N(Fe))_{\odot}$ (M 代表某一种元素)。

随着大口径望远镜和 CCD 等高效率探测器的投入使用, 现在已经积累了一批不同金属丰度恒星的化学丰度资料, 在此基础上可研究不同化学元素丰度随金属丰度的变化规律, 还

国家自然科学基金资助项目 中国高等教育博士点项目基金资助项目

1999-03-31 收到

可与恒星元素核合成理论相结合研究银河系的形成和演化历史。

本文根据元素形成的主要核合成机制, 把元素分为几组, 分别讨论其随金属丰度的变化趋势, 有关情况还可以参考文献 [1~4] 的综述。

2 最轻的元素 (D, He, Li, Be, B)

2.1 氘

氘在恒星的大气中被破坏, 所以不可能在恒星光谱中探测到, 一般是通过星际介质或星系际介质的观测得到其丰度。McCullough^[5] 分析了卫星观测的紫外数据, 得到星际介质中 D/H 的平均值为 $(1.5 \pm 0.2) \times 10^{-5}$, 而且各处比例基本不变。Songaila 等人^[6] 分析了 Keck 望远镜观测的红移 $z = 3.3$ 的类星体 Q0014 + 813 光谱中的吸收线, 得到 $D/H = (1.9 \sim 2.5) \times 10^{-5}$ 。为了确定氘丰度的初始值, 必须对不同金属丰度和不同环境的天体进行观测。

2.2 氦

氦丰度很难从恒星光谱中直接得到, 但可以通过球状星团中红巨星支与水平分支上的恒星数目之比来确定^[7], 另外, 还可以通过亚矮星在理论 HR 图上的位置确定^[8,9]。最准确的氦丰度值是由贫金属致密星系中的 HII 区中的 He/H 比得到的^[10], 原子氦质量丰度 $Y_p = 0.23 \pm 0.008$, 与极端贫金属星的氦丰度的值很接近。

2.3 锂

锂的丰度可以在除 O、B 型以外的所有光谱型和光度型恒星中得到。太阳的锂丰度为 $\log N(\text{Li}) = 1.05$ (在通常的 $\log N(\text{H}) = 12$ 标度下)^[11], 从陨石中得到的结果为 $\log N(\text{Li}) = 3.3 \pm 0.04$ ^[12]。

近年来对星族 I 恒星锂丰度的研究做了很多工作, 发现锂丰度的最高值为 $\log N(\text{Li}) = 3.3$ ^[13]。对年轻的、正处于形成阶段的 T Tau 星的锂丰度研究发现 $\log N(\text{Li}) = 3.2 \pm 0.1$, 与陨石的结果很接近^[14]。

星族恒星的锂丰度是盘族恒星的十分之一, Spite F. 和 Spite M. 发现在 $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ 、有效温度高于 5600K (在更冷的恒星中 Li 会因对流而耗尽) 的亚矮星中, 锂丰度与金属丰度无关, 即 $\log N(\text{Li}) = 2.1$ ^[15], 表现为一个平台, 之后的一些工作也证明了这一点^[16,17], 这样的结果对大爆炸宇宙学是一个有力的支持。但也有数篇文章认为在亚矮星中观测到的锂丰度是非宇宙学的^[18,19], 原因之一是在亚矮星中存在类似于星族 I 恒星的由自转导致的混合, 这会造成锂的耗尽, 但这很难解释在不同的亚矮星中锂丰度没有弥散。近年的工作认为, 有少量的 ${}^7\text{Li}$ 可能是在 SNII 超新星爆发时中微子的辐照形成^[20], 但数量不会很多。1996 年, Ryan 等人对已有的锂丰度观测资料进行了详细的分析, 发现锂丰度与温度、金属丰度之间的关系是真实的, 而且指出三颗温度类似的极低金属丰度恒星 ($-3.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -3.0$) 的锂丰度分别为 1.89 ± 0.05 、 2.01 ± 0.04 、 2.29 ± 0.05 , 其值相差最大为 2.5 倍, 说明锂除了由大爆炸形成外, 还有其它形成途径^[21]。

2.4 铍

太阳的铍丰度为 $\text{Be}/\text{H} = (1.4 \pm 0.6) \times 10^{-11}$ ^[22], 而陨石给出的值为 2.6×10^{-11} ^[12], King 等人的工作认为陨石铍丰度为太阳的 1.4 ~ 3.2 倍, 表明太阳对流区下存在慢混合过程^[23]。

温度与太阳相仿的盘族恒星中铍丰度与太阳很接近, 但温度更高的恒星铍丰度下降^[24,25],

Pinsonneault 等人的自转混合模型可以解释铍丰度的下降^[26]。

很多晕族恒星的铍丰度研究工作都表明铍丰度随着金属丰度的增加而线性增加,在最低金属丰度处 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -3.0$) 也没有表现出类似锂的平台,说明晕族恒星中的铍不是由大爆炸核合成,而是由银河系中的一些核合成过程形成的^[27]。

2.5 硼

B I 和 B II 的共振线都处于紫外波段,地面无法观测。现在的硼丰度结果都是由卫星、火箭和哈勃太空望远镜观测得到的。

太阳的硼丰度为 $\text{B}/\text{H} = 1.6 \times 10^{-10}$ ^[33], 从陨石中得到的结果为 6.0×10^{-10} ^[28]。

最近的一些工作利用哈勃太空望远镜得到了盘族^[29]和晕族^[30,31]恒星的硼丰度。对晕族恒星的研究表明,硼丰度对金属丰度的变化趋势与铍的情况十分相似,而 $[\text{B}/\text{Be}] \approx 15$ ^[31]。

现在一般认为,在 $[\text{Fe}/\text{H}] > -3.0$, 一些轻元素 (${}^6\text{Li}$, Be, B) 是由星际介质中的 C、N、O 元素在宇宙线的作用下分裂产生的。由此, $[\text{B}/\text{H}]$, $[\text{Be}/\text{H}]$ 与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的关系应该是二次关系,而观测得到 Be 和 B 的丰度与铁丰度成线性关系,和理论预言不符合。另一种新的解释是 SNII 超新星爆发时抛射的 C 和 O 的核与周围的 H 核碰撞,破碎产生的轻元素的核与未破碎的 C、O 核的比例是常数。恒星形成区内 γ 射线的探测表明这种机制是可能存在的^[32]。

更详细的有关最轻元素的情况可以参考文献^[34]。

3 碳氮氧元素 (C, N, O)

C、N、O 元素丰度的研究对银河系演化研究十分重要,因为大多数重元素是在 C、N、O 元素基础上形成的,另外,在恒星内部不透明度和能量的产生,恒星的寿命,其在 HR 图上的位置、重元素的产量等方面, C、N、O 元素也起着重要作用。

3.1 碳

早期的研究一直认为在银盘和银晕上的主序恒星中 $[\text{C}/\text{Fe}] \approx 0$, 并且把这个比值是常数作为银河系化学演化模型的一个重要限制,但近年来金属丰度范围更大的研究对这个结论提出了挑战。

最近的研究表明,在银盘上,随着 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的减小, $[\text{C}/\text{Fe}]$ 是增加的,在 $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.8$ 处, $[\text{C}/\text{Fe}] \approx +0.2$ ^[35~37]。

在 $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ 的贫金属星中, C I 谱线由于太弱而很难测量,碳丰度测量一般采用 CH 分子带和分子谱线,不幸的是由 CH 特征得到的碳丰度有比由 C I 得到碳丰度小 0.3dex 的系统差,而且不知道这个差值是恒定的还是随金属丰度变化。另外,由于光谱中没有独立的 CH 线可以观测,由 CH 特征的研究只能使用局部热动平衡 (LTE) 光谱综合分析方法。以上这些都给贫金属恒星的碳丰度精确测量造成了困难。

Tomkin 等人^[38]在 $-1 \geq [\text{Fe}/\text{H}] \geq -2.6$ 的晕族矮星中,根据 C I 和 O I 的高激发线测量得到 $[\text{C}/\text{O}] \approx -0.6$ 。尽管 C I 和 O I 的结果表现出有非局部热动平衡 (NLTE) 效应,但 Tomkin 等人认为 $[\text{C}/\text{O}]$ 的比值可以消除这种误差。Tomkin 等人还利用 CH 特征测量了 $[\text{C}/\text{Fe}]$, 发现 $[\text{C}/\text{Fe}]$ 有随 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的减小而增加的趋势: 靠近 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ 时, $[\text{C}/\text{Fe}] \approx -0.3$, 按照这种趋势, $[\text{Fe}/\text{H}] = -2$ 时, $[\text{C}/\text{Fe}] \approx 0.0$ 。Balachandran 和 Carney^[39]对一颗 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.2$ 的晕族矮星使用 CO 和 OH 的红外波段谱线测量了碳和氧的丰度,发现 $[\text{C}/\text{Fe}] = -0.32$ 。

Tomkin 等人^[38]的结果带来了两个难题: 首先, 如果 $[C/O]$ 是恒定的, 而 $[C/Fe]$ 随 $[Fe/H]$ 的减小而增加, 则要求 $[O/Fe]$ 也要随 $[Fe/H]$ 的减小而增加, 但对氧丰度的研究排除了在 $-1 \geq [Fe/H] \geq -2$ 之间 $[O/Fe]$ 变化 0.3dex 的可能性。这样, 由高激发 C I 和 O I 得到的 $[C/O]$ 为常数的结果就是有疑问的。第二个难题是相似金属丰度的盘族和晕族恒星的 $[C/Fe]$ 存在很大不同: 晕族中靠近 $[Fe/H] = -1.2$ 处 $[C/Fe] \approx -0.3$, 而盘族中 $[Fe/H] = -0.8$ 处 $[C/Fe] = +0.2$ 。Balaçhandran 和 Carney^[39]认为这是中等质量恒星产生的大量碳元素对银河系碳丰度的贡献。

McWilliam 等人^[40]测量了 33 颗 $-2 \geq [Fe/H] \geq -4$ 的晕族巨星的 $[C/Fe]$ 值, 并与 Kraft 等人^[41]的样本相结合, 得到平均的 $[C/Fe]$ 值与太阳的值没有明显的差异, 但与 Carbon 等人^[42]的结果相结合, 不排除随 $[Fe/H]$ 的减小 $[C/Fe]$ 有 0.07dex/dex 的微小增加趋势, 无论怎样, 在 $[Fe/H]$ 变化 3.5dex 的范围内, $[C/Fe]$ 近似为常数。McWilliam 等人^[40]发现在他们的巨星样本中 $[C/Fe]$ 的弥散很大, 达到 1.6dex, 远大于测量误差。这种 $[C/Fe]$ 的弥散可能是因为形成恒星的气体的化学成分本身的差异造成的, 如果是这样, 一些晕族碳星就不是 AGB 阶段核合成的产物, 也不是从另一颗 AGB 星的物质转移, 而是银河系气体的碳丰度的不均匀性的结果。这个思想得到 Kipper 等人^[43]的支持, 他们发现了至少三颗在形成时就是碳星的恒星。

综上所述, 尽管银盘上的碳丰度是比较清楚的, 但银晕上碳丰度的趋势却是很不同的和很不确定的, 需要有更多的工作去研究 $[C/Fe]$ 与 $[Fe/H]$ 的关系, 最佳方法是使用红外光谱仪测量 CO 和 OH 的谱线来得到 C 和 O 的丰度。

3.2 氮

现在已经有了大量的不同金属丰度恒星的氮丰度的测量值, 但是 $[N/Fe]$ 与 $[Fe/H]$ 的准确关系仍不清楚, 这是因为氮丰度的精确测量是十分困难的。使用 336nm 和 337nm 处的 NH 特征以及 380nm 和 420nm 处的 CN 特征测量氮丰度都因为分子的一些参数不准确等原因而很不准确, 用 N I 线确定氮丰度只能对富金属星使用。

尽管 $[N/Fe]$ 不准确, 但从一些大样本的矮星的氮丰度研究仍可得到一个共同的结果: 在 $+0.3 \geq [Fe/H] \geq -2$ 范围内, $[N/Fe] \approx 0$, 与金属丰度无关^[42,44]。对于金属丰度更低的恒星的研究表明 $[N/Fe]$ 与 $[Fe/H]$ 没有明显的相关性^[38,45]。

由于氮和碳元素丰度与恒星内部 CN 链核反应过程相关联, $[N/C]$ 也是很有意义的, 而且, 如果它们的丰度是由 CH 和 NH 特征得到的, $[N/C]$ 的值可以避免一些分析的误差而能更准确地确定。Gehren^[46]得到了 $[N/C]$ 与 $[Fe/H]$ 的关系, 认为碳丰度的上升和氮丰度的下降造成 $[N/C]$ 的值很低: 在 $[Fe/H] < -2$ 时, $[N/C] \approx -0.6$ 。

在研究过程中发现少数 (比例小于 5%) 的晕族矮星的氮是过丰的。研究表明, 这样高的氮丰度不是恒星内部的 CN 链核反应造成的, 而是在恒星形成时就是如此^[47]。

3.3 氧

氧元素化学丰度的测量在冷的巨星中一般采用 630nm 和 636.3nm 处弱的 $[O I]$ 禁线, 对于主序星则采用 777.4nm 和 926.3nm 处的 O I 的高激发态三重线, 但是 O I 线的激发电势很高, 测量的丰度结果对温度的不确定性和 NLTE 效应很敏感。近年来氧丰度的测量一般采用 UV 波段^[48,49]和近红外的 OH 线^[39], 这两种方法都可以测量多条谱线, 且没有严重的 NLTE 效应, 比以往的方法有所进步。因为 UV 波段恒星流量下降造成光谱信噪比较低, 使

得 UV OH 线的结果没有近红外 OH 线的结果可靠。所有以上方法只能提供恒星大气中自由氧(不存在分子中)的信息,为了得到氧元素的丰度,需确定 CO 分子中的氧元素的数量,碳元素的丰度也必须知道。

30 多年前, Conti 等人^[50]就发现在贫金属恒星中氧元素是过丰的。后来的工作表明,在盘星中 $[O/Fe]$ 随 $[Fe/H]$ 的下降而增加,在 $0.0 \geq [Fe/H] \geq -1.0$ 区间, $[O/Fe] \approx -0.5[Fe/H]$ ^[51]。在晕族恒星中 $[O/Fe]$ 不随 $[Fe/H]$ 变化,在 $-1.0 \geq [Fe/H] \geq -3.0$ 之间, $[O/Fe] = +0.34$ ^[48,49]。

Reetz^[52]对高激发态 O I 777.4nm 谱线进行了 NLTE 分析,结果表明,对于贫金属恒星 NLTE 效应的影响是可以忽略的,但对于 $[Fe/H] > -0.5$ 的恒星 NLTE 效应的影响变得十分重要, $[Fe/H] < -1.5$ 的晕族恒星保持 $[O/Fe] \approx 0.8$ 不变, $[Fe/H] > -0.1$ 的富金属恒星的 $[O/Fe]$ 平均为太阳值,没有明显的变化。

4 轻元素

这里的轻元素指的是 $11 < Z < 22$ 的一组元素,包括 Na, Mg, Al, Si, S, K, Ca, Ti。其中偶 Z 元素都是由 α 俘获过程形成的,因此也称为 α 元素(Ti 可以做为最重的 α 元素,也可以做为最轻的铁族元素),它们可以在任何初始金属丰度下产生,而奇 Z 元素则基本上通过质子俘获形成。

4.1 偶 Z 元素 (Mg, Si, S, Ca, Ti)

研究表明,在银盘上 $[\alpha/Fe]$ 随 $[Fe/H]$ 的减小而增加^[53],在 $[Fe/H] \approx -1.0$ 时, $[\alpha/Fe]$ 的典型值约为 +0.4。对于不同的元素, $[\alpha/Fe]$ 开始增加处的 $[Fe/H]$ 值是不同的: $[S/Fe]$ 与前面讨论过的 $[O/Fe]$ 相近,在 $[Fe/H] \approx 0.0$ 处开始增加,而 $[Mg/Fe]$ 和 $[Si/Fe]$ 则直到 $[Fe/H] \approx -0.5$ 处才开始增加。现在还不清楚,这种现象是真实的,还是观测和分析误差,需要更仔细的、特别是 NLTE 方法来分析。

在银晕上 $[\alpha/Fe]$ 近似为常数^[54,55],平均来说: $[Mg/Fe] = +0.36$, $[Si/Fe] = +0.38$, $[Ca/Fe] = +0.38$, $[Ti/Fe] = +0.29$,典型的 $1\sigma = 0.08$,把四种元素丰度平均得到 $[\alpha/Fe] = +0.35$, $1\sigma = 0.05$ 。硫的情况特殊一些, François 的工作表明 $[S/Fe] = +0.6$ ^[56,57],近似与总的 α 元素过丰相符合。

Gratton^[58]指出在 $-1.0 \geq [Fe/H] \geq -3.0$ 之间, $[O/Fe]$, $[Ti/Fe]$, $[Mg/Fe]$ 有随 $[Fe/H]$ 减小而轻微增加的趋势,但应该指出增加是很小的,有可能是观测和分析的误差所致。因为 α 元素的产量是随 SNII 超新星的前身星的质量增加而增加,所以 α 元素对初始质量函数 IMF 是很敏感的。在银晕中 $[\alpha/Fe]$ 是否随 $[Fe/H]$ 变化将决定 IMF 是否变化。Nissen 等人认为在 $-1.8 \geq [Fe/H] \geq -3.5$ 内 IMF 是不变的^[49]。

对不同铁丰度下 α 元素丰度的变化趋势有几种解释。Tinsley^[59]认为是由于 SNII 超新星和 SNIa 超新星之间的时间延迟造成的。SNII 超新星产生大量的 α 元素, SNIa 超新星产生大量的铁峰元素和少量的 α 元素,这样,在 SNIa 超新星开始爆发后,铁丰度增加得更快, $[\alpha/Fe]$ 开始下降。另一种解释是 Wolf-Rayet 星的爆发(SNIb 超新星)^[60], Wolf-Rayet 星是大质量恒星通过强烈的星风把外面包层损失掉,只剩下裸露核心,辐射导致的星风是与金属丰度有关的,因此产生了大量 $[Fe/H] > -1$ 的 Wolf-Rayet 星。元素产量依赖于质量损失率,高金属丰度恒星的星风很强,把大量未转化为重元素的氦损失掉。还有一种解释是初始质量函

数 IMF 与金属丰度有关, 即随着金属丰度的增加, SNIa/SNII 数量比例增加, 这样也可以解释 α 元素丰度的变化趋势。

4.2 奇 Z 元素 (Na、Al、K)

在银盘上, $[Al/Fe]$ 随 $[Fe/H]$ 的减小而增加, $[Fe/H] = -1$ 时, $[Al/Fe]$ 达到约 $+0.3^{[53,57]}$, 但只比太阳金属丰度恒星的铝丰度平均值高 0.2dex。Edvardsson 等人^[53]发现, 若 $[Fe/H]$ 从 0.0 变化到 -1.0 , $[Na/Fe]$ 增加 0.2dex, 而 Tomkin 等人^[61]的结果是 $[Na/Fe] \approx 0.0$ 。

在银晕上 $[Al/Fe]$ 随金属丰度的降低而减小^[62,63]。Arnett^[64]预言在爆发性的碳燃烧中, 铝的产量依赖于金属丰度, 这可以解释观测到的铝丰度变化规律。Arnett^[64]也预言了 $[Na/Fe]$ 随金属丰度降低而减少, 但这与观测相矛盾: 观测表明, 当 $-1.0 \geq [Fe/H] \geq -4.0$ 时, $[Na/Fe] \approx 0.0$, 保持不变^[40]。

最近的一些工作对 Na 和 Al 进行了 NLTE 分析, 结果表明, NLTE 效应对贫金属恒星的影响是很大的。考虑 NLTE 效应后, 铝的丰度会更高一些, 对于 $-1.0 < [Fe/H] < -0.5$ 的中等金属丰度恒星, 铝的丰度比太阳高, 而对于金属丰度更低的恒星, 铝过丰消失, 达到太阳值^[65]。钠的情况相反, 考虑了 NLTE 效应后, 钠的丰度变得低于太阳丰度^[66]。

Gratton 和 Sneden^[67]使用 769.9 nm 的钾共振线, 得到了在很大金属丰度范围内 $[K/Fe]$ 的变化规律, 发现在贫金属恒星中 $[K/Fe] > 0.0$, 而且弥散很大 ($\approx \pm 0.4$ dex)。

5 铁族元素

铁族元素包括 V、Cr、Mn、Fe、Co、Ni, 广义上还可以包括较轻的元素 Sc、Ti 和较重的元素 Cu、Zn。

1996 年版的 $[Fe/H]$ 表^[68]给出了 3247 颗星的 5946 个 $[Fe/H]$ 的测量值。近年来观测资料的质量和恒星大气模型都有了一定改进, 实验室和理论计算的原子振子强度也更加准确, 铁丰度结果的误差有所减小, 但对于大多数恒星, $[Fe/H]$ 的误差大于 0.15dex。

在较低金属丰度下, 不同铁峰元素的变化趋势是不同的, 下面分别对各种元素进行讨论:

$[V/Fe]$ 、 $[Zn/Fe]$ 的情况类似: 在全部金属丰度范围内, $[V/Fe]$ 、 $[Zn/Fe] \approx 0.0$, 保持不变^[69~71]。

现在一般认为 $[Cr/Fe]$ 、 $[Co/Fe] \approx 0.0$, 保持恒定, 而与金属丰度无关; 但 McWilliam 等人^[40]的结果表明在 $[Fe/H] < -2.5$ 后, $[Cr/Fe]$ 、 $[Co/Fe]$ 偏离了原来的恒定值, $[Cr/Fe]$ 减小 0.5dex, $[Co/Fe]$ 增大 0.5dex。

$[Fe/H]$ 从 0.0 变化到 -1.0 , $[Mn/Fe]$ 是变小的, 而 $[Fe/H]$ 在 -1.0 到 -2.5 之间, $[Mn/Fe] = -0.35$, 保持恒定, 这和 α 元素的情况刚好相反^[72]。 $[Fe/H] < -2.5$ 时, $[Mn/Fe]$ 随 $[Fe/H]$ 的减小而稳定地减小^[73]。

Zhao 和 Magain^[55]指出在贫金属矮星中 $[Sc/Fe]$ 平均过丰 $+0.27$ dex。Gratton 和 Sneden^[69]、Peterson 等人^[74]发现在贫金属巨星中没有迹象表明 $[Sc/Fe]$ 偏离 $[Sc/Fe] = 0.0$ 。

Ni 丰度研究结果存在一些矛盾, 大多数研究认为 $[Ni/Fe] \approx 0.0$, 而 Pilachowski 等人^[54]发现在 $[Fe/H] = -2$ 时, $[Ni/Fe]$ 平均等于 -0.27 , Luck 和 Bond^[75]认为在贫金属恒星中 $[Ni/H]$ 是过丰的, 但以后的分析结果都没有证实他们的结论。Peterson 等人^[74]认为 Luck 和

Bond^[75] 的结果存在较大的观测误差。

Sneden 和 Crocker^[70]、Sneden 等人^[71] 研究了 Cu 的丰度与金属丰度的关系，发现 Cu 随金属丰度的降低而线性地减小： $[\text{Cu}/\text{Fe}] = 0.38[\text{Fe}/\text{H}] + 0.15$ 。

6 中子俘获元素

所有比铁族元素重的元素都是由中子俘获过程形成的。根据太阳系中该种元素的主要同位素主要是由 s 过程还是由 r 过程形成，可以分为 s 过程元素和 r 过程元素。

根据不分叉的经典 s 过程理论，在稳定的中子流下，每一种核素的 s 过程丰度与其中子俘获截面成反比。具有 50, 82, 126 个中子的闭合中子壳层的同位素的中子俘获截面很小，使得这些同位素的丰度具有峰值。类似地，偶数核子数的同位素的中子俘获截面比奇数核子数的同位素的小，使得偶数核子数的同位素的丰度更高，称为奇-偶效应。s 过程元素的丰度峰值在质量数为 87, 138, 208 的同位素上，而且有很强的奇-偶效应，而 r 过程元素的丰度峰值则在质量数为 80, 130, 195 的同位素上，没有很强的奇-偶效应。

从观测角度讲，对于金属丰度比太阳更贫的恒星，只有 Sr~Zr ($38 < Z < 40$) 和 Ba~Yb ($56 < Z < 70$) 元素的谱线在光谱中可以找到，而且也只有它们电离态的一些跃迁的谱线较强，可以使用一般的光谱仪器探测到 (Sr I 460.7nm 线经常是可以测量的)。对于 Sr 和 Ba 元素，只有二、三条谱线可以使用，这些线在贫金属恒星中也很强。对于其它元素，虽然谱线较多，但大多都较弱，探测不到。例如，在 Magain^[76] 对晕族矮星的研究中，当 $[\text{Fe}/\text{H}] < -2$ 时，只有 Sr、Ba、Eu 是可以测量的。另外，这些元素的振子强度的可靠性的差别也很大，有些很精确 (例如：Y, Zr)，有些很差 (例如：La, Pr)，这也是某些元素丰度误差的主要来源之一。

太阳系物质中的中子俘获元素化学丰度由两部分组成^[77]：(1) 主要成分 (main component)，对应于 Rb 到 Pb 范围的元素。通常认为是处于热脉动阶段的小质量 AGB 恒星 ($1 \sim 3M_{\odot}$) 在中子密度为 $10^7 \sim 10^9 \text{cm}^{-3}$ 情况下形成的。(2) 次要成分 (weak component)，对应于核子数 $A \leq 85$ 的较轻的元素，被认为产生在质量 $M \geq 10M_{\odot}$ 的大质量恒星的核心。

6.1 银盘中的中子俘获元素

近年来，有多项有关银盘中子俘获元素的工作结果发表，Edvardson 等人^[53] 和 Woolf 等人^[78] 给出了大样本盘族矮星的准确化学丰度，McWilliam^[79] 的工作给出了盘族巨星的化学丰度。Edvardson 等人^[53] 得到了直到 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ 的范围内 Y、Zr、Ba、Nd 元素的化学丰度。观测结果显然与初级元素 (primary element) 和次级元素 (secondary element) 的图像不一致：s 过程元素是已经存在的铁核吸收中子产生的，这样，[s 过程元素/Fe] 丰度比应该类似次级元素，与 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 成比例，而不是观测到的与铁丰度无关。Clayton^[80] 指出这样的观测结果可解释为 AGB 恒星中的中子来源于 $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ 过程，并预言由于中子流的增加，在低金属丰度时， $[\text{Ba}/\text{Y}]$ 是增加的。这个预言已经得到 CH 星^[81,82]、 ω Cen 巨星^[83]、S 和 MS 星观测的支持^[84]。

在银盘恒星的全部金属丰度范围内，观测到的 $[\text{Ba}/\text{Y}]$ 都近似为 0.0。这与 AGB 恒星是银盘中 s 过程元素的来源的预言矛盾。这可能有两种机制解释，首先是 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ 的银晕气体与 $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.0$ 的银盘气体的混合，它们的 $[\text{Ba}/\text{Y}]$ 都为 +0.06。另外，更重要的原因是银盘上不同历史阶段的金属丰度弥散。White 和 Audouze^[85] 的非各向同性的化学演化模型表

明如果金属丰度存在大的弥散, 在任何演化阶段, 次级元素可以在大的金属丰度范围合成, 造成次级元素随金属丰度的变化趋势改变, 这样银盘中的 $[Ba/Y]$ 表现为平均值。

Wolf 等人^[78] 测量了太阳附近铁丰度在 $-0.9 \sim +0.3$ 之间的 F、G 型星的 $[Eu/Fe]$, 结果显示, 随着 $[Fe/H]$ 的减小, $[Eu/Fe]$ 是增加的, McWilliam 和 Rich^[86] 也得到了类似的结果。 $[Eu/Fe]$ 随金属丰度的变化规律与 α 元素的情况是一致的, 从这个角度出发, 可以把 Eu 作为一种 α 元素, 这是因为 Eu 几乎是纯粹的 r 过程元素, 而 r 过程元素和 α 元素都是由 SNII 型超新星爆发形成的。当金属丰度超过太阳时, $[Eu/Fe]$ 值比太阳小^[78], 这与保持太阳值的 α 元素不同, 这可以解释为 Wolf-Rayet 星的影响^[60]。

Edvardson 等人^[53] 的研究表明 $[Zr/Fe]$ 随金属丰度的减小而增加, 在银盘上较低金属丰度处达到 $+0.2dex$; 其它工作给出银晕上 $[Zr/Fe]$ 也是增加的^[76,87], 这可能表明 SNII 型超新星产生大量的 Zr。

Edvardson 等人^[53] 的工作还表明在银盘上 $[Ba/Fe]$ 随着时间增加, 而且粗略地与金属丰度无关。年龄从 8Gyr 变化到 4Gyr, 平均 $[Ba/Fe]$ 从 $-0.1dex$ 增加到 $+0.1dex$, 核球中的情况也符合这样的规律, 平均 $[Ba/Fe] \approx 0.1dex$ 。这样的规律表明存在某种机制产生 Ba 元素的时间尺度比产生 Fe 元素长, 这与 s 过程核合成发生在质量范围 $1 \sim 3M_{\odot}$ ^[88](或 $1 \sim 4M_{\odot}$ ^[81]) 的 AGB 星中的思想是一致的。银盘上 $[Ba/Fe]$ 随银河系年龄稳定地增加可能是因为这个质量范围内质量较低的恒星 ($1 \sim 2M_{\odot}$, 其主序寿命为几十亿年) 产生 Ba 的时间延迟造成的。

Edvardson 等人^[53] 的结果还表明 $[Ba/H]$ 随时间变化的曲线比 $[Fe/H]$ 更陡峭, 尽管测量误差很大, 年龄 - $[Ba/H]$ 的关系比年龄 - $[Fe/H]$ 的关系弥散更小。 $[Ba/H]$ 曲线的陡峭可以解释为长寿命恒星造成的 $[Ba/Fe]$ 随时间曲线的逐渐增加。如果年龄 - $[Ba/H]$ 关系的弥散小是内在的, 就必须从银盘化学演化模型角度理解, 有些模型考虑了年龄 - 金属丰度关系中的弥散, 但其预言所有元素的弥散都大致相同^[89]。

6.2 银晕中的中子俘获元素

人们很早就发现贫金属晕族恒星中中子俘获元素丰度很低^[90], 后来的工作表明: 随着金属丰度的减小, $[中子俘获元素/Fe]$ 减小, 当 $[Fe/H] < -2.5$ 时, 有迹象表明 $[中子俘获元素/Fe] \approx 0.0$, 不再随金属丰度变化^[63,76]。特别是 Gilroy 等人^[91] 和 Magain^[76] 的工作表明 $[Eu/Fe]$ 和 $[Zr/Fe]$ 在 $-2.5 < [Fe/H] < -1.5$ 范围内随 $[Fe/H]$ 下降而增加。 Gratton 和 Sneden^[87] 的工作给出了大量 $-3 \leq [Fe/H] \leq -0.5$ 范围内恒星的准确化学丰度, Sr, Y, Ba, La, Ce, Nd 的化学丰度 $[M/Fe]$ 近似在 0.0 到 $-0.1dex$ 之间, 而 Zr, Sm, Pr, Dy, Eu 的化学丰度比太阳丰度高。 Eu 几乎是完全的 r 过程元素, 只由 SNII 超新星爆发形成, 其丰度高约 $0.3dex$, 而银晕中观测到的 α 元素也比太阳高约 $0.3dex$, α 元素也被认为是只由 SNII 超新星爆发形成。

Gratton 和 Sneden^[87] 的结果表明中子俘获元素的弥散小于 $0.1dex$, 与观测误差符合。 McWilliam 等人^[40,73] 的工作扩展到 $-4 \leq [Fe/H] \leq -2$ 的极端贫金属星, 发现在 $[Fe/H] \leq -2.5$ 时, $[中子俘获元素/Fe]$ 是下降的, 而且 $[Sr/Fe]$ 、 $[Ba/Fe]$ 的弥散很大, 达到 $2.5dex$, 而测量误差仅为 $0.2dex$ 。这样大的弥散被认为是在恒星形成时化学丰度的不均匀性造成的。 1998 年, McWilliam 对 1995 年的样本做了重新分析, 发现钡的丰度比原来值普遍小 $0.2dex$, 使得 $[Ba/Eu]$ 值与纯粹 r 过程的预言相符合^[92]。

有很多工作认为银晕中的中子俘获元素是由 r 过程形成的, $[Ba/Eu]$ 值对是 r 过程还是 s 过程起作用特别敏感, 晕族恒星中 $[Ba/Eu]$ 普遍小于太阳值^[40,73], 说明银晕中 r 过程形成

的重元素比例比太阳更大。

Mathews 和 Cowan^[93] 和 Mathews 等人^[94] 给出了 r 过程元素的很多可能主要来源, 并通过比较银河系化学演化的简单模型的预言值和观测值的比较, 认为低质量 ($7\sim 8M_{\odot}$) 的 SNII 超新星爆发是最可能的候选者。在这个模型中, 低质量 SNII 超新星的前身星的主序寿命比大质量 SNII 超新星的长, 在早期, 铁丰度很小时, 只有大质量的 SNII 超新星, [中子俘获元素 /Fe] 很小, 在晚期, 金属丰度升高, 低质量 SNII 超新星爆发开始发生, [中子俘获元素 /Fe] 增加。这样, [中子俘获元素 /Fe] 随 [Fe/H] 增加而增加。

总结以上结果, 银晕中的中子俘获元素的化学丰度表现为显著的 r 过程成份, 在 [Fe/H] ≈ -2.5 以下, [中子俘获元素 /Fe] 的平均值近似为常数, 但弥散很大。

7 展 望

经过几十年的努力, 银河系中不同星族恒星的各种化学元素丰度随金属丰度的变化规律已经比较清楚。随着观测资料, 特别是极端贫金属恒星观测资料的不断积累, 人们发现在相同金属丰度情况下, 某些化学元素的丰度表现出一定的弥散, 这种弥散可能来源于观测误差, 但也很可能是恒星形成时所处环境的不均匀性造成的。

在这种情况下, 化学元素丰度的准确测量和误差分析就变得十分重要。如果不能准确地测量化学丰度, 或者不知道化学丰度的误差, 就不能得到可靠的结论。出于这样的考虑, 像 Edvardsson 等人^[53] 的工作是十分有效的, 大的观测样本, 高质量的观测数据, 仔细的数据分析, 排除零点误差, 可以获得比较可靠的结果。

另一方面, 由于银河系环境对化学元素丰度变化规律的影响, 我们必须对银河系中不同位置的恒星进行准确的化学丰度测量, 包括银晕、银盘、核球、球状星团等。随着 8m 级光学望远镜和高效率光谱仪的投入使用, 我们可以对更加遥远、暗弱的恒星进行化学丰度分析。对于那些只能得到低信噪比光谱的恒星, 可以通过把不同光谱进行叠加, 得到高信噪比的平均谱线轮廓的方法进行化学元素丰度分析。对于多颗恒星, 也可以把它们的光谱相加, 从而得到平均丰度^[95]。这些方法在未来的工作中将会得到更广泛的应用。

参 考 文 献

- 1 McWilliam A. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1997, 35: 503
- 2 Wheeler J C, Sneden C, Truran J W. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1989, 27: 279
- 3 Cayrel R. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1996, 7: 217
- 4 Wallerstein G, Iben Jr I, Paker P et al. *Rev. Mod. Phys.*, 1997, 69: 995
- 5 McCullough P R. *Ap. J.*, 1992, 390: 213
- 6 Songaila A, Cowie L L, Hogan C J et al. *Nature*, 1994, 368: 599
- 7 Buzzoni A, Fusi-Recci F, Buonanno R et al. *Astron. Astrophys.*, 1983, 128: 94
- 8 Cayrel R. *Ap. J.*, 1968, 151: 997
- 9 Carney B W. *Ap. J.*, 1979, 233: 877
- 10 Olive K A, Steigman G. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1995, 97: 49
- 11 King J R, Deliyannis C P, Hiltgen D D et al. *A. J.*, 1997, 113: 1871
- 12 Anders E H, Grevesse N. *Geochim. Cosmochim. Acta*, 1989, 53: 197
- 13 Balachandran S. *Ap. J.*, 1990, 354: 310
- 14 Cunha K, Smith V V, Lambert D L. *Ap. J.*, 1995, 452, : 634

- 15 Spite F, Spite M. *Astron. Astrophys.*, 1982, 115: 357
- 16 Thorburn J A. *Ap. J.*, 1994, 421: 318
- 17 Molaro P, Primas F, Bonifacio P. *Astron. Astrophys.*, 1995, 295: 47
- 18 Deliyannis C, Demarque P, Kawaler S D. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1990, 73: 21
- 19 Charbonnel C, Vauclair S, Zahn J P. *Astron. Astrophys.*, 1992, 255: 191
- 20 Woosley S E, Weaver T A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1995, 101: 181
- 21 Ryan S G, Beers T, Deliyannis C P *et al.* *Ap. J.*, 1996, 458: 543
- 22 Chmielewski Y, Muller E, Brault J W. *Astron. Astrophys.*, 1975, 42: 37
- 23 King J R, Deliyannis C P, Boesgaard A M. *Ap. J.*, 1997, 478: 778
- 24 Boesgaard A M. *Ap. J.*, 1976, 210: 466
- 25 Stephens A, Boesgaard A M, King J K *et al.* *Ap. J.*, 1997, 491: 339
- 26 Pinsonneault M H, Kawaler S D, Demarque P. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1990, 74: 501
- 27 Thorburn J A, Hobbs L M. *A. J.*, 1996, 111: 2106
- 28 Zhai M, Shaw D M. *Meteoritics*, 1994, 29: 607
- 29 Cunha K, Lambert D L, Lemke M *et al.* *Ap. J.*, 1997, 478: 211
- 30 Ducan D K, Lambert D L, Lemke M. *Ap. J.*, 1992, 401: 584
- 31 Duncan D K, Primas F, Rebull L M *et al.* *Ap. J.*, 1997, 488: 338
- 32 Casse M, Lehoucq R, Vangioni-Flam E. *Nature*, 1995, 373: 318
- 33 Kohl J L, Parkinson W H, Withbroe G L. *Ap. J.*, 1977, 212: 101
- 34 Crane P. In: *The light Element Abundances Proceedings of an ESO/EIPC Workshop, 1995*, Berlin: Springer
- 35 Friel E D, Boesgaard A M. *Ap. J.*, 1992, 387: 170
- 36 Andersson H, Edvardson B. *Astron. Astrophys.*, 1994, 290: 590
- 37 Tomkin J, Woolf V M, Lambert D L. *A. J.*, 1995, 109: 2204
- 38 Tomkin J, Lemke M, Lambert D L *et al.* *A. J.*, 1992, 104: 1568
- 39 Balachandran S C, Carney B W. *A. J.*, 1996, 111: 946
- 40 McWilliam A, Preston G W, Sneden C *et al.* *A. J.*, 1995, 109: 2736
- 41 Kraft R P, Suntzeff N B, Langer G E *et al.* *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1982, 94: 55
- 42 Carbon D F, Barbay B, Kraft R P *et al.* *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1987, 99: 335
- 43 Kipper T, Jorgensen U G, Klochkova V G *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1996, 306: 489
- 44 Laird J B. *Ap. J.*, 1985, 289: 556
- 45 Nissen P E, Edvardson B. *Astron. Astrophys.*, 1992, 261: 255
- 46 Gerhen T. *Rev. Mod. Astron.*, 1988, 1: 52
- 47 Spite F, Spite M. *Astron. Astrophys.*, 1986, 163: 140
- 48 Bessell M S, Sutherland R S, Ruan K. *Ap. J.*, 1991, 383: L71
- 49 Nissen P E, Gustafson B, Edvardson B *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1994, 285: 440
- 50 Conti P S, Greenstein J L, Spinrad H *et al.* *Ap. J.*, 1967, 148: 105
- 51 Andersen H, Edvardson B, Gustafson B *et al.* In: *Strobel G C, Spite M eds. The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics, IAU Symp. No.132, Paris, 1987*, Dordrecht: Kluwer, 1988: 441
- 52 Reetz J. PhD thesis, Ludwig-Maximilians-Universitat Munchen, Munich, Germany, 1998
- 53 Edvardsson B, Andersen J, Gustafsson B *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1993, 275: 101
- 54 Pilachowski C A, Sneden C, Kraft R P. *A. J.*, 1996, 111: 1689
- 55 Zhao G, Magain P. *Astron. Astrophys.*, 1990, 238: 242
- 56 François P. *Astron. Astrophys.*, 1987, 176: 294
- 57 François P. *Astron. Astrophys.*, 1988, 195: 226
- 58 Gratton R G. In: *Busso M, Gallino R, Raiteri C M eds. Nuclei in the Cosmos, New York: Am. Inst. Phys., 1994: 3-17*
- 59 Tinsley B M. *Ap. J.*, 1979, 229: 1046
- 60 Maeder A. *Q. J. R. Astron. Soc.* 1991, 32: 217
- 61 Tomkin J, Lambert D L, Balachandran S. *Ap. J.*, 1985, 290: 289
- 62 Shetrone M D. *A. J.*, 1996, 112: 1517

- 63 Gratton R G, Sneden C. *Astron. Astrophys.*, 1988, 204: 193
 64 Arnett W D. *Ap. J.*, 1971, 166: 153
 65 Baumuller D, Gehren T. *Astron. Astrophys.*, 1997, 325: 1088
 66 Baumuller D, Butler K, Gehren T. *Astron. Astrophys.*, 1998, 338: 637
 67 Gratton R G, Sneden C. *Astron. Astrophys.*, 1987, 178: 179
 68 Strobel G C, Soubiran C, Friel E D *et al.* *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 1997, 124: 299
 69 Gratton R G, Sneden C. *Astron. Astrophys.*, 1991, 241: 501
 70 Sneden C, Crocker D A. *Ap. J.*, 1988, 335: 406
 71 Sneden C, Gratton R G, Crocker D A. *Astron. Astrophys.*, 1991, 246: 354
 72 Gratton R G. *Astron. Astrophys.*, 1989, 208: 171
 73 McWilliam A, Preston G W, Sneden C *et al.* *A. J.*, 1995, 109: 2757
 74 Peterson R C, Kurucz R L, Carney B W. *Ap. J.*, 1990, 350: 173
 75 Luck R E, Bond H E. *Ap. J.*, 1985, 292: 559
 76 Magain P. *Astron. Astrophys.*, 1989, 209: 211
 77 Kappeler F, Beer H, Wisshak K. *Rep. Prog. Phys.*, 1989, 52: 945
 78 Woolf V M, Tomkin J, Lambert D L. *Ap. J.*, 1995, 453: 660
 79 McWilliam A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1990, 74: 1075
 80 Clayton D D. *M.N.R.A.S.*, 1988, 234: 1
 81 Busso M, Lambert D L, Beglio L *et al.* *Ap. J.*, 1995, 446: 775
 82 Vanture A. *A. J.*, 1992, 104: 1997
 83 Vanture A. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1993, 105: 445
 84 Vanture A, Wallerstein G, Brown J. A. J., 1994, 106: 835
 85 White S, Audouze J. *M.N.R.A.S.*, 1983, 203: 603
 86 McWilliam A, Rich R M. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1994, 91: 749
 87 Gratton R G, Sneden C. *Astron. Astrophys.*, 1994, 287: 927
 88 Meyer B S. *Astron. Astrophys.*, 1994, 32: 153
 89 Pilygin L S, Edmunds M G. *Astron. Astrophys.*, 1996, 313: 792
 90 Wallerstein G, Grennstein J L, Parker R *et al.* *Ap. J.*, 1963, 137: 280
 91 Gilroy K K, Sneden C, Pilachowski C A *et al.* *Ap. J.*, 1988, 327: 298
 92 McWilliam A. *A. J.*, 1998, 115: 1640
 93 Mathews G J, Cowan J J. *Nature*, 1990, 345: 491
 94 Mathews G J, Bazan G, Cowan J J. *Ap. J.*, 1992, 391: 719
 95 Jones J B, Wyse R F G, Gilmore G. *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 1995, 107: 632

New Progress in Stellar Chemical Abundance

Zhang Huawei^{1,2,3} Zhao Gang²

(1. Department of Geophysics, Peking University, Beijing 100871)

(2. Beijing Astronomical Observatory, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012)

(3. The Chinese Academy of Sciences—Peking University Joint Beijing Astrophysics Center, Beijing 100871)

Abstract

Abundance patterns of the various elements from the very light to heavy in our Galaxy are introduced and reviewed. These patterns combined with the stellar nucleosynthesis theory enable us to study the formation and evolution of the Milky Way. The abundance scattering of some elements is probably due to the inhomogeneous environment in our Galaxy.

Key words Galaxy—stars—chemical abundance