

# 贫金属星中子俘获元素丰度

张 波<sup>1,2</sup> 李 冀<sup>1</sup> 张彦霞<sup>1</sup> 彭秋和<sup>2,3</sup>

(1. 河北师范大学物理系 石家庄 050016)

(2. 中国科学院 — 北京大学联合北京天体物理中心 北京 100871)

(3. 南京大学天文系 南京 210093)

## 摘 要

贫金属星的中子俘获元素丰度与恒星的形成和演化密切相关, 它为研究星系形成早期的历史背景和化学演化提供了重要信息。贫金属星中子俘获元素丰度的研究已成为近年来核天体物理研究的前沿和热点。介绍了恒星内部重元素的核合成图像, s 过程和 r 过程核合成的概念及其核合成场所。着重介绍了近年来有关贫金属星中子俘获元素丰度的观测结果, 综述了近年来贫金属星中子俘获元素丰度分布的理论研究进展情况和中子俘获元素的星系化学演化的研究进展情况, 并且提出了在该领域进一步开展理论和观测研究的建议。

**关键词** 核合成 — 中子俘获元素 — 丰度 — 贫金属星 — 银河系 — 化学演化

**分类号** P148

## 1 引 言

按照标准的宇宙大爆炸模型, 可观测宇宙始于大爆炸后几分钟, 在这短短的几分钟内, 通过原初核合成过程形成了大多数的氢和少部分氦。这些气体从巨大的气云中凝聚成原始星系, 其中一部分物质进一步凝聚形成恒星。这种恒星大气的化学成分与大爆炸过程中形成的物质化学成分相同, 即基本上是氢和氦及少量的锂。银河系中的化学元素是很多代恒星核合成的结果 (除了一些最轻的元素)。在第一代恒星的核心, 金属 (这里定义为所有重于氦的化学元素) 开始通过一系列的核合成过程而产生: ① 氦燃烧: 是由氦核 ( $^4\text{He}$ ) 聚变为碳核 ( $^{12}\text{C}$ ) 和氧核 ( $^{16}\text{O}$ ) 的过程; ② 碳燃烧: 碳燃烧可说明由氖 (Ne) 到硅 (Si) 的观测丰度; ③ 氧燃烧: 氧燃烧可说明由硅 (Si) 到钙 (Ca) 的观测丰度; ④ 硅燃烧: 准平衡的硅燃烧可说明铁峰元素的观测丰度, 这一过程会产生全部的铁族元素。当恒星演化终结时就以超新星的形式爆发, 将其产生的金属元素散布到空间与星际介质相混合, 作为第二代恒星的物质组成部分。这些元素被称为原始金属 (primary metal), 即在第一代恒星演化过程中产生的金属元素。按照标准模型, 一个重要的事实是第一代恒星并不能产生所有现存的金属元素。例如, 元素钡 (Ba) 是

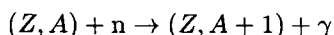
通过铁原子核吸收中子而产生的, 因此, 元素钡及其它需要种子核合成的元素被称为合成元素 (secondary element)。

第一代恒星中的大质量星会快速成为超新星而结束演化。如果某些第一代恒星目前仍然存在, 那么它们的质量必然很小, 使得它们的演化过程进行得很缓慢。到目前为止人们一直没有发现这些不含金属元素的恒星。在第二代恒星中包含有少量的像铁一类的原始金属, 但没有像钡一类的合成元素。第二代恒星在产生原始金属的同时, 在其核心中也会产生少量的合成元素。在演化到超新星阶段, 它们喷射所有的这些元素进入星际物质中并成为第三代恒星的物质组成部分。在第三代恒星中包含有各种元素, 但其含量极少, 特别是那些合成元素。

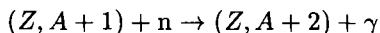
重元素是指比铁族元素还重 (原子序数  $Z > 30$ ) 的元素。由于重元素原子核之间强大的库仑斥力的作用, 使得重元素不能像较轻的元素那样通过带电粒子之间的核反应来合成。因为这种反应需要克服库仑势垒, 而库仑势垒随着核电荷的增加而增高, 在低温条件下重核之间进行反应的概率小到可以忽略, 而当温度高得足以克服库仑斥力的作用时, 即使铁峰元素的原子核也会经过一系列的光致裂变反应而被“溶解”为中子、质子和  $\alpha$  粒子等<sup>[1]</sup>。但是, 俘获中子的反应却不受限制, 它无须克服库仑势垒, 所以在温度不是很高的情形下即可发生。

1957 年, 伯比奇夫妇、福勒、霍伊尔等人根据太阳系的元素丰度分布曲线提出了恒星中元素的核合成假说, 通常称为 B<sup>2</sup>FH 理论<sup>[2]</sup>。他们提出重元素是由铁峰元素通过逐步俘获自由中子而生成的, 而这种合成主要通过两种不同的、彼此独立的核反应过程, 即 s 过程 (慢中子俘获过程) 和 r 过程 (快中子俘获过程) 来进行的。它们分别产生于不同的物理环境: r 过程主要发生在爆炸的天体物理环境中, 如超新星爆发; s 过程主要发生在红巨星内部的 He 燃烧阶段。这两种中子俘获过程的反应方式可简单表述如下:

假定恒星内有中子源, 即存在放出自由中子的核反应 (如  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  或  $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$  等), 使自由中子维持一定的数密度, 这些中子的热运动将导致中子俘获过程的发生。设原子核  $(Z, A)$  稳定 (不发生衰变), 则中子俘获过程为:



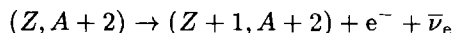
若核  $(Z, A + 1)$  也稳定, 它将在这一状态停留, 直至俘获到另一个中子为止, 即:



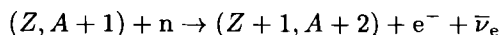
如果核  $(Z, A + 2)$  核是  $\beta$  不稳定的, 则有两种可能, 一是进行  $\beta$  衰变, 二是继续吸收中子。究竟是继续俘获另一中子还是进行  $\beta$  衰变, 这要由两个过程的相对快慢来决定。

#### (1) 慢中子俘获过程 (s 过程)

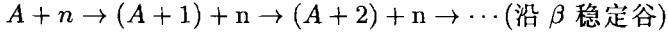
若中子流很弱 (中子数密度约为  $10^8 \text{cm}^{-3}$ ),  $(Z, A + 2)$  核的中子俘获概率远低于  $\beta$  衰变概率, 则核  $(Z, A + 2)$  先进行  $\beta$  衰变, 即 s 过程。不稳定核  $(Z, A + 2)$  进行  $\beta$  衰变的过程为:



由于这个过程时标极短, 可直接认为吸收中子的反应为:



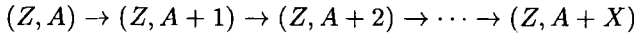
一般情况下核  $(Z+1, A+2)$  稳定, 继续俘获中子, 这样,  $s$  过程核反应方式为



这种类型中子俘获反应链称为无分叉  $s$  过程反应链, 所经过的核素叫  $s$  核素。

### (2) 快中子俘获过程 ( $r$ 过程)

若中子流很强 (中子数密度约为  $10^{20}\text{cm}^{-3}$ ), 核  $(Z, A+2)$  的  $\beta$  衰变概率远低于中子俘获概率, 则核  $(Z, A+2)$  继续俘获另一中子, 形成原子核对中子的快速连续俘获, 直至没有更多的中子为原子核所俘获为止, 即  $r$  过程。因此,  $r$  过程的核合成方式可表示为:



这种类型中子俘获反应链称为  $r$  过程反应链, 所产生的核素叫  $r$  核素。随着核内中子数的增加, 结合能降低, 该反应链在某核素处终止。一旦中子源消失, 则核素  $(Z, A+X)$  将经过  $\beta$  衰变, 直到  $\beta$  稳定谷。

$s$  过程只能在已经包含了一定数量的种子核 (铁族元素) 的恒星中发生, 可合成铁核之后的直至  $A=208$  的稳定核素。 $s$  过程又可分为两个分量, 即弱分量 (weak  $s$ -component) 和主要分量 (main  $s$ -component)。 $s$  过程弱分量产生于大质量星 ( $M \geq 10M_{\odot}$ ) 的中心氦燃烧阶段 (中子数密度  $\geq 10^6\text{cm}^{-3}$ )<sup>[3~8]</sup>, 合成较轻的中子俘获元素 ( $60 < A < 90$ )。 $s$  过程主要分量产生于中 ( $1 \sim 7M_{\odot}$ )、小质量 ( $1 \sim 3M_{\odot}$ ) 的 AGB 星的 He 壳层燃烧过程中 (中子数密度为  $10^7 \sim 10^9\text{cm}^{-3}$ )<sup>[9~17]</sup>, 对所有中子俘获元素都有贡献。

$r$  过程是一种非常重要的核合成方式: (1) 几乎一半的稳定的重核素主要是由  $r$  过程产生的; (2)  $r$  过程是可作为星系演化时钟的长寿命的放射性核素  $^{232}\text{Th}$ 、 $^{235}\text{U}$ 、 $^{238}\text{U}$  和  $^{244}\text{Pu}$  的形成机制; (3) 它能够研究富中子重核素的性质提供重要线索; (4) 它可为研究含有高度中子化物质的恒星爆发事件的温度和密度条件提供重要线索。但由于很难利用天文手段直接观测到  $r$  过程核素的丰度<sup>[18]</sup>, 而且富中子的不稳定核素的实验室研究也非常困难, 因此, 直到现在人们对  $r$  过程的产生场所仍存在较大的争议。目前, 人们至少已经提出 10 种产生  $r$  过程的场所<sup>[19~24]</sup>, 这些已经提出的  $r$  过程的场所大体可以分为三类<sup>[23]</sup>: 一类是初级场所 (primary site), 发生在温度较高、富中子的天体物理环境, 如超新星爆发、中子星碰撞等, 此时不需要种子核即可直接由 H 和 He 合成  $r$  过程核素; 另一类是次级场所 (secondary site), 发生在温度较低、中子较少的天体物理环境, 如正在发生超新星爆发的恒星的氦壳层和碳壳层、低质量星氦核等, 此时需要上一代恒星合成的重元素做为“种子核”才能形成  $r$  过程核素; 第三类是原初场所 (primordial site), 可能发生在某些大爆炸的宇宙环境中。Mathews 和 Cowan<sup>[22]</sup> 及 Mathews 等人<sup>[24]</sup> 通过对银河系元素丰度观测值和化学演化简单模型预言值的比较, 认为  $r$  过程最可能产生于低质量 II 型超新星 (SN II) 爆发阶段 (中子数密度  $\approx 10^{20}\text{cm}^{-3}$ ), 但超新星的质量范围还不能确定, Mathews 等人<sup>[24]</sup> 的化学演化模型给出的质量范围为  $10 \sim 11M_{\odot}$ 。 $r$  过程对较轻的中子俘获元素的合成机制问题是近年来核天体物理研究的前沿和热点, 有关的观测和理论研究目前仍在进行之中<sup>[25~28]</sup>。关于  $s$  过程和  $r$  过程更为详尽的评述还可参考文献 [19, 29~31]。

人们常常根据太阳系中某种元素的主要同位素主要是由  $r$  过程还是  $s$  过程形成而将中子俘获元素划分为  $r$  过程元素和  $s$  过程元素。但是, 事实上几乎所有的重元素都可以由  $r$  过程和  $s$  过程形成。因此将这些元素统称为重元素或中子俘获元素。

## 2 贫金属星中子俘获元素丰度分布的研究

恒星的化学组成对恒星结构和性质有重要影响。巴德最早将恒星划分为两大星族: 星族 I 和星族 II。这两个星族的化学组成明显不同。星族 I 恒星比较年轻且金属丰度较高, 普遍大于太阳金属丰度的  $1/10$ ; 星族 II 恒星较为年老且金属丰度相对偏低, 一般小于太阳金属丰度的  $1/10$ , 其平均的金属丰度  $[Fe/H] \approx -1.60$ , 如极贫金属晕星 CS 22892-052 的  $[Fe/H] \approx -3.12$ , 年龄约为 170 亿年<sup>[32]</sup>, 目前观测到最贫的贫金属星 CD- 38' 245 的金属丰度  $[Fe/H] \approx -4.0$ <sup>[33]</sup>。

贫金属星的中子俘获元素丰度与恒星的形成和演化密切相关, 它为研究星系形成早期的历史背景和化学演化提供了重要的信息。由于贫金属星是星系早期形成的恒星, 有的年龄与银河系的年龄相当, 在其外层仍然保持着星系形成后各阶段所具有的原始化学组成, 因此, 贫金属星是包含着银河系化学演化历史的“化石”, 其元素丰度分布情况为星系化学演化理论的计算提供了限制条件。通过理论计算所得到的重元素丰度与天文观测结果比较, 可进一步检验恒星内部重元素的核合成理论。因此, 贫金属星的重元素的核合成及其丰度分布的研究, 对于检验元素的核合成理论和探索星系形成早期的化学演化具有重要意义。贫金属星中各核合成过程对中子俘获元素丰度贡献的比例的确定, 不仅能提供星系形成后各个阶段核合成的直接和详细的证据, 而且对于认识太阳系的形成、星系的化学演化以及核天体物理学中一系列基本问题起着关键作用。

恒星的中子俘获元素丰度一般是通过对恒星光谱的观测和分析确定的。近年来, 大口径望远镜和高量子效率探测器与高分辨率摄谱仪的投入使用, 使得人们可以观测到较低金属丰度暗弱恒星的高质量光谱, 从而积累了大批不同金属丰度恒星的化学丰度资料。20 世纪 90 年代, 人们利用哈勃空间望远镜从太空中观测到某些在地面上观测不到的中子俘获元素的丰度<sup>[15~17,19]</sup>, 使观测到的贫金属星的中子俘获元素达到 20 种。随着对贫金属星中子俘获元素丰度的观测资料的增多, 就有可能将贫金属星重元素丰度分布的不同模型所得计算结果与观测结果进行较详细的比较。贫金属星中子俘获元素丰度分布及星系化学演化必然会进一步引起天文学界的重视。

太阳系的元素及其同位素丰度是迄今为止观测到的最详细和最精确的, 因此常将太阳系的元素丰度作为标准元素丰度或宇宙丰度。1989 年, Anders 和 Greverse<sup>[34]</sup> 发表了最新的太阳系的元素及其同位素的观测丰度, Käppeler<sup>[29]</sup> 利用 s 过程理论得到了太阳系 r 过程核素丰度和 s 过程核素丰度 (实际上 Sneden 等人<sup>[35]</sup> 更直接地给出了太阳系 r 过程和 s 过程的元素丰度)。1993 年, Raiteri 等人<sup>[8]</sup> 给出了 s 过程弱分量与 s 过程主要分量对太阳系核素丰度的相对贡献, 由此可确定 s 过程弱分量丰度与 s 过程主要分量丰度。

20 世纪 40 年代以前, 人们只知道大多数恒星的化学组成与太阳系很相似, 因而就认为分布在宇宙的元素丰度可能是一样的。但是后来的研究发现, 在不同类型的恒星上, 元素丰度的分布有很大差异。对于星族 I 的恒星, 通常可取重元素丰度与太阳系丰度呈相似分布<sup>[36]</sup>, 即:

$$N_i = N_{i\odot} \times Z/Z_{\odot} \quad (1)$$

其中  $N_i$  为恒星的某元素丰度,  $Z$  为恒星的金属丰度。但后来的观测表明<sup>[6~17,19]</sup>, 对于星族 II 的贫金属星, 其中子俘获元素丰度明显与太阳系的元素丰度分布不同。多年来, 人们对贫金属星重元素丰度进行了大量的观测研究。

1963年, Wallerstein 等人<sup>[37]</sup>首先发现极贫金属星缺乏重元素这一问题。

1978年, Spite M 和 Spite F<sup>[38]</sup>第一次对贫金属星重元素丰度进行了系统的分析。他们分析了金属丰度  $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.5$  的 10 颗贫金属星, 发现重元素 Ba 和 Y 在  $-3.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$  时相对于铁过贫, 且  $[\text{Ba}/\text{Fe}]$  和  $[\text{Y}/\text{Fe}]$  随  $[\text{Fe}/\text{H}]$  的增加呈线性增大, 但  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  值却随  $[\text{Fe}/\text{H}]$  的变化始终保持基本不变。

Luck 和 Bond<sup>[39,40]</sup>, Barbuy 等人<sup>[41]</sup>, Gratton 和 Sneden<sup>[42]</sup> 等人的研究均发现 [重元素 /Fe] 在  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  时有随金属丰度的降低而明显下降。Gilroy 等人<sup>[43]</sup> 的研究工作表明  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  和  $[\text{Zr}/\text{Fe}]$  在  $-2.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$  的范围内随金属丰度的降低是增加的。

Pagel<sup>[44]</sup> 和 Truran<sup>[45]</sup> 的研究发现, 在贫金属星中 [重元素 /Fe] 的值接近太阳系中的值, 并指出银晕中的重元素是由大质量星中的 r 过程产生的。Sneden 和 Parthasarathy<sup>[46]</sup>, Sneden 和 Pilachowski<sup>[47]</sup>, 以及 Gilroy 等人<sup>[43]</sup> 的研究也表明贫金属星重元素丰度的分布具有太阳系 r 过程元素丰度的特点, 然而不同恒星中的同一种重元素丰度观测值的差别相当大。

1989年至1991年 Magain<sup>[48]</sup> 及 Zhao 和 Magain<sup>[49,50]</sup> 观测了多颗贫金属星的重元素丰度, 发现在  $-2.5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.5$  的范围内,  $[\text{Ba}/\text{Fe}]$  和  $[\text{Y}/\text{Fe}]$  具有和太阳系相同的值,  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  和  $[\text{Zr}/\text{Fe}]$  却随金属丰度的减小而增加, 可分别高出太阳系值 0.5 dex 和 0.4 dex; 在  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  区域  $[\text{Ba}/\text{Fe}]$  随金属丰度的减小而减小; 在贫金属星中, 有些中子俘获元素的丰度存在着本质弥散。1993年至1995年 Magain 和 Zhao<sup>[51]</sup>, Magain 等人<sup>[48]</sup> 提出利用元素 Ba 的奇 ( $A = 135, 137$ ) 偶 ( $A = 134, 136, 138$ ) 同位素的相对丰度来确定 s 过程和 r 过程对重元素丰度的相对贡献。他们的结果表明极贫金属星 HD 140283 的重元素丰度是由纯 s 过程产生的, 这与 Truran 等人<sup>[45]</sup> 和 Gilroy 等人<sup>[43]</sup> 得出的 HD 140283 的重元素丰度由纯 r 过程产生的结论相反。而且这种方法需要对所获得的高分辨率、高信噪比的光谱进行精确的计算和分析, 以便得到高精度的 Ba 同位素丰度。

1994年, Gratton 和 Sneden<sup>[52]</sup> 比较准确地测定了金属丰度在  $-2.8 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0$  范围内的 19 颗贫金属星中 11 种重元素的化学丰度, 发现在  $-2.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1.0$  范围内, Sr, Y, Ba, La, Ce, Nd 的化学丰度  $[\text{M}/\text{Fe}]$  的平均值近似在  $0.0 \sim -0.1$  dex 之间, Zr, Pr, Sm, Dy, Eu 的化学丰度  $[\text{M}/\text{Fe}]$  的平均值分别比太阳系高 0.20, 0.21, 0.14, 0.18, 0.29 dex; 当  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  时, Ba~Eu 之间所有的重元素的化学丰度  $[\text{M}/\text{Fe}]$  随  $[\text{Fe}/\text{H}]$  的减小迅速下降, 而且那些在太阳系中主要由 s 过程产生的元素 (如 Ba 和 La) 比那些主要由 r 过程产生的元素 (如 Eu) 下降得更多。他们给出的恒星间的丰度差别很小, 与他们的测量误差 ( $\approx 0.1$  dex) 一致。他们的结果表明尽管贫金属星重元素丰度大部分来自于 r 过程的贡献, 但贫金属星重元素丰度的分布与太阳系纯 r 过程元素丰度并不一致, 如太阳系 r 过程丰度不能解释贫金属星中 Ba 的丰度, 因此, 不能忽略 s 过程对重元素丰度的贡献, 即使对  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  的极贫金属星也是如此。

1995年和1998年 McWilliam 等人<sup>[33,53]</sup> 分析了 33 颗极端贫金属星 ( $-4.0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.0$ ) 的重元素丰度, 结果发现在  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  时, [重元素 /Fe] 是下降的, 而且  $[\text{Sr}/\text{Fe}]$  和  $[\text{Ba}/\text{Fe}]$  的弥散加大, 达到 2.5 dex, 而 [重元素 /Fe] 的典型观测误差仅为 0.2 dex, 如此小的观测误差显然不能解释贫金属星元素丰度较大的弥散。

1996年 Ryan 等人<sup>[54]</sup> 分析了另外一些极贫金属矮星和巨星, 也发现重元素丰度具有较大的弥散, 而且与恒星最初的弥散一致, 并认为这样大的弥散是在恒星形成时化学丰度的不均匀性造成的。

目前, 重元素丰度观测值最多的贫金属星当属极贫金属晕星 CS 22892-052。Sneden<sup>[55]</sup>, Cowan<sup>[56]</sup> 和 Sneden<sup>[35]</sup> 等人对该星进行了详细观测, 并利用所获得的高分辨率、高信噪比光谱确定了多达 20 种重元素的丰度。他们发现尽管极贫金属晕星 CS 22892-052 的金属丰度很低 ( $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -3.1$ ), 但重元素却明显超丰:  $0.3 \leq [\text{重元素}/\text{Fe}] \leq 1.8$ , 并且用太阳系 r 过程丰度曲线<sup>[28]</sup> 乘以一个下降因子 (以 Nd 的丰度为标准) 后所得的丰度曲线能够很好地拟合 Ba 以后所有的重元素 ( $Z \geq 56$ ) 的观测丰度<sup>[35,56]</sup>。但 Cowan 等人<sup>[56]</sup> 发现, 上述按下降因子调整了的太阳系 r 过程丰度曲线却不能拟合其中较轻的中子俘获元素 Sr 和 Y 的观测丰度, 必须考虑 s 过程弱分量对较轻的中子俘获元素的贡献。Cowan 等人<sup>[56]</sup> 利用将太阳系 r 过程丰度和 s 过程弱分量的丰度人为混合后的丰度曲线, 很好地拟合了极贫金属晕星 CS 22892-052 的所有观测丰度, 结果表明极贫金属晕星 CS 22892-052 中可能已经存在 s 过程弱分量的贡献, 但其较重元素丰度主要是由 r 过程产生的。

贫金属晕星 HD 126238 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.7$ ) 的元素丰度观测值较多且比较准确。Gratton 和 Sneden<sup>[52]</sup> 给出了其中 11 种重元素丰度的地面观测结果。1996 年, Cowan 等人<sup>[57]</sup> 利用哈勃空间望远镜首次在这颗星上探测到太阳系中的 r 过程第三峰元素 Os、Pt 和 Pb, 并结合地面的观测结果研究了该星的重元素丰度分布, 结果发现太阳系纯 r 过程或 s 过程元素丰度均不能拟合出该贫金属星的丰度观测值, 而应同时考虑 r 过程和 s 过程的共同贡献, 拟合观测丰度的最佳曲线的混合比例为 80% 的太阳系 r 过程丰度和 20% 的 s 过程丰度。1998 年, Sneden 等人<sup>[25]</sup> 利用哈勃空间望远镜的最新观测结果, 重新确定了该星中的重元素 Os、Pt 和 Pb 的丰度, 并首次给出了较轻的重元素 Ge ( $Z = 32$ ) 的观测丰度。Sneden 等人<sup>[25]</sup> 的研究进一步证实了以上所得结论。显然, Cowan 等人<sup>[56,57]</sup> 和 Sneden 等人<sup>[35,25]</sup> 在拟合贫金属星重元素丰度时, 将不同核合成过程的太阳系丰度进行人为混合的方法具有较大的任意性。

一方面, 贫金属星中较重的中子俘获元素 ( $Z > 55$ ) 的丰度分布与太阳系纯 r 过程丰度分布相似, 而要拟合较轻的中子俘获元素 (如 Sr, Y, Zr) 丰度, 还应同时考虑 s 过程的贡献, 即使对  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  的极贫金属星也是如此<sup>[12,15]</sup>; 另一方面, 用整个太阳系的元素丰度分布也不能拟合贫金属星的中子俘获元素丰度<sup>[15~17,19]</sup>。由于一般情况下, 恒星的元素丰度来自三个核合成过程产物的彼此混合, 而光谱观测又很难将不同核合成过程对中子俘获元素丰度的贡献区分开, 使得贫金属情况下 r 过程和 s 过程对元素丰度贡献比例的确定具有较大的不确定性<sup>[15,16]</sup>。由于受观测条件和其他各种因素的限制, 目前只能观测到贫金属星中一部分中子俘获元素的丰度; 虽然目前已有一些关于贫金属星重元素化学演化的理论工作, 但由于观测的限制及计算工作量的巨大, 有关的理论计算还只局限于个别元素, 而不能对所有重元素进行这样的计算, 更不能具体到各核素的化学演化及相对丰度。因此, 有必要从观测和理论相结合的角度探讨一种确定不同金属丰度下各核合成过程对重元素丰度贡献比例的有效方法。但由于 r 过程理论的不完善<sup>[58]</sup>, 各种可能的方法仍在继续探讨之中<sup>[15,16,28]</sup>。如: Busso 等人<sup>[59]</sup> 提出, 贫金属星的重元素丰度可由将太阳系的重元素丰度中的 s 过程贡献部分缩小至  $\frac{1}{10}$  而 r 过程部分不变得到。显然这一方法并不能拟合所有的贫金属星重元素的观测丰度。在这方面, 我们提出了代表各核合成过程对重元素丰度贡献的分量系数的概念并提出了计算分量系数的方法<sup>[60~65]</sup>。总结我们的计算结果可得如下结论: 贫金属星各重元素核合成过程产生的重元素丰度与太阳系大致呈相似分布, 但各核合成过程对重元素丰度贡献的比例与太阳系情况明显不同。总的趋势是: r 过程和 s 过程弱分量的分量系数大于其在太阳系

的值, 而 s 过程主要分量的分量系数小于其在太阳系的值。其原因是 r 过程分量产生于较大质量超新星, 而主要分量主要产生于中、小质量的 AGB 星 He 壳层燃烧过程中, 它们的寿命较长, 在星系形成较早期对重元素的贡献较少。

### 3 贫金属星中子俘获元素的平均丰度分布

由于太阳系的核素丰度分布是迄今为止得到的唯一详细的核素丰度分布, 因此常将它作为标准的丰度分布。对于星族 I 的恒星, 常取其与太阳系核素丰度呈相似分布, 即 (1) 式<sup>[36]</sup>。数十年来, 人们一直沿用此式。但早在 1978 年 Spite 等人<sup>[38]</sup>就指出, 星族 II 的贫金属星的重元素丰度明显与太阳系核素丰度分布不同; 1995 年 Woolf 等人<sup>[18]</sup>进一步指出, 即使是星族 I 的恒星, 其中子俘获元素丰度分布也明显偏离 (1) 式。虽然近年来对单颗恒星重元素丰度分布的研究已取得重要成果, 但贫金属环境下, 各核合成过程产生的重元素丰度的平均分布是否与太阳系呈相似分布、各核合成过程对重元素丰度的平均贡献比例等问题的研究仍显得欠缺, 基本上还处于定性研究阶段, 在这方面似乎也没引起人们的足够重视。实际上, 从星系化学演化的角度看, 贫金属星的重元素丰度的平均分布特别是各重元素核合成过程的平均贡献的确定比单颗恒星重元素丰度的分布更为重要。因为单颗恒星可能形成于没有得到充分混合的某种特殊的化学环境, 它的丰度分布可能不具有普遍性和代表性, 而贫金属星的重元素丰度的平均分布能提供星系形成后各个阶段核合成的较为直接和详细的信息, 并可为中子俘获元素的星系化学演化的研究提供更为准确的约束。因此, 这一问题的解决将对核天体物理及星系化学演化的一系列关键问题的解决产生重要影响。

目前, 观测到中子俘获元素丰度的贫金属星已达数百颗, 对这些可应用的丰度观测资料进行统计分析, 从观测的角度得出中子俘获元素丰度分布及演化的定量规律的时机已逐渐成熟。Francois 等人<sup>[66]</sup>的研究表明, 在贫金属盘星中  $[Eu/H]$  与  $[Fe/H]$  具有较好的线性关系, 且弥散较小。因此, 可在个别贫金属星中子俘获元素丰度的计算公式<sup>[61~65]</sup>的基础上, 对近年发表的贫金属星中子俘获元素的丰度观测值进行统计分析, 寻找  $[M/H]-[Ba/H]$  ( $M$  为某种中子俘获元素) 的相关关系, 以期得到 r 过程与 s 过程对重元素丰度的平均贡献。

### 4 中子俘获元素丰度对星系化学演化的约束

通过分析具有不同年龄的恒星大气的化学成分可了解星系的化学演化。如果这些恒星还没有演化到巨星分支, 它们表面的化学成分就应当与形成时气体的化学成分相同, 就可以由此探索星系的化学演化。直接测定场星的年龄是极其困难的, 我们通常选用由于若干代恒星的演化而使星际气体中金属逐渐增丰的金属丰度 (如  $[Fe/H]$ ) 作为表示年龄的参数。近年来, 在贫金属星中观测到丰度值的重元素已达十多种, 金属丰度的范围也逐渐加大,  $[Fe/H]$  从 -4 到 0.5。将这些观测数据作为约束条件与各种星系化学演化模型的计算结果相比较可以检验模型的优劣, 得到关于中子俘获核合成场所及星系化学演化的有关信息。

1979 年, Tinsley<sup>[67]</sup>在 s 过程元素正比于 Fe 的假定下研究了 s 过程元素的化学演化, 但观测表明钡的丰度变化并不遵循这一规律, 而是高于上述假定的预言丰度, Tinsley 认为在贫金属情况下钡的超丰可能是上述偏离的原因。

1988 年, Andreani 等人<sup>[68]</sup>利用半解析模型研究了中子俘获元素的星系化学演化, 他们指出随时间变化的恒星形成率在解释 r 过程和 s 过程元素化学演化方面是最成功的, 并给出了纯 r 过程和 s 过程元素丰度的化学演化曲线。

1995 年和 1997 年, Pagel 等人<sup>[69,70]</sup>利用考虑了延迟产量因素后的半经验解析模型研究了 r 过程和 s 过程元素的星系化学演化, 并得到与观测符合的结果。计算中假定 r 过程元素主要由质量为  $11M_{\odot}$  的 II 型超新星的初级 (primary) 核合成形成, 而 s 过程元素的弱分量和主要分量分别由  $8.5M_{\odot}$  和  $1.5M_{\odot}$  的初级核合成形成。实际上 s 过程元素的核合成是需要铁族元素作种子核的, 应属次级 (secondary) 产物。Pagel 等人认为, 由于丰度观测值具有较大的离散, s 元素的次级特点已被抹掉, 因此可将其处理为初级核合成。

1992 年, Mathews 等人<sup>[24]</sup>在特定恒星产量和时间延迟的假定下研究了中子俘获元素的星系化学演化, 计算时将 r 过程场所简单地分为两类: 初级产物 (在恒星内部直接由 H 和 He 合成) 和次级产物 (由已存在的种子核俘获中子合成), 并考虑了中子源的影响。文中假定 r 过程对丰度的贡献都与太阳系 r 过程丰度分布相似, 而 s 过程的贡献采用 Hollowell 低质量 AGB 星模型<sup>[13]</sup>。计算结果表明, 中子源  $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$  可以给出与观测趋势相符的合理解释, 中等质量星是进行 s 过程核合成的最有效的场所; r 过程场所可能是低质量 II 型超新星 ( $7 \sim 8M_{\odot}$ ) 的初级核合成或大质量超新星的次级核合成, r 过程产量几乎不依赖于种子核物质的丰度。由于 r 过程主要产生于低质量 ( $7 \sim 8M_{\odot}$ ) II 型超新星爆发 (SN II) 阶段, 而低质量 SN II 超新星的前身星的主序寿命比大质量 SN II 超新星的长, 在星系形成早期, 只有大质量 SN II 超新星, 它产生铁, 但对 r 过程元素贡献很小, 因此,  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  很小。随着金属丰度的升高, 低质量 SN II 超新星开始发生, 对 r 过程的贡献逐渐增加,  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  随之增加。大约经过 1 Gyr 即金属丰度增加到  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.0$  附近时, Ia 型超新星开始爆发, 并成为合成铁的主要来源, 但 Ia 型超新星对 r 过程元素丰度的贡献很小。因此, 在星系形成晚期, 即当  $[\text{Fe}/\text{H}] > -2.0$  时, 由于产生铁的来源的增加,  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  随金属丰度的增加反而降低, 到零金属丰度时达到其在太阳系中的值。因而在  $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.0$  附近,  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  出现了极大峰值, 从而定量解释了观测事实。

1999 年 Jehin 等人<sup>[71]</sup>精确地确定了  $-1.2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.6$  的 21 颗星的元素丰度, 其误差小于 0.1dex。由于此金属丰度范围恰为晕与厚盘的重叠处, 精确的元素丰度可提供大量信息。在对所得元素丰度分析的基础上, 他们将星族 II 划分为两个子星族: 在子族 IIa 中,  $\alpha$  元素和 s 过程元素丰度同时增长, 化学增丰归因于大质量的 II 型超新星爆发; 在子族 IIb 中,  $\alpha$  元素和 r 过程元素丰度保持不变, 但 s 过程元素丰度增长, 化学增丰归因于较低质量星演化晚期的强烈星风或超星风, 在这种环境中形成的恒星将保持  $\alpha$  元素和 r 过程元素丰度不变, 而 s 过程元素丰度增加。特别是假设场星大部分来源于球状星团 (通过瓦解和剥离)。上述观测事实为球状星团的形成机制提出了某些启示。

最近, Travaglio 等人<sup>[72]</sup>计算 AGB 星 s 过程核合成时发现其产额明显依赖于金属丰度, 在此基础上, 假定 r 过程场所是低质量 II 型超新星的初级核合成, 对丰度的贡献都与太阳系 r 过程丰度分布相似, 将星系分为晕、厚盘和薄盘三个区域, 研究了中子俘获元素的化学演化。在星系盘中, s 过程对 Ba 的贡献占支配地位, 而在较低金属丰度情况下, 初级 r 过程的贡献起决定作用。对于 r 过程核合成,  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2$  时,  $[\text{r 元素}/\text{Fe}]$  随  $[\text{Fe}/\text{H}]$  的下降而下降的观测趋势可由较低质量 ( $8 \sim 10M_{\odot}$ ) 的超新星爆发解释。

星系化学演化的计算是十分复杂的问题, 关系到星系形成的图像、重子物质的冷却、超



新星的反馈等, 目前仍无定论, 因此观测约束是十分重要的。

## 5 结 束 语

虽然目前对贫金属星中子俘获元素丰度的研究已经取得很大进展, 但仍有许多问题有待人们去研究。

(1) 目前, 在中子俘获元素核合成的计算中<sup>[73]</sup>, 初始丰度仍按(1)式取值。如果实际丰度分布与(1)式有较大偏离, 不仅影响核合成的计算结果, 还会影响星系化学演化的计算结果, 使星系中子俘获元素化学演化的计算只能停留在一个比较粗糙的水平上。因此, 需要从观测的角度给出更符合实际的计算丰度分布公式, 以提供星系形成后各个阶段的平均环境, 为中子俘获元素核合成和中子俘获元素的星系化学演化提供更严格的约束条件。由于星系化学演化的计算是十分复杂的问题, 目前在很多方面仍无定论, 因此中子俘获元素丰度的观测约束是十分重要的。鉴于贫金属星的重元素丰度的平均分布的重要性, 应对大量恒星的丰度观测值做统计分析, 找出规律。在此基础上重新进行 r 过程和 s 过程核合成的计算以及星系中子俘获元素化学演化的计算, 得到更准确的结论。

(2) 建立更为完善的中子俘获元素星系化学演化的解析模型。Pagel 等人<sup>[69,70]</sup>的半经验解析模型虽然在研究 r 过程和 s 过程元素的星系化学演化时取得了一定成功, 但在计算中, 假定 s 过程元素的弱分量和主要分量丰度由初级核合成形成, 这是不符合实际的。Pagel 等人的模型中各元素的产率为可调参量, 显得可调参量过多。注意到贫金属星中子俘获元素的丰度之间存在的相关关系, 可能会大量地减少可调参量, 从而减少模型的不定因素。

(3) 选取更为合适的 s 过程弱分量的代表元素, 以减小由于采用 Sr 作为 s 过程弱分量的典型代表而造成的分量系数  $C_2$  的不确定性<sup>[60,61]</sup>, 这需要获得贫金属星中的更多的较轻的中子俘获元素的观测丰度。目前人们已经利用哈勃空间望远镜 (HST) 观测到贫金属星中 Ge ( $Z = 32$ ) 的丰度<sup>[55]</sup>, 随着观测到的较轻的中子俘获元素的增加, 我们期望能够得到一种更为合适的 s 过程弱分量的代表元素。

(4) 将贫金属星按形成环境或条件的不同进行分类研究, 以减小不同恒星之间重元素丰度的弥散, 使研究工作更加细致深入。为进一步研究贫金属星重元素核合成的真实图像和星系形成早期化学演化的历史, 需要更多的、更精确的观测资料, 特别是增加  $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  极端贫金属星的 Ba 和 Eu 的丰度观测数据, 以精确确定 s 过程和 r 过程对贫金属星重元素丰度的相对贡献。还需要增加对较轻的中子俘获元素的观测, 特别是质量数  $A = 100$  附近的中子俘获元素的观测丰度, 以进一步探索较轻的中子俘获元素的核合成的真实图像, 检验是否存在不同的 r 过程或次 r 过程 (second r-process) 机制<sup>[22,25,73]</sup>等。如果得到证实, r 过程也应分为两个分量<sup>[73]</sup>, 并将重元素分成较轻和较重两个区域 (以  $A \approx 140$  为界) 分别进行研究, 这可能会进一步改进理论预言的效果, 得到更多有关星系形成早期重元素核合成的信息。

除此之外, 还有许多问题有待人们去深入探讨。随着丰度观测资料的增多和精度的提高以及这些问题的逐步解决, 中子俘获元素丰度的研究也将进入一个新的阶段。

## 参 考 文 献

- 1 Woosely S E, Weaver T A. *Ap. J. Suppl. Ser.*, 1995, 101: 181
- 2 Burbidge E M, Burbidge G R, Fowler W A et al. *Rev. Mod. Phys.*, 1957, 29: 547
- 3 Lamb S, Howard W M, Truran J W et al. *Ap. J.*, 1977, 217: 213
- 4 Busso M, Gallino R. *Astron. Astrophys.*, 1985, 151: 205
- 5 Prantzos N, Hashimoto M, Nomoto K. *Astron. Astrophys.*, 1990, 315: 209
- 6 Raiteri C M, Busso M, Gallino R et al. 1991, *Ap. J.*, 367: 228
- 7 Raiteri C M, Gallino R, Busso M. *Ap. J.*, 1992, 387: 263
- 8 Raiteri C M, Gallino R, Busso M et al. *Ap. J.*, 1993, 419: 207
- 9 Iben I Jr. *Ap. J.*, 1975, 196: 525
- 10 Truran J W, Iben I Jr. *Ap. J.*, 1977, 216: 797
- 11 Iben I Jr, Truran J W. *Ap. J.*, 1978, 220: 980
- 12 Iben I Jr, Renzini A. *Ap. J. Lett.*, 1982, 259: L79
- 13 Hollowell D E, Iben I Jr. *Ap. J.*, 1989, 340: 966
- 14 Gallino R, Busso M, Picchio G et al. *Ap. J. Lett.*, 1988, 334: L45
- 15 Käppeler F, Gallino R, Busso M et al. *Ap. J.*, 1990, 354: 630
- 16 Busso M, Lambert D L, Belgio L et al. *Ap. J.*, 1995, 446: 775
- 17 Lambert D L, Smith V V, Busso M et al. *Ap. J.*, 1995, 450: 302
- 18 Woolf V M, Tomkin J, Lambert D L. *Ap. J.*, 1995, 453: 660
- 19 Mathews G J, Ward R A. *Rep. Prog. Phys.*, 1985, 48: 1371
- 20 Hillebrandt W. *Space Sci. Rev.*, 1978, 21: 639
- 21 Schramm D N. In: Barnes C A, Clayton D D, Schramm D N. eds. *Essays in Nuclear Astrophysics*. Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1982. 325
- 22 Mathews G J, Cowan J J. *Nature*, 1990, 345: 491
- 23 Cowan J J, Thielemann F-K, Truran J W. *Phys. Rep.*, 1991, 208: 269
- 24 Mathews G J, Bazan G, Cowan J J. *Ap. J.*, 1992, 391: 719
- 25 Sneden C, Cowan J J, Burris D L et al. *Ap. J.*, 1998, 496: 235
- 26 Freiburghaus C, Rembges J -F, Rauscher T et al. *Ap. J.*, 1999, 516: 381
- 27 Cowan J J, Pfeiffer B, Kratz F-K et al. *Ap. J.*, 1999, 521: 194
- 28 Sneden C, Cowan J J, Ivans I I et al. *Astro-ph/0003086*, 2000, in press.
- 29 Käppeler F, Beer H, Wisshak K. *Rep. Prog. Phys.*, 1989, 52: 945
- 30 Wallerstein G, Iben I Jr, Parker P et al. *Rev. Mod. Phys.*, 1997, 69: 996
- 31 Busso M, Gallino R, Wasserburg G J. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 1999, 37: 239
- 32 Cowan J J, McWilliam A, Sneden C et al. *Ap. J.*, 1997, 480: 246
- 33 McWilliam A, Preston G W, Sneden C et al. *A. J.*, 1995, 109: 2736
- 34 Anders E, Grevesse N. *Geochem. Cosmochim. Acta*, 1989, 53: 197
- 35 Sneden C, McWilliam A, Preston G W et al. *Ap. J.*, 1996, 467: 819
- 36 Busso M, Gallino R, Lambert D L et al. *Ap. J.*, 1992, 399: 218
- 37 Wallerstein G, Greenstein J L, Parker R et al. *Ap. J.*, 1963, 137: 280
- 38 Spite M, Spite F. *Astron. Astrophys.*, 1978, 67: 23
- 39 Luck R E, Bond H E. *Ap. J.*, 1981, 244: 919
- 40 Luck R E, Bond H E. *Ap. J.*, 1985, 292: 559
- 41 Barbay B. *Astron. Astrophys.*, 1985, 144: 343
- 42 Gratton R G, Sneden C. *Astron. Astrophys.*, 1988, 204: 193
- 43 Gilroy K K, Sneden C, Pilachowski C A et al. *Ap. J.*, 1988, 327: 298
- 44 Pagel B E J. In: Ahrens L H ed. *Origin and Distribution of the Elements*. Oxford: Pergamon, 1968. 195
- 45 Truran J W. *Astron. Astrophys.*, 1981, 97: 391
- 46 Sneden C, Parthasarathy M. *Ap. J.*, 1983, 267: 757
- 47 Sneden C, Pilachowski C A. *Ap. J.*, 1985, 288: L55

- 48 Magin P. *Astron. Astrophys.*, 1989, 209: 211  
 49 Zhao G, Magain P. *Astron. Astrophys.*, 1990, 238: 242  
 50 Zhao G, Magain P. *Astron. Astrophys.*, 1991, 244: 425  
 51 Magain P, Zhao G. *Astron. Astrophys.*, 1993, 268: L27  
 52 Gratton R G, Sneden C. *Astron. Astrophys.*, 1994, 287: 927  
 53 McWilliam A. *Ap. J.*, 1998, 115: 1640  
 54 Ryan S G, Norris J E, Beer T C. *Ap. J.*, 1996, 471: 254  
 55 Sneden C, Preston G W, McWilliam A *et al.* *Ap. J.*, 1994, 431: L27  
 56 Cowan J J, Burris D L, Sneden C. *Ap. J.*, 1995, 439: L51  
 57 Cowan J J, Sneden C, Truran J W *et al.* *Ap. J.*, 1996, 460: L115  
 58 Goriely S. *Astron. Astrophys.*, 1999, 342: 881  
 59 Busso M, Picchio G, Gallino R *et al.* *Ap. J.*, 1988, 326: 196  
 60 Zhang Bo, Li Ji, Zhang Caixia *et al.* *Ap. J.*, 1999, 513: 910  
 61 张波, 李冀, 张彩霞等. *天文学报*, 1999, 40: 256  
 62 张波, 张彩霞, 李冀. *云南天文台台刊*, 1999, (1):1  
 63 张波, 张彩霞, 李冀等. *中国科学 (A 辑)*, 1998, 28(12): 1102  
 64 Li Ji, Zhang Bo, Wei Guoqiang *et al.* *Chin. Phys. Lett.*, 1999, 16: 619  
 65 李冀, 张丽萍, 张波. *河北师范大学学报 (自然科学版)*, 1999, 23(2): 191  
 66 Francois P. *Astron. Astrophys.*, 1996, 313: 229  
 67 Tinsley B M. *Ap. J.*, 1979, 229: 1046  
 68 Andreani P, Vangioni-Flam E, Audouze J. *Ap. J.*, 1988, 334: 698  
 69 Pagel B E J, Tautvaisiene G. *M.N.R.A.S.*, 1995, 276: 505  
 70 Pagel B E J, Tautvaisiene G. *M.N.R.A.S.*, 1997, 288: 108  
 71 Jehin E, Magain P, Neuforge C *et al.* *Astron. Astrophys.*, 1999, 341: 241  
 72 Travaglio C, Galli D, Gallino R *et al.* *Ap. J.*, 1999, 521: 691  
 73 Wasserburg G J, Busso M, Gallino R. *Ap. J.*, 1996, 466: L109

## The Abundances of Neutron-capture Elements in Metal-poor Stars

Zhang Bo<sup>1,2</sup> Li Ji<sup>1</sup> Zhang Yanxia<sup>1</sup> Peng Qiuhe<sup>2,3</sup>

(1. Department of Physics, Heibei Normal University, Shijiazhuang 050016 )

(2. Chinese Academy of Sciences - Peking University Joint Beijing Astrophysical Center, Beijing 100871)

(3. Department of Astronomy, Nanjing University, Nanjing 210093)

### Abstract

The abundances of neutron-capture elements in metal-poor stars, tightly related to the star formation and evolution, provide important clues to the chemical evolution of the Galaxy. Therefore, the study of the nuclear astrophysics has concentrated on understanding the origin of neutron-capture elements in metal-poor stars. In this paper, the nucleosynthetic picture of heavy elements, the concepts of the r-process and the s-process and their nucleosynthetic sites, are introduced. Emphatically, the recent observed abundances of neutron-capture elements in metal-poor stars are stated. Moreover, the progresses of the abundance distributions and the chemical evolution of neutron-capture elements in metal-poor stars are reviewed. Finally, the suggestions for further study with this respect have been put forward.

**Key words** nucleosynthesis—neutron capture elements—abundance—metal-poor stars—Galaxy—chemical evolution