

文章编号: 1000-8349(2011)04-387-21

贫金属星r过程核合成相关问题的 研究进展

张江^{1,2,3}, 崔文元², 张波²

(1. 中国科学院 国家天文台/云南天文台, 昆明 650011; 2. 河北师范大学 物理系, 石家庄 050016; 3. 石家庄经济学院 数理学院, 石家庄 050016)

摘要: 快中子俘获过程(r过程)可以解释大约一半比铁重的稳定(和一些长寿命放射性的)富中子核素的产生, 这已经被太阳系及各种金属丰度下恒星的观测结果所证实。为建立r过程模型, 需要大量的核物理信息: 涉及到 β 稳定谷与中子滴线之间的各种核素的稳定特性及 β 衰变分支等物理参数, 实验和理论都面临巨大的挑战。综述了近年来贫金属星r过程核合成理论的研究情况, 包括人们比较关注的主要r过程与弱r过程核合成、元素丰度分布规律及其产生场所等。

关键词: 贫金属星; 中子俘获; s过程; r过程; 核合成

中图分类号: P152

文献标识码: A

1 引言

元素核合成是核物理学和天体物理学的一个前沿热点问题。例如, 中子俘获核合成在星系化学演化方面占有重要的地位。一般认为宇宙中比铁族元素还重的元素主要通过中子俘获过程形成。根据 β 衰变时标和中子俘获时标的长短, 可以把中子俘获过程分为快中子俘获过程(r过程)和慢中子俘获过程(s过程)^[1-4]。它们分别对应于不同的物理环境: s过程发生在恒星内部He燃烧时期, 如红巨星阶段或渐近巨星分支(Asymptotic Giant Branch, AGB)阶段^[5-10]; r过程的天体物理起源至今仍不清楚^[11-13]。一般认为r过程发生在大质量恒星($M > 8M_{\odot}$)晚期的核心塌缩超新星爆发阶段^[14-16]。在核心塌缩超新星爆发时中子流量非常高, 中子俘获时标比 β 衰变时标短。其他可能的r过程场所也主要发生在极端天体物理环境中, 如白矮星或中子星表面吸积一定物质而发生的剧烈核燃烧^[17, 18]、中子星并合^[19, 20]事件等。研究贫金属星中子俘获核合成及元素丰度分布对于检验元素核合成理论和探索星系早期

收稿日期: 2011-01-19; 修回日期: 2011-08-18

资助项目: 国家自然科学基金(10973006, 11003002, 10821061, 11033008); 河北省杰出青年基金(A2011205102); 河北省高校创新基金CPRC034

化学演化具有十分重要的意义,它不仅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都将起关键作用^[21-23]。

由于核合成路径不同, s过程或者r过程会产生明显不同的丰度模式^[1, 2]。但是观测中到底能够给出多少种重元素丰度模式呢? 因为大多数现存的恒星已经被多个核合成事件污染, 所以仅仅依靠观测很难分解出单个核合成事件的结果。根据已有的大量实验数据及观测资料, 理论工作已明确计算出太阳系中s过程和r过程的相对贡献^[24, 25]。然而, 因为进行核合成时物理条件不同, 如种子核数目及来源、核合成的温度及时标等都会影响核合成产额, 所以不同的(s过程或r过程)核合成事件不可能产生完全相同的丰度模式。近20年来, 获得了大量贫金属星中子俘获元素丰度观测数据, 这些数据包含了不同丰度模式的核合成信息和约束条件, 可以用来检验和改进对重元素核合成多样性及其极端物理环境的理解。总体上, s过程可分为主要分量, 弱分量和强分量^[3, 26-28]; 而r过程可分为主要r过程和弱r过程^[29-32]。产生较重中子俘获元素($Z \geq 56$)的r过程称为主要r过程; 与之相对, 弱r过程主要负责较轻中子俘获元素($Z < 56$)的核合成。从元素丰度分布的角度看, r过程丰度分布主要可分为三种情况: 主要r过程星对应的主要r过程, 弱r过程星对应的弱r过程和与CEMP-r/s星(Carbon Enhanced Metal-poor, CEMP)相应的r过程, 它们可能产生于不同的天体物理环境及核合成场所。虽然近年来对AGB星s过程和r过程核合成的理论研究已经取得诸多进展, 但仍有许多问题有待研究。相对于s过程而言, 我们对r过程核合成场所及相应的物理条件的认识还相当不完全。如太阳系的r过程丰度是用太阳系核素丰度减去s过程核素丰度得到, 称为“残差(residuals)”, 其丰度分布的准确性明显依赖于s过程理论计算的准确性^[25]。在研究恒星r过程丰度分布时, 即使在低金属环境下, 也常根据某个元素丰度值将太阳系的r过程丰度整体下调, 作为典型分布并与贫金属星观测结果进行比较。

为建立r过程模型, 需要大量的核物理的信息, 包括 β 稳定谷与中子滴线之间从轻到重元素的稳定特性及其 β 衰变分支比等。为测定包含r过程的超重核素, 必须知道极富中子钢类核素的裂变概率, 甚至包括非对称原子核的特性。这些都给实验和理论带来巨大的挑战。由于r过程计算要求很严格的核合成条件, 除需已知的大量原子核物理参数外, 还须对核合成的物理环境有尽量多的了解, 如初始核素丰度分布、金属丰度、主要种子核、主要中子源的影响、主要伴随抛出物等, 这就需要从观测的角度得出更多及更可靠的中子俘获核合成约束条件。为了清晰确定r过程的场所, 多年以来, 各种复杂的基于核物理和独立于天体物理场所(site-free)的r过程模型已经建立^[13]。这些模型具有各自的优点, 但仍有很多问题亟待研究^[13]。r过程核合成场所及与其相关的物理条件仍然是当前核天体物理研究领域的重要前沿研究课题^[32, 33]。不管怎样, 理论预言的r过程丰度需要通过恒星金属丰度的观测结果比较来检验, 特别是与极贫金属星中观测到的r过程核素丰度进行比较。

本文第2章将回顾r过程的基本理论; 然后在第3、4章重点讨论了当前的研究热点: 主要r过程和弱r过程, 并结合作者的认识进行了评述; 最后结合观测方面的进展, 概述了星系早期核合成的一些热点问题。

2 r过程的基本理论

r过程要求极高的中子数密度, 一般认为是发生在爆炸的天体物理环境中^[12]。r过程及其对重元素的贡献大体情况已经为人所知, 但由于核物理(包含中子俘获、 β 衰变及不稳定核的衰变性质)和天体物理场所(恒星和超新星)的不确定性, r过程依然有许多未解之谜。由于难以确定r过程核合成场所, 所以独立于天体物理场所的计算方法就显得非常重要。根据物理条件的不同可分为参数化高温r过程模型(site-free parametric high-temperature r-process models)和参数化高密r过程模型(site-free high-density r-process scenario)两大类。其中占主流地位的是参数化高温r过程模型, 它又可分为经典r过程模型(canonical r-process model)或经典滞留点(waiting point)近似方法(例如, Cowan et al. 1991^[11]; Kratz et al. 1993^[34], 2007a^[35])、多事件r过程模型(multi-event r-process model)和动力学r过程模型(Dynamical r-process approaches)等^[13]。

由于经典滞留点依赖于核物理参量输入条件(反应率以及衰变特征等), 对天体物理条件^[36, 37]非常敏感, 所以可以帮助人们获得r过程很多信息。因为r过程冻结(freeze-out)后, 不稳定核素将最终衰变回 β 稳定谷, 所以滞留点核素丰度分布对于最终的r过程产额模式就显得格外重要。如果不考虑裂变效应, 在滞留点近似下, 有中子俘获平衡(neutron-capture equilibrium): $(n, \gamma) \rightleftharpoons (\gamma, n)$ 。此时核素丰度可用下式表示: $\dot{Y}_r(Z) = \lambda_\beta(Z-1)Y_r(Z-1) - \lambda_\beta(Z)Y_r(Z)$ ^[38], 其中 $\dot{Y}_r(Z)$ 是丰度变化率, $\lambda_\beta(Z)$ 是 β^- 衰变率。如果稳定流(steady flow)近似满足, 则 $\dot{Y}_r(Z) = 0$, 因此可得 $\frac{Y_r(Z)}{Y_r(Z-1)} = \frac{\lambda_\beta(Z-1)}{\lambda_\beta(Z)} = \frac{\tau_\beta(Z)}{\tau_\beta(Z-1)}$, 其中 $\tau_\beta(Z)$ 是 β^- 衰变寿命。从中可以看出 β^- 衰变率越小, 则获得的丰度越大, 由此可以自然解释太阳r过程丰度分布出现的峰值。

无论是内禀高中子数密度环境(例如膨胀的中子星物质具有电子丰度0.1~0.2)还是高熵的环境, 都可能导致中子-种子核比率足够高, 使r过程核合成达到那些重核素 $A \approx 260$ 区域, 此时必须考虑裂变效应。这可以从液滴模型(liquid drop model)得到简单解释。随着质子数的增加, 斥力将把核素从球形变成椭圆形, 以容纳更多的表面能。当表面能增加到足够高时, 核素发生裂变。裂变后的核素可以继续俘获中子并且再次产生可裂变的核素, 继而产生一个r过程和裂变的循环^[39, 40]。如果要检验产生这些超重核素的几率, 则需要知道更可靠的裂变势垒。近几年来, 核物理实验不断发展, 例如核物理学家已经获得一些中子诱发反应率(Neutron-induced astrophysical reaction rates)的数据^[41-43]。最近的研究已经表明在r过程核合成中, 中子诱发裂变比 β 缓发裂变更重要^[40, 44]。这些结果将推动超重核素和远离稳定谷核素r过程研究的发展。需要指出的是, 虽然取得很多进展, 但是目前仍然无法判断每个天体物理事件是否能充分产生太阳系r过程丰度分布, 是否需要叠加模型, 仍不得而知^[17, 33, 36, 45-47]。

虽然不像s过程那样有明显的观测特征支持, 但仍有许多模型支持超新星事件作为r过程主要场所。1957年, Burbidge等人^[1]和Cameron^[2, 48]首先提出超新星爆炸后生成的前身中子星(proto-neutron star)外部富中子区域可能是r过程产生的场所。尽管如此, 仍有很多理论

问题有待解决,例如,如何才能使超新星成功爆炸^[49-51]。另外如何获得足够的熵来合成最重的核素(最近的核心塌缩超新星流体动力学模拟表明这些熵的约束可能被满足^[52-54]),这些问题使之难以确定r过程核合成的准确场所^[13, 55, 56]。

40多年来人们一直不能充分理解核心塌缩超新星爆炸的机制:几乎所有的模拟结果都不能使之爆炸^[51, 57]。虽然多年来对于1D-3D超新星爆炸模拟已经取得很大进展^[56, 58-63],但是仍遗留很多问题有待解决。核心塌缩超新星形成的前身中子星(proto-neutron star)为释放巨大的引力束缚能(几 10^{46} J),将在大约20 s时间内释放出强通量的中微子($\nu_e, \bar{\nu}_e, \nu_\mu, \bar{\nu}_\mu, \nu_\tau, \bar{\nu}_\tau$)。其中 $\nu_e, \bar{\nu}_e$ 将与前身中子星外围物质中的质子和中子发生 $\nu_e + n \rightarrow p + e^-$ 和 $\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+$ 反应,加热外围物质,使之膨胀,形成中微子驱动风。随着距离的增加,中微子通量不断减小而风速不断增加,物质开始冷却,所以一段距离(大约几个中子星半径)之后,可近似看成绝热膨胀。类似于大爆炸情况下的反应,质子与中子反应生成 ^4He ,然后通过 3α 反应和带电粒子反应(charged-particle reaction)等生成种子核,如果这时有来自 $\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+$ 足够多的中子被剩下,那么就能进行r过程核合成。所以,这被认为是一个可能产生r过程的重要来源^[64-68]。

1994年, Woosley 等人^[66]和Takahashi 等人^[67]提出r过程产生于II型超新星“中微子驱动高熵风”中,由于II型超新星核心塌缩爆发可以自然产生大量中微子,这可能会导致r过程核素的产生。自从Woosley等人^[66]再现观测的r过程丰度取得初步成功之后,这种模型近年来被普遍关注并进行了大量的后续研究^[69-71]。因为极端爆炸环境非常接近产生r过程需要的条件,所以核塌缩超新星爆炸后的中微子驱动风成为产生r过程元素的最有希望的候选场所之一(详细内容参见文献^[68, 72, 73])。此外,因为核心塌缩超新星发生在星系早期而且其爆发频率足够高,可以解释年老晕星和太阳系的观测结果,因此得到了星系化学演化模型的支持^[74, 75]。Qian 等人^[76]认为后期的中微子流可能导致高熵的富中子物质,但其正确性取决于中微子和反中微子的光谱与光度^[77]。

致密天体并合,如中子星合并或双星系统中的黑洞-中子星合并,也可能是产生r过程的场所^[19, 78-80]。正如Arnould等人^[13]所述,由于要求足够的中子和角动量守恒,一般认为致密双星的并合将伴随着抛出冷的低熵物质(温和加热温度至1 MeV将导致 $(n, \gamma) - (\gamma, n)$ 平衡),而这些抛出物产生于并合中子星内部并且高度富中子。对于这种并合过程,详细r过程核合成数值研究已经完成^[19, 81]。尽管很可能存在这种r过程产生机制,但是仍存在两个潜在的问题。首先, Qian^[82]研究结果表明这种并合发生的概率比II型超新星低100倍左右,较少的r过程事件就需要单次核合成事件产生更多的r过程物质;其次,通过对星系化学演化的计算, Argast等人^[20]指出由中子星并合产生的r过程物质会导致极贫金属星[r过程/Fe]太大的弥散,与实际观测不符,似乎已经可以从r过程元素主要场所中排除这种机制^[20];但是Argast等人^[20]的模型假设恒星在各处随机形成,这显然与逐级成团模型不同^[83],因此仍不能最终排除这种机制。

还有一个有趣的可能性:白矮星物质吸积诱导塌缩的r过程产生机制(accretion-induced collapse, AIC^[18, 84-86])。这种AIC产生r过程的机制,已经被用来解释CEMP-r/s星的形成。在双星系统中,中等质量恒星($5 \sim 8 M_\odot$)经过AGB阶段后,失去其外包层变成一颗O-Ne-Mg白

矮星, 随后通过吸积伴星的物质使其质量超过钱德拉塞卡极限, 进而发生超新星爆炸, 这将导致由 $\nu_e + n \rightarrow p + e^-$ 和 $\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+$ 反应引发的中微子驱动风, 最后剩余一颗裸中子星。AIC模型与核心塌缩超新星核合成在结果上可能是相似的, 所以AIC模型也可能满足作为r过程核素产生场所的条件, 但是由于缺乏外包层, 将不会合成N到Fe族等轻元素。AIC模型最大的困难是需要3次物质传输: (1) 从主星到伴星传输富含s过程元素的物质; (2) 主星演化成白矮星, 反向吸积其伴星物质; (3) 主星质量超过钱德拉塞卡极限质量, 进而发生超新星爆炸, 生成r过程物质, 并被其伴星吸积。这种3次物质传输机制在早期星系中发生的概率不确定。观测的CEMP-r/s星伴星多数属于主序拐点 (turn-off) 星, 白矮星很难从一颗遥远的主序拐点 (turn-off) 星吸积物质, 所以第二阶段可能性就显得较小, 但也不排除爆炸效应使双星远离甚至分离的情况。总之, AIC是否足以证实是r过程元素的主要场所仍有待于进一步研究。

另一方面, 作为O-Ne-Mg核心塌缩的鲜明特征^[87], 电子俘获超新星被认为是较重r过程元素的可能来源。虽然它的前身星质量处于核心塌缩超新星质量范围的底端 ($8 \sim 10 M_{\odot}$), 但是其比例却占有所有超新星的30%^[88, 89]。星系化学演化研究表明这类超新星可以解释晕星的丰度特征^[74]。在这类星最后的演化阶段, 将变成一颗超渐近巨星分支星 (super asymptotic giant branch star), 由于核心质量相对较小 (约 $1.38 M_{\odot}$), 具有巨大的表面密度梯度和稀薄的氢氦壳层, 一般认为能够发生瞬时爆发, 喷出富中子物质^[90]。但是, 在考虑详细的中微子输运过程后, 发现应该是中微子延迟爆发机制^[91]。这个结果也被Dessart等人^[92, 93]的计算所证实, 因此可以排除瞬时爆发机制^[94]。Ning等人^[95]推测在O-Ne-Mg超新星激波加热爆发过程中, 存在一个短膨胀时标的r过程可能场所。随后Janka等人^[96]指出Ning等人^[95]的机制不符合详细的流体动力学计算结果。基于Janka等人^[96]的爆炸模型, Hoffman等人^[97]的详细核合成计算也得出相同的结论。进一步研究需要重新考虑 $8 \sim 10 M_{\odot}$ 低质量超新星前身星塌缩前的演化, 至少要包含旋转和强磁场的影响。

此外, 近几十年还提出了其他的不同于上述机制的r过程核合成替代模型, 如超新星爆炸时产生的高温喷流^[98, 99]和低质量超新星瞬时爆炸机制^[14, 74, 90, 95, 100, 101]等。为了揭示r过程本质, 虽然迄今已做了许多工作, 但是没有一个完全符合观测的r过程核素模型。r过程核素的起源和相应的天体物理场所依然困惑着我们 (关于r过程核合成最新综述请看参考文献^[13, 17, 102])。不过, 观测到的主要r过程星与太阳系r过程在较轻中子俘获元素部分数据曲线的偏差, 表明不同质量范围的元素其r过程产生场所可能有所不同。Sr、Y和Zr等较轻中子俘获元素的核合成研究使r过程模型更加复杂化 (详见下文弱r过程部分)。进一步研究发现不能仅仅通过主要s过程、弱s过程以及已有的r过程来解释在贫金属晕星中观测到的Sr、Y和Zr元素丰度总量。这意味着至少存在两种不同的r过程核合成。

总之, 虽然多年以来提出了很多r过程可能的场所^[103], 最有希望的场所看起来似乎都与核心塌缩超新星有关。根据极贫金属星重元素丰度分布的观测结果和早期星系化学演化给出的约束^[22, 46], 延迟核心塌缩超新星 (delayed core-collapse supernova) 产生的前身中子星外部中微子驱动风 (neutrino driven wind) 被认为是目前r过程最有可能的场所: 高温 (一般是几个 10^9 K), 高中子数密度 ($> 10^{20} \text{cm}^{-3}$) 并且高熵的环境。虽然建立这种核心塌缩超新星

的高熵风(high entropy wind, HEW)随时间演化的流体动力学模拟比较困难,但是不断发展的参数化动力学计算将大大加深我们对于HEW核合成过程细节的理解^[104-106]。最近的研究^[33, 107, 108]主要集中在改变核物理输入的效应(例如一个最近的Hartree-Fock-Bogoliubov方法^[109])和r过程流过核素图时的一些细节理解(例如延迟的中子俘获等)。最新的模拟超新星核合成结果表明,在发生内核反弹之后的中微子风早期阶段,抛出物质是富质子的^[63, 110-112]: 电子丰度 $Y_e > 0.5$ 。而一般来说,产生r过程物质需要 $Y_e \lesssim 0.3$ ^[68, 72], 所以此阶段可能不产生r过程,但是仍需研究在新物理机制(如旋转或磁场等条件)下的超新星模拟结果^[113], 以检验其对电子丰度 Y_e 的影响。另一方面,对于发生内核反弹之后的晚期阶段,抛出的物质可能将变成富中子的: $Y_e < 0.5$, 从而允许发生r过程^[114]。因此,一个完整的,特别是与流体动力学计算相结合的r过程的模拟显得尤其重要,这需要一个包括多达6 500种以上的核素及与之对应的核素参数,反应截面及 β 衰变性质等完整的核合成计算网络。

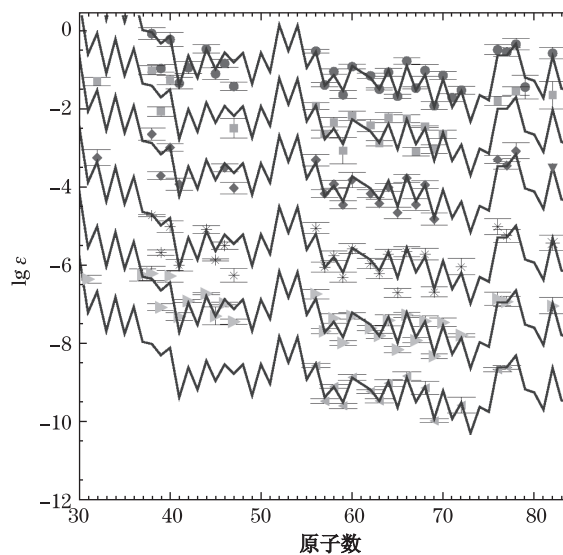


图1 代表6个r过程增丰晕星的重元素分布模式

CS 22892-052^[46], HD 115444^[116], BD +17°3248^[117], CS 31082-001^[118], HD 221170^[119], 和HE 1523-0901^[120], 与太阳系r过程丰度曲线^[121]进行了比较, 归到每颗星的Eu丰度。从图中可以看出大部分元素丰度偏移量在零附近, 详细彩图请看文献^[23]。

3 主要r过程星与主要r过程

通常与r过程有关的最新进展,都是通过极贫金属星的观测结果验证^[23]。极贫金属星的元素丰度分布对研究大质量超新星核合成非常重要。星族III恒星(Pop III)通常被认为是大质量恒星,它们中有些可能不经过超新星爆炸直接形成黑洞,另外一些伴随超新星爆炸开

启宇宙早期最初的金属增丰过程。第二代恒星(星族II恒星Pop II)诞生于被星族III恒星污染的星际介质中, 具有很低的金属丰度。低质量的星族II星具有较长寿命, 在 $[\text{Fe}/\text{H}] < -3$ 范围内也可能被观测到。近年来已经有一些工作尝试利用超新星核合成模型去拟合极贫金属星的丰度模式。例如, Umeda和Nomoto^[122]利用混合-回降(mixing-fallback)模型, 发现对于碳正常和碳超丰极贫金属星, 高能核塌缩超新星(超超新星, Hypernova)可以产生从C到Zn($Z = 30$)元素的丰度模式^[123-125], 而那些 $-3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -2$ 范围内的贫金属星丰度模式能够通过核心塌缩超新星或超超新星得到^[125]。值得注意的是, 目前为止, 观测到的贫金属星形成都是用初始恒星质量 $11M_{\odot} < M < 130M_{\odot}$ 的核塌缩超新星的污染来解释, 并没有对初始恒星质量 $140M_{\odot} < M < 300M_{\odot}$ 的不稳定超新星进行讨论^[123, 124, 126-128]。各个中子俘获过程在整个星系演化历史过程中的相对重要性取决于产生场所的演化时标及核合成产额。由于大质量恒星的寿命短于中低质量恒星的寿命, 即使在极贫金属的条件下, 大质量恒星也可能同时产生Fe峰种子核和高中子流; 而中等质量的恒星自身不能产生足够的铁种子核来满足s过程的需要^[9]。因此, 可以推断在贫金属星的中子俘获元素丰度中, r过程核合成应占主导地位^[129]。总之, 一颗极贫金属星的元素丰度直接反映了其上一代超新星核合成结果并可约束超新星前身星的一些性质。

图1为6颗r过程增丰星与太阳系r过程值的丰度比较图。其中4颗金属含量很低($[\text{Fe}/\text{H}] \approx -3$), 证实了上述论断。r过程强增丰星的金属丰度一般比较低, 这意味着在星系形成的早期, r过程事件已经开始起作用: 迅速地合成元素周期表中的较重核素。假定星系的形成与 $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -3$ 恒星的诞生之间存在一个很小的时间间隔, r过程的核合成必然是演化迅速、具有较短时标的大质量星, 那么现在观测到的年老晕星的前身星, 很可能具有很大的质量并且快速演化^[130, 131]。这些大质量前身星产生r过程物质, 然后把它们抛射到星际介质中, 并与之混合, 最后生成下一代的r过程增丰星。这很好地约束了r过程核合成天体物理和核物理条件, 意味着如果超新星是r过程核合成场所, 那么一定只能在相对较窄的质量范围内。

利用经典模型^[22, 121, 132], 可以得到太阳系中子俘获元素r-only曲线和s-only曲线, 然后可以将其作为标准模式与观测到的贫金属星丰度模式进行比较。有趣的是, 一些贫金属星显示出中子俘获元素超丰, 例如贫金属星CS 22892-052和CS 31082-001^[46, 118, 133](见图1), 并且与太阳系较重r过程中子俘获元素分布几乎完全相同。虽然CS 22892-052属于r过程元素强增丰星, 但是最初还不清楚这种一致性是否来源于该星的特殊性。随后, 关于其他r过程强增丰星广泛的观测研究证实了在 $Z \geq 56$ 范围内与太阳系r过程丰度分布的一致性。过去的十几年中, 这些特殊的贫金属星已被认为是描述r过程核合成模型的标准模板, 其中包括HD 115444^[116]、CS 31082-001^[118]、BD+17°3248^[117]、HD 221170^[119]等。图1中显示了6颗r过程增丰星元素丰度及与太阳系r-only曲线的比较; 在文献[23]中的图11(b)、(c), 还给出了这些样本星丰度相对于太阳系r-only丰度^[121, 132]的相对偏差和它们的平均丰度偏差, 从中可以看出较重中子俘获元素($Z \geq 56$)的丰度分布与太阳系r-only曲线很好地吻合。这种惊人的一致性暗示了较重r过程丰度分布规律的普适性, 在整个星系演化过程中几乎遵循同样的规律。

负责合成较重中子俘获元素($Z \geq 56$)的r过程称为主要r过程^[12, 21], 对应r过程增丰很强的这类恒星被称为主要r过程星。这些在很老的晕星被观测到的元素增丰来自少数的核合

成事件。最近, Aoki等人^[134]报道发现一颗冷极贫金属主序星SDSS J2357-0052, 其金属丰度最低 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.4$, 它具有到目前为止观测到的最强的r过程元素超丰: $[\text{Eu}/\text{Fe}] = +1.9$, 并且较重中子俘获元素模型与太阳系r过程模型保持一致, 是 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ 最高的r过程增丰星。总之, 主要r过程星的丰度特征是研究r过程核合成最重要的观测基础。

4 弱r过程星与弱r过程

4.1 弱r过程存在的证据

较轻中子俘获元素的起源问题是r过程可能有2个组成部分的第一个证据。通过主要r过程星的中子俘获元素丰度与太阳系r过程模型对比可以发现r过程可能有2个组成部分: 较轻中子俘获元素丰度分布与太阳系r-only曲线符合得不是很好; 较重中子俘获元素范围内呈现的一致性并不能推广到较轻中子俘获元素范围(从 $Z = 38$ 到 $Z = 47$), 显现出较大的弥散^[135, 136]。由图1可见, 尽管Ag ($Z = 47$) 和Ba ($Z = 56$) 之间的元素丰度难以观测, 但仍可以看出这些r过程增丰星模式与太阳系r过程分布在比Ba轻的元素范围内不一致。这意味着在贫金属环境中, 还应该存在另外一种中子俘获过程, 即产生较轻中子俘获元素的轻元素主要过程(LEPP)或者弱r过程^[21, 29]。

r过程可能有2个组成部分的第二个证据来自¹²⁹I和¹⁸²Hf的陨石数据^[45]。通过对太阳系放射性同位素的观测和分析, Wasserburg、Busso和Gallino^[45]首先提出对于 $A < 130$ 的核素, 由于较轻的放射性同位素(尤其是¹²⁹I)与较重的同位素(¹⁸²Hf)产生所需的时间不一致, 可能存在两类不同的r过程场所。随后Qian和Wasserburg^[137-139]以及Wasserburg和Qian^[140]提出用不同超新星质量范围和爆发频率来划分这两种事件: H(高频)事件是产生较重r过程元素($A > 130$)的主要来源, L(低频)事件主要产生较轻中子俘获元素($A < 130$)。随后, 这些观点发展成Qian和Wasserburg^[17, 138]的唯像模型, 用以解释贫金属星中子俘获元素丰度。他们认为低质量超新星($8M_{\odot} < M < 11M_{\odot}$)爆发与H事件相对应, 产生了几乎所有较重r过程元素和一些较轻r过程元素; 更大质量的超新星爆发($12M_{\odot} < M < 25M_{\odot}$)与L事件相对应, 产生出剩余的较轻r过程元素($A < 130$)。

r过程可能有2个组成部分的第三个证据来自对中子俘获元素化学演化的研究结果。为了给出星系早期较轻中子俘获元素(如Sr、Y和Zr)合理的形成机制及其可能的天体物理场所, Travaglio等人^[29]研究了Sr、Y和Zr的星系化学演化, 发现贫金属星Sr、Y、Zr丰度无法用主要s过程, 弱s过程或者主要r过程解释。他们认为贫金属星中子俘获元素构成具有多样性, 存在一个新的产生较轻中子俘获元素的核合成过程, 称之为“轻元素主要过程”(LEPP)^[29], 这意味着不同质量范围的r过程元素来自不同的产生场所。

第四个证据直接来自一类特殊晕星的观测结果。对晕星的高质量光谱研究表明, 存在一些较重r过程元素相对缺乏的晕星, 它们具有高的Sr-Y-Zr丰度^[47, 141, 142], 意味着与之相应的天体物理场所可能不产生较重r过程元素^[21, 29, 143]。显而易见, 这些极贫金属星的重元素丰度分布与太阳系r过程或者s过程都不相符。Honda等人^[47, 142]着重比较了HD 122563、HD

88609和CS 22892-052重元素丰度分布: 当把太阳系r过程丰度模型从这些星的重元素丰度模型中扣除时, 两种明显不同的丰度模式出现了(见图2)。这些类似于HD 122563和HD 88609的特殊贫金属星被称为弱r过程星(weak r-process stars)。为了更好地理解弱r过程元素形成机制, 需要更精确的较轻中子俘获元素($Z > 37$)的观测数据, 特别是那些弱r过程示踪元素, 例如银^[144] (r过程占79%, Arlandini等人^[132])。

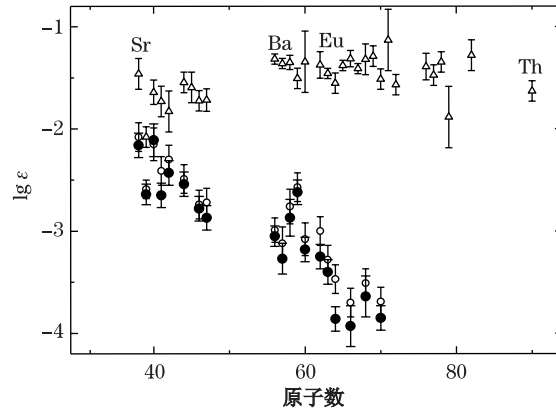


图 2 主要r过程与弱r过程丰度模式分布图

主要r过程星代表取CS 22892-052^[46]; 弱r过程星代表取HD 122563和HD 88609^[47, 142]。本图取自文献^[142]中的图5

另外, Francois等人^[145]和Burris等人^[146]已经给出缺乏中子俘获元素星的一些有趣的结果。他们发现另外几颗弱r过程星, 进一步支持了弱r过程的存在。因为在太阳系中, Ba主要由s过程产生, 而在星系早期核合成中r过程占主导地位, 所以那些贫金属星看起来缺乏Ba元素。虽然这些样本星看起来更缺乏元素Sr, 但事实上, 在 $-4 \lesssim [\text{Ba}/\text{H}] \lesssim -3$ 的区域, $[\text{Sr}/\text{Ba}]$ 一直从太阳系比率增加到约+1 dex^[147]。这暗示Sr和Ba不可能来自同一种核合成过程, 进一步验证了上述可能存在弱r过程的结论。可以推断, 在银河系演化历史中, 弱r过程可能比主要r过程更早起作用。低于 $[\text{Ba}/\text{H}] = -4$ 区域, 在 $[\text{Ba}/\text{H}] = -5$ 左右, $[\text{Sr}/\text{Ba}]$ 的弥散逐渐回归到太阳系值的附近(见图3)。但是, 同样的方法应用到Y和Zr ($[\text{Y}/\text{Fe}]$ 和 $[\text{Zr}/\text{Fe}]$)的强相关性证明Y和Zr来自于同一过程, 却没有观测到类似于Sr那么大的反常弥散现象。所以, 应该继续研究其余的较轻中子俘获元素, 例如Ge等, 以检验从Sr到Ag是否存在同样的趋势。这也需要在理论上进一步研究^[148]。

总之, 上述证据说明r过程不止一种分量, 也不止一种产生场所^[12, 29, 45, 138, 150, 151]。最近, 为了系统地研究较轻和较重中子俘获元素之间的关系, 更好地描述r过程产生的元素丰度分布, Roederer等人^[149]以161颗贫金属星为样本得到新的观测丰度和重元素上限(Y、Eu、Pb等), 再次确认从主要r过程星(例如CS 22892-052)和弱r过程(例如HD 122563)得到的关于Y/Eu和Eu/Fe的反相关性(见图4)。需要注意的是产生较轻r过程元素的核合成过程在文献中叫法比较多: 例如弱r过程(weak r过程)^[21], 带电粒子反应过

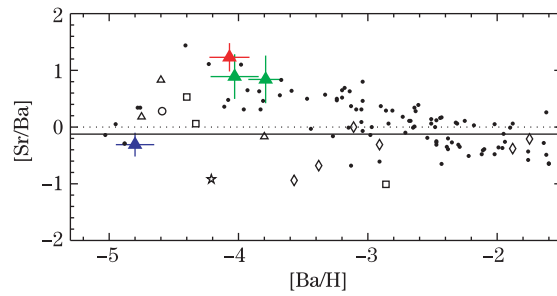


图3 [Sr/Ba] 与[Ba/H]的关系图

水平实线代表太阳系r过程[Sr/Ba]值^[121], 本图取自文献[147]中的图15。

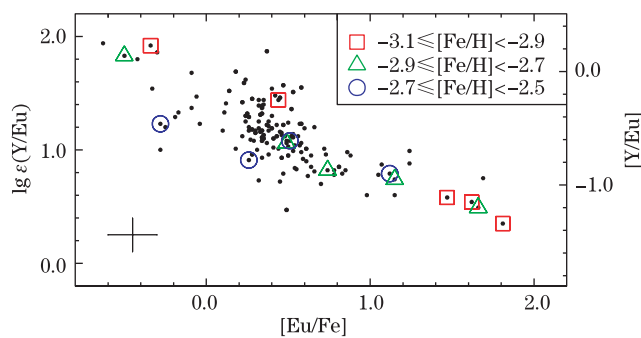


图4 Y/Eu 与[Eu/Fe]的关系图

本图取自文献[149]中的图6。

程 (charged-particle reaction, CPR)^[17, 19, 85]和轻元素主要过程 (Light Elemental Primary Process, LEPP^[29, 151])。其具体的核反应机制和天体物理场所都不清楚。在这里我们把这两种过程称为主要r过程和弱r过程。观测研究^[145, 152]表明,这两种r过程在银河系晕星中普遍存在:当[Ba/H] < -2.5时,弱r过程贡献明显;当[Ba/H] > -2.5时,主要r过程占主导。贫金属星HD 221170显示较重中子俘获元素和较轻中子俘获元素同时超丰,是一个值得注意的观测现象。Zhang等人^[153]采用整体元素分析方法,研究了这颗星的丰度分布规律,发现它的轻元素模式类似于弱r过程星,较重中子俘获元素类似于主要r过程星,较轻中子俘获元素能够用弱r过程和主要r过程物质的混合来解释。HD 221170可以解释为形成于被弱r过程和主要r过程污染的星云中,它是一颗“弱r + 主要r”星。

4.2 弱r过程核合成可能的机制

虽然超新星核合成已经研究了很多年^[154-158],但是仍难以找到完全令人满意的产额估计。所有的这些核合成产额计算都是建立在人为引入“爆炸”之上,因此必然会有一些问题。例如,爆炸能量将被作为自由参数,但可以用爆炸抛出物(如⁵⁶Ni)来约束。此方法对于与

真实爆炸物理机制相关的部分很难处理, 这必然影响铁族核素、 νp 过程和r过程。Meyer等人^[65]早已指出, 产生重r过程元素($A > 130$)的必要核合成条件是高熵、低电子丰度和短膨胀时标, 但是这些在最新的超新星模型^[63, 88, 112, 159, 160]中没有被发现。虽然有人建议中微子驱动风是弱r过程的产生场所, 但是由于物理环境和爆炸产物依赖于未知超新星爆炸机制, 所以很难给出详细的核素产额。因此, 可以应用1D近似^[32, 161]和自由参数的方法^[33, 107]来研究此问题。

采用1D近似的方法, Frohlich等人得到最可能的弱r过程机制: 发生在爆炸环境中的 νp 过程^[32, 159], 在强中微子通量条件下, 由于质子比中子具有更小的质量和电子简并性的消除, 并考虑到标准模型下 $\nu_e + n \rightarrow p + e^-$ 的反应截面大于 $\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+$ 的反应截面^[162, 163], 所以将产生更多的富质子物质^[110, 111, 164]。当这些物质继续膨胀、冷却时, 自由中子和质子将结合成 α 粒子。再通过 3α 反应等最终生成铁族核素(例如 ^{56}Ni)。在富质子环境中, 反中微子很容易被自由质子俘获生成中子(中子数密度可达 $10^{14} \sim 10^{15} \text{cm}^{-3}$)^[103], 这些中子随后被那些缺中子重核素俘获。这个过程最终可以产生质量数大于90的核素, 因此可以解释Sr等较轻中子俘获元素的起源。最近, 基于核心塌缩超新星球对称模拟并改变相应的电子丰度, Arcones等人^[160]从1D流体动力学模型研究了中微子驱动风中产生弱r过程元素的可能性, 提出在星系早期, 从前身中子星表面吹离的中微子驱动风可能是形成较轻中子俘获元素的场所。与之对应, 极端富中子条件自然更支持形成较重r过程核素。值得注意的是, 虽然富质子风条件可以产生极贫金属星中的弱r过程元素丰度, 但是仍不足以解释太阳系中LEPP同位素丰度困难^[29], 而判断富质子风是否为弱r过程产生场所的关键是极贫金属星中同位素丰度的测定! 基于Kitaura等人^[91]的一维计算结果, 进一步的核合成研究建议电子俘获超新星可能是产生LEPP核素(直到 $N = 50$)的一个场所, 特别是锌和轻p型核(例如 ^{92}Mo)^[88, 97]。Wanajo等人^[88]推测在多维计算情况下, 核合成结果可能有所不同。最近, Wanajo等人^[165]没有引入任何自由参数, 进行了电子俘获超新星爆炸二维模拟, 结果显示出一维模拟所没有的特点: 在爆炸早期阶段, 对流从前身中子星外层挖掘出富含中子的物质, 这是首次在自洽的二维模型的基础上进行的核合成研究。电子俘获超新星可能是太阳系及早期星系中从铁峰到Sr, Y, Zr区域元素的一个重要来源, 甚至可能产生包括直到Cd的所有较轻r过程核素。

参数研究已经发现, 在一个r过程场所中, 恒定的温度和中子数密度不可能重现观测的r过程丰度^[34], 所以可能需要几个r过程分量的叠加来产生观测丰度。这暗示需要一个物理条件随时间变化的动力学r过程模拟。采用简化的参数化方法^[19], Farouqi等人^[107]对II型超新星的高熵风模型进行了详细的核合成计算, 他们发现对于低熵参数区域($110 \leq S \leq 150$)可以产生与观测结果类似的弱r过程, 但是仍有一些偏差无法解释; 对于更高熵的参数区域($150 \leq S \leq 300$), 则有足够的自由中子可以产生主要r过程。Farouqi等人采用的电子丰度为0.45, 从 νp 过程的条件可知, 这必然产生一个问题: 如何从一个富质子环境转换到一个富中子的环境, 是什么物理机制造成这种改变? 这也许与中微子的性质有关, 因为电子丰度由中微子性质给出, 即由中微子相互作用及输运特征决定, 所以电子丰度的精确计算一直是一个非常具有挑战性的课题^[112]。

核物理条件在核心塌缩超新星动力学和核合成研究中起着关键作用^[57], 我们仅以电子

丰度为例来简述此方面内容。因为电子俘获强烈影响塌缩动力学,进而影响超新星核合成的结果,并且直接决定中子、种子核比率,所以一直是人们研究的重点内容。Hoffman等人^[166]将电子丰度作为自由参数,研究了中微子驱动风中的核合成。他们指出产生弱r过程元素可能需要较低电子丰度条件($Y_e < 0.47$)。Wanajo等人^[30]计算了在前身中子星的中微子驱动风中的r过程核合成,发现在一定条件下可以产生弱r过程元素丰度模式。关于低电子丰度下的爆炸核合成也在多维爆炸模型的框架上被研究^[167, 168],并且发现前身中子星外围可以是高电子丰度($Y_e \leq 0.56$)物质^[111]。另一方面,Janka等人^[167]认为低电子丰度物质里可能包含弱r过程元素(Sr、Y和Zr),以此来解释星系元素丰度。虽然仍无法确定这些元素的产额^[110],但是由于Janka等人^[167]的模拟包含较少的输入参数,所以得到的电子丰度更为可靠。Izzutani等人^[31]研究了产生足够数量弱r过程元素的物理条件,改变了Janka等人^[167]的模型,进一步给出了电子丰度参数范围。为简便起见,他们仅做了一维的计算,这样往往有利于大范围参数搜索,以揭开其物理本质。以后的工作将需进一步考虑多维因素的影响。

目前,弱r过程的机制仍未有明确定论,例如Qian等人^[17]认为弱r过程主要由带电粒子反应(charged particles reactions)产生。观测和理论中的一些不确定现象也值得我们深思,这里仅以弱s过程为例^[26, 27, 169-171]。弱r过程和弱s过程的关系一直处在争论中^[172],例如,Pignatari等人^[173]提出LEPP过程可能来自低金属丰度下快速旋转大质量星的s过程。因为LEPP过程效应相对来说很小,并且一些较轻中子俘获元素同样也能被弱s过程产生,所以精确计算弱s过程的不确定度是确定弱r过程的重要环节。产生中子和俘获中子反应率的不确定度是相当大的,并且恒星模型的不确定度也相当大(例如对流超射效应的影响^[174],关于这些近似和物理不确定度的详细讨论请看参考文献^[175])。需要指出的一点是,目前主要r过程和弱r过程各自产生的元素质量精确范围仍不清楚。最近Kratz等人^[35]认为在r过程中I是和Ba一起产生的,因此主要r过程和弱r过程的分界线应该在质量数低于 ^{129}I 的元素。但是Cameron等人^[99, 176]认为,即使两类r过程的场所相互独立,仍然可能产生不独立的中子俘获元素质量范围;相反,有可能取决于同一个核心塌缩超新星的不同时期或者区域。要验证此结论必须知道在贫金属r过程增丰星中的I元素或者其附近元素的观测结果,但是在目前该范围内已知观测数据太少。需要指出的是,虽然可以通过使用核心塌缩超新星的高熵中微子风模型模拟重现贫金属星中Y/Eu的比值^[149],但是目前主要r过程和弱r过程各自产生的准确元素质量范围仍不清楚。或许,弱r过程真的只是一个只产生 $Z < 56$ 元素的、“失败”的r过程,揭开这些不同r过程的具体细节将有助于理解r过程场所之谜。

5 星系早期的r过程核合成

观测表明,较重元素($Z > 55$)的丰度存在很大的星与星(star-to-star)之间的弥散,这是星系早期化学演化不均匀的一个重要特征。这些弥散随金属丰度的增加而降低,进一步表明星系早期化学不均匀逐渐过渡到均匀的增丰过程。从Sr、Y、Zr到Ba和Eu随金属丰度的关系可以作为轻重中子俘获元素产生机制的判据,并且Sr、Y、Zr等较轻中子俘获元素起源必

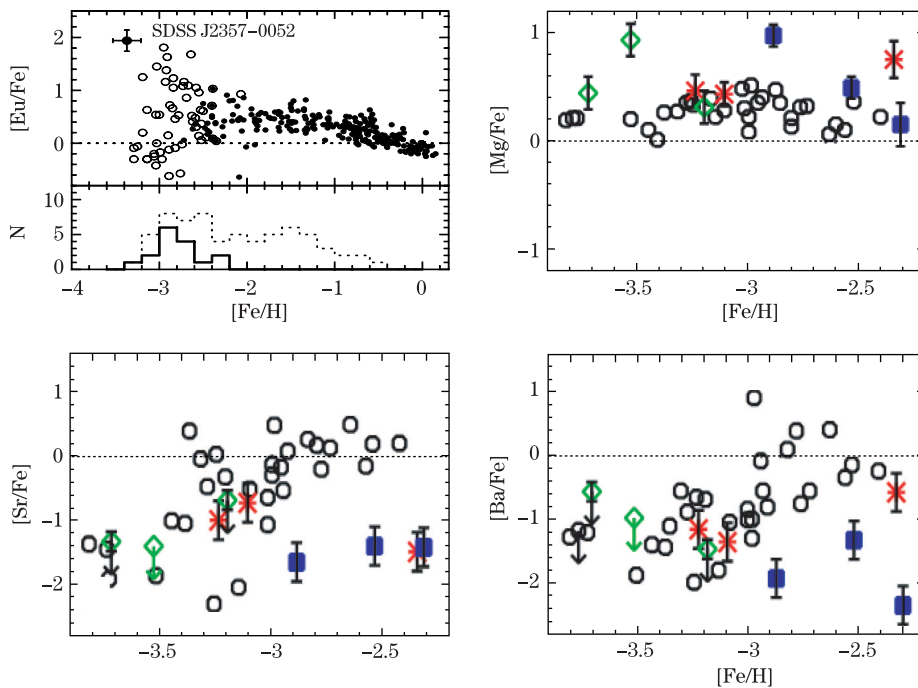


图5 贫金属星中轻、重元素丰度观测特征

左上图取自文献[134]; 其余图取自文献[177]。

然和Ba、Eu等较重中子俘获元素的起源不完全相同(见图5)。图5为贫金属星中轻、重元素丰度观测特征,分别以Eu, Mg, Sr和Ba为代表,数据取自最新贫金属星的文献^[134, 177]。从图5可以清晰看出Eu在贫金属端($[\text{Fe}/\text{H}] < -2$)大范围弥散,这与轻元素,轻中子俘获元素的特征明显不同。最近的研究表明,r过程是一个普遍存在的现象,其丰度模式的普适特性反映了银河系与其他星系具有更广泛的一致性:几乎所有的贫金属星都被r过程增丰过。这意味着贫金属端r过程元素弥散可能不是由于稀少的r过程事件造成,而可能是由于r过程产额的不同引起^[149]。

贫金属晕星形成时的星际物质(ISM)应该已经被大质量超新星爆发的物质(应该包含r过程物质)污染。Spite和Spite^[178]分析了11颗金属丰度小于太阳系金属丰度1/100的贫金属星,他们发现与Fe的丰度相比,Ba和Y极度缺乏;这两种元素能通过任一中子俘获过程形成,但是在太阳系中s过程占主要地位,其中81%的Ba和92%的Y通过s过程形成^[132]。在Spite和Spite的样品中,随着 $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ 的降低, $[\text{Ba}/\text{Y}]$ 也降低;这是因为产生Ba($Z = 56$)比产生Y($Z = 39$)需要更大的中子流量,所以 $[\text{Ba}/\text{Y}]$ 是中子俘获数^[179]的一个很好的指标。与此相反,太阳系中94%的Eu通过r过程产生^[132],Spite和Spite发现在 $[\text{Fe}/\text{H}] \geq -2.6$ 时,Eu与Fe同样缺乏,使得当 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 增加时 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ 基本保持不变。基于化学演化模型和FRANEC程序^[9, 180],Travaglio等人^[181]详细研究了AGB星s过程中Ba与金属丰度的关系,他们发现

在 $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$ 时, 通过s过程形成的Ba对星系中Ba元素丰度没有显著贡献。将最近的晕星观测文献^[152, 182, 183]与r过程增丰星的观测资料结合^[46, 116-119]可以发现许多极贫金属星表现出类似的Ba/Eu比, 其中一部分星 $\lg \epsilon(\text{Ba}/\text{Eu}) \approx 1.0$, 还有的星该值弥散很大(大于+1.4 dex), 这显然是由于s过程的贡献导致。观测到的r过程增丰星的弥散大约是0.35 dex^[35], 所以可以得到 $\lg \epsilon_r(\text{Ba}/\text{Eu}) = 0.96 \pm 0.17$ ^[23]。因此, 可以通过r过程增丰星的元素丰度来约束太阳系r过程丰度的值。最近已经进行了一些这样的工作, 例如Den Hartog等人^[184]和Lawler等人^[185]分别研究了Gd和Hf等元素。考虑到s过程、r过程, 包括太阳丰度的最初值和恒星平均丰度偏差的所有丰度测定都存在或多或少的误差, 这些预言值应该只是参考值。

一般认为较重中子俘获元素大量超丰可以解释为单个或多个超新星污染星云后的结果。事实上主要r过程星只占贫金属星 ($[\text{Fe}/\text{H}] < -2$) 的很小一部分(约5%^[152]), 这可能意味着产生主要r过程元素的事件比较少并且不会伴随抛出大量的Fe元素。以前的观测结果通常认为主要r过程星的金属丰度范围在 $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -3$ 以上, 主要场所可能是较低质量的超新星(8~10 M_{\odot})^[21]; 但是Aoki等人^[134]发现, 主要r过程星(SDSS J2357-0052)的金属丰度可以低到 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.4$ 。因此产生主要r过程星前身星的质量范围可能要比原来估计的要大, 需要进一步的理论和观测研究去检验; 另一种可能的解释是, 主要r过程星r过程物质强超丰的机制是通过双星污染。大质量伴星超新星爆发产生r过程物质, 然后被主星吸积。Mashonkina等人^[186]基于径向速度观测结果, 推测r过程增丰星HE 2327-5642可能来自一个具有高椭圆轨道的双星系统。这表明r过程物质强超丰的现象与轨道根数之间可能存在某种联系, 对主要r过程星的径向速度进行深入的观测研究是十分必要的。值得注意的是, r过程物质强超丰的现象不仅仅是红巨星的现象, 而且也存在于亚矮星之中^[23], 而这样的主要r过程亚矮星可能与外晕星族有关系。如果内晕和外晕星族之间有不同的天体物理起源(例如, 其前身星、形成历史等)^[187, 188], 那么其与主要r过程星以及弱r过程星之间的关系就值得深入探究。

在早期星系化学演化中, 碳增丰贫金属星(CEMP stars, $[\text{C}/\text{Fe}] \geq 1.0$)占有重要地位, 它是早期星系核合成研究的探针。人们对贫金属星统计分析后发现, 在极贫金属星中, 有相当大一部分(大约有10%~25%)表现为碳增丰, 即碳比铁丰度超过10倍。统计表明, 富C恒星的出现频率会随着金属丰度的降低而增加, 在 $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.0$ 时达到20%^[189]。迄今为止, 已发现的金属丰度最低的两颗超贫金属(Hyper Metal-Poor, $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$)星HE0107-5240和HE1327-2326^[190, 191], 其碳丰度极端超丰 $[\text{C}/\text{Fe}] \approx +4$, 但只观测到个别中子俘获元素丰度的上限。在这些CEMP星中, 大部分表现为s过程元素超丰, 并且属于双星系统。根据恒星Ba与Eu丰度的不同, 可把CEMP星分为^[192, 193]CEMP-no, CEMP-r, CEMP-s, CEMP-r/s。低金属丰度下的CEMP星的特殊丰度模式包含很多有用信息, 是理解星系早期恒星核合成的关键。

目前, 确定与弱r过程星和CEMP-r/s星形成机制有关的r过程核合成场所问题已成为国际上核天体物理研究领域的重要前沿研究课题^[194-197]。是否属于双星系统是解决CEMP星问题的重要所在^[198]。CEMP-s星中碳和中子俘获元素的增丰可用双星系统中AGB星与其伴星的物质交流解释。Lucatello等人^[199]研究了19颗CEMP-s星的特征, 从统计的角度推断所有CEMP-s星都属于双星系统。观测表明, 大约有一半的CEMP-s星同时也伴随r过程元素高

度增丰, 称为CEMP-r/s星。已经提出多种关于CEMP-r/s星的可能形成机制, 但是没有任何一种机制可以解释CEMP-r/s的全部观测事实^[86, 200]。

6 结束语

总之, r过程核合成的研究, 特别是各类典型的r过程增丰星的研究, 不仅提供了星系形成后各个阶段核合成的直接和详细的证据, 解释了大约一半的稳定重元素起源, 而且对于认识第一代恒星的形成、星系早期的形成和演化以及天体物理学中一系列基本问题都起着关键作用。在恒星领域, r过程研究可以约束和验证恒星演化核合成理论, 提供贫金属环境下元素合成和演化的重要信息, 检验各类极贫金属星的形成机制, 探讨超新星高温爆炸过程中的极端物理条件。在星系和宇宙学领域, r过程研究将对星系早期核合成, 以及星系化学演化起到重要的促进作用。另外, 贫金属星中的快中子俘获特征(放射性核天文钟)可以用来确定恒星的年龄, 从而估算星系的年龄、限制宇宙的年龄, 进而有助于解决宇宙早期更多细节问题。

虽然对贫金属星核合成的理论研究已经取得很大进展, 但仍有许多问题有待研究。如: 主要r过程和弱r过程的产生机制和物理场所的确定; 弱r过程和弱s过程元素丰度分布之间的主要区别? 太阳系核素丰度分布中哪一部分具有典型性, 哪一部分不具有典型性? CEMP星各个子类形成的物理条件是什么? CEMP-r/s星的形成机制是什么, 与其相应的核合成物理条件怎样? 物质损失和吸积对CEMP星的产生有何影响? 磁场和旋转在r过程场所中的影响到底有多大? 随着观测水平的不断提高, 我们将可能获得一些同位素以及其他一些现在无法测到的元素的丰度值, 这对于理解核合成, 特别是中子俘获过程尤其重要。这些同位素丰度值将对s-和r过程核合成提供更加严格的约束条件, 有助于充分理解早期星系中子俘获元素的核合成起源。随着贫金属星元素丰度观测资料和核物理实验数据的不断增加和日益精确, 元素核合成理论研究将跨入一个崭新的阶段。

致谢

感谢审稿老师的认真审阅以及提出的宝贵意见。

参考文献:

- [1] Burbidge E M, Burbidge G R, Fowler W A, et al. *Reviews of Modern Physics*, 1957, 29: 547
- [2] Cameron A G W. *PASP*, 1957, 69: 201
- [3] Clayton D D, Rassbach M E. *ApJ*, 1967, 148: 69
- [4] Käppeler F, Gallino R, Bisterzo S, et al. *Reviews of Modern Physics*, 2011, 83: 157
- [5] Ulrich R K, Schramm D N, Arnett W D. *Explosive Nucleosynthesis*, 1973: 139
- [6] Iben Jr I. *ApJ*, 1977, 217: 788
- [7] Iben Jr I, Renzini A. *ApJ*, 1982, 263: L23
- [8] Straniero O, Gallino R, Busso M, et al. *ApJ*, 1995, 440: L85
- [9] Gallino R, Arlandini C, Busso M, et al. *ApJ*, 1998, 497: 388

- [10] Busso M, Gallino R, Wasserburg G J. *ARA&A*, 1999, 37: 239
- [11] Cowan J J, Thielemann F, Truran J W. *Phys. Rep.*, 1991, 208: 267
- [12] Truran J W, Cowan J J, Pilachowski C A, et al. *PASP*, 2002, 114: 1293
- [13] Arnould M, Goriely S, Takahashi K. *Phys. Rep.*, 2007, 450: 97
- [14] Wheeler J C, Cowan J J, Hillebrandt W. *ApJ*, 1998, 493: L101
- [15] Wheeler J C, Sneden C, Truran Jr J W. *ARA&A*, 1989, 27: 279
- [16] Kajino T, Wanajo S, Mathews G J. *Nuclear Physics A*, 2002, 704: 165
- [17] Qian Y, Wasserburg G J. *Phys. Rep.*, 2007, 442: 237
- [18] Qian Y, Wasserburg G J. *ApJ*, 2003, 588: 1099
- [19] Freiburghaus C, Rosswog S, Thielemann F. *ApJ*, 1999, 525: L121
- [20] Argast D, Samland M, Thielemann F, et al. *A&A*, 2004, 416: 997
- [21] Wanajo S, Ishimaru Y. *Nuclear Physics A*, 2006, 777: 676
- [22] Cowan J J, Sneden C. *Nature*, 2006, 440: 1151
- [23] Sneden C, Cowan J J, Gallino R. *ARA&A*, 2008, 46: 241
- [24] Cameron A G W. *Space Sci. Rev.*, 1973, 15: 121
- [25] Kappeler F, Beer H, Wisshak K. *Reports on Progress in Physics*, 1989, 52: 945
- [26] Raiteri C M, Gallino R, Busso M. *ApJ*, 1992, 387: 263
- [27] Raiteri C M, Gallino R, Busso M, et al. *ApJ*, 1993, 419: 207
- [28] Busso M, Gallino R, Lambert D L, et al. *ApJ*, 2001, 557: 802
- [29] Travaglio C, Gallino R, Arnone E, et al. *ApJ*, 2004, 601: 864
- [30] Wanajo S, Kajino T, Mathews G J, et al. *ApJ*, 2001, 554: 578
- [31] Izutani N, Umeda H, Tominaga N. *ApJ*, 2009, 692: 1517
- [32] Fröhlich C, Martínez-Pinedo G, Liebendörfer M, et al. *Physical Review Letters*, 2006, 96: 142502
- [33] Farouqi K, Kratz K, Pfeiffer B, et al. *ApJ*, 2010, 712: 1359
- [34] Kratz K, Bitouzet J, Thielemann F, et al. *ApJ*, 1993, 403: 216
- [35] Kratz K, Farouqi K, Pfeiffer B, et al. *ApJ*, 2007, 662: 39
- [36] Pfeiffer B, Kratz K, Thielemann F, et al. *Nuclear Physics A*, 2001, 693: 282
- [37] Kratz K, Farouqi K, Pfeiffer B. *Progress in Particle and Nuclear Physics*, 2007, 59: 147
- [38] Ning H. Ph.D. thesis. USA: University of Minnesota, 2007
- [39] Rauscher T, Applegate J H, Cowan J J, et al. *ApJ*, 1994, 429: 499
- [40] Martínez-Pinedo G, Mocelj D, Zinner N T, et al. *Progress in Particle and Nuclear Physics*, 2007, 59: 199
- [41] Panov I V, Kolbe E, Pfeiffer B, et al. *Nuclear Physics A*, 2005, 747: 633
- [42] Goriely S, Hilaire S, Koning A J, et al. *Phys. Rev. C*, 2009, 79: 024612
- [43] Panov I V, Korneev I Y, Rauscher T, et al. *A&A*, 2010, 513: A61
- [44] Panov I V, Thielemann F. *Nuclear Physics A*, 2003, 718: 647
- [45] Wasserburg G J, Busso M, Gallino R. *ApJ*, 1996, 466: L109
- [46] Sneden C, Cowan J J, Lawler J E, et al. *ApJ*, 2003, 591: 936
- [47] Honda S, Aoki W, Ishimaru Y, et al. *ApJ*, 2006, 643: 1180
- [48] Cameron A G W. *AJ*, 1957, 62: 9
- [49] Liebendoerfer M. *ArXiv:astro-ph/0405029*, 2004
- [50] Buras R, Rapp M, Janka H, et al. *Physical Review Letters*, 2003, 90: 241101
- [51] Janka H, Langanke K, Marek A, et al. *Phys. Rep.*, 2007, 442: 38
- [52] Fryer C L, Herwig F, Hungerford A, et al. *ApJ*, 2006, 646: L131
- [53] Arcones A, Janka H, Scheck L. *A&A*, 2007, 467: 1227
- [54] Panov I V, Janka H. *A&A*, 2009, 494: 829
- [55] Cowan J J, Thielemann F. *Physics Today*, 2004, 57: 100000
- [56] Burrows A, Dessart L, Ott C D, et al. *Phys. Rep.*, 2007, 442: 23
- [57] Langanke K, Martínez-Pinedo G, Petermann I, et al. *Progress in Particle and Nuclear Physics*, 2011, 66: 319

- [58] Liebendörfer M, Fischer T, Fröhlich C, et al. *Journal of Physics G Nuclear Physics*, 2008, 35: 014056
- [59] Thompson T A, Quataert E, Burrows A. *ApJ*, 2005, 620: 861
- [60] Fryer C L, Young P A, Hungerford A L. *ApJ*, 2006, 650: 1028
- [61] Marek A, Janka H T. *ApJ*, 2009, 694: 664
- [62] Foglizzo T. *ApJ*, 2009, 694: 820
- [63] Fischer T, Whitehouse S C, Mezzacappa A, et al. *A&A*, 2010, 517: A80
- [64] Woosley S E, Hoffman R D. *ApJ*, 1992, 395: 202
- [65] Meyer B S, Mathews G J, Howard W M, et al. *ApJ*, 1992, 399: 656
- [66] Woosley S E, Wilson J R, Mathews G J, et al. *ApJ*, 1994, 433: 229
- [67] Takahashi K, Wittl J, Janka H. *A&A*, 1994, 286: 857
- [68] Thompson T A, Burrows A, Meyer B S. *ApJ*, 2001, 562: 887
- [69] Terasawa M, Sumiyoshi K, Yamada S, et al. *ApJ*, 2002, 578: L137
- [70] Wanajo S, Itoh N, Ishimaru Y, et al. *ApJ*, 2002, 577: 853
- [71] Thompson T A. *ApJ*, 2003, 585: L33
- [72] Hoffman R D, Woosley S E, Qian Y. *ApJ*, 1997, 482: 951
- [73] Otsuki K, Tagoshi H, Kajino T, et al. *ApJ*, 2000, 533: 424
- [74] Ishimaru Y, Wanajo S. *ApJ*, 1999, 511: L33
- [75] Ishimaru Y, Wanajo S, Aoki W, et al. *ApJ*, 2004, 600: L47
- [76] Qian Y Z, Woosley S E. *ApJ*, 1996, 471: 331
- [77] Roberts L F, Woosley S E, Hoffman R D. *ApJ*, 2010, 722: 954
- [78] Lattimer J M, Mackie F, Ravenhall D G, et al. *ApJ*, 1977, 213: 225
- [79] Rosswog S, Liebendörfer M, Thielemann F, et al. *A&A*, 1999, 341: 499
- [80] Goriely S, Demetriou P, Janka H, et al. *Nuclear Physics A*, 2005, 758: 587
- [81] Surman R, McLaughlin G C, Ruffert M, et al. *ApJ*, 2008, 679: L117
- [82] Qian Y. *ApJ*, 2000, 534: L67
- [83] Prantzos N. *ArXiv:astro-ph/0612633*, 2006
- [84] Nomoto K, Kondo Y. *ApJ*, 1991, 367: L19
- [85] Woosley S E, Baron E. *ApJ*, 1992, 391: 228
- [86] Cohen J G, Christlieb N, Qian Y, et al. *ApJ*, 2003, 588: 1082
- [87] Nomoto K. *ApJ*, 1987, 322: 206
- [88] Wanajo S, Nomoto K, Janka H, et al. *ApJ*, 2009, 695: 208
- [89] Poelarends A J T, Herwig F, Langer N, et al. *ApJ*, 2008, 675: 614
- [90] Wanajo S, Tamamura M, Itoh N, et al. *ApJ*, 2003, 593: 968
- [91] Kitaura F S, Janka H, Hillebrandt W. *A&A*, 2006, 450: 345
- [92] Dessart L, Burrows A, Ott C D, et al. *ApJ*, 2006, 644: 1063
- [93] Dessart L, Burrows A, Livne E, et al. *ApJ*, 2007, 669: 585
- [94] Hillebrandt W, Nomoto K, Wolff R G. *A&A*, 1984, 133: 175
- [95] Ning H, Qian Y, Meyer B S. *ApJ*, 2007, 667: L159
- [96] Janka H, Müller B, Kitaura F S, et al. *A&A*, 2008, 485: 199
- [97] Hoffman R D, Müller B, Janka H. *ApJ*, 2008, 676: L127
- [98] LeBlanc J M, Wilson J R. *ApJ*, 1970, 161: 541
- [99] Cameron A G W. *ApJ*, 2001, 562: 456
- [100] Mathews G J, Cowan J J. *Nature*, 1990, 345: 491
- [101] Mathews G J, Bazan G, Cowan J J. *ApJ*, 1992, 391: 719
- [102] Thielemann F, Dillmann I, Farouqi K, et al. *Journal of Physics Conference Series*, 2010, 202: 012006
- [103] Thielemann F K, Arcones A, Käppeli R, et al. *Progress in Particle and Nuclear Physics*, 2011, 66: 346
- [104] Farouqi K, Freiburghaus C, Kratz K, et al. *Nuclear Physics A*, 2005, 758: 631
- [105] Farouqi K, Kratz K, Mashonkina L I, et al. *American Institute of Physics Conference Series*, 2008, 1001: 245

- [106] Farouqi K, Kratz K, Cowan J J, et al. American Institute of Physics Conference Series, 2008, 990: 309
- [107] Farouqi K, Kratz K, Mashonkina L I, et al. ApJ, 2009, 694: L49
- [108] Farouqi K, Kratz K, Pfeiffer B. PASA, 2009, 26: 194
- [109] Goriely S, Chamel N, Pearson J M. Physical Review Letters, 2009, 102: 152503
- [110] Pruet J, Woosley S E, Buras R, et al. ApJ, 2005, 623: 325
- [111] Fröhlich C, Hauser P, Liebendörfer M, et al. ApJ, 2006, 637: 415
- [112] Hüdepohl L, Müller B, Janka H, et al. Physical Review Letters, 2010, 104: 251101
- [113] Arcones A, Martínez-Pinedo G, O'Connor E, et al. Phys. Rev. C, 2008, 78: 015806
- [114] Wanajo S. ApJ, 2006, 647: 1323
- [115] Frebel A. ArXiv:astro-ph/0802.1924, 2008
- [116] Westin J, Sneden C, Gustafsson B, et al. ApJ, 2000, 530: 783
- [117] Cowan J J, Sneden C, Burles S, et al. ApJ, 2002, 572: 861
- [118] Hill V, Plez B, Cayrel R, et al. A&A, 2002, 387: 560
- [119] Ivans I I, Simmerer J, Sneden C, et al. ApJ, 2006, 645: 613
- [120] Frebel A, Christlieb N, Norris J E, et al. ApJ, 2007, 660: L117
- [121] Simmerer J, Sneden C, Cowan J J, et al. ApJ, 2004, 617: 1091
- [122] Umeda H, Nomoto K. ApJ, 2002, 565: 385
- [123] Umeda H, Nomoto K. Nature, 2003, 422: 871
- [124] Umeda H, Nomoto K. ApJ, 2005, 619: 427
- [125] Tominaga N, Umeda H, Nomoto K. ApJ, 2007, 660: 516
- [126] Chieffi A, Limongi M. ApJ, 2002, 577: 281
- [127] Heger A, Woosley S E. ApJ, 2002, 567: 532
- [128] Heger A, Woosley S E. ApJ, 2010, 724: 341
- [129] Truran J W. A&A, 1981, 97: 391
- [130] Depagne E, Hill V, Spite M, et al. A&A, 2002, 390: 187
- [131] Qian Y, Sargent W L W, Wasserburg G J. ApJ, 2002, 569: L61
- [132] Arlandini C, Käppeler F, Wisshak K, et al. ApJ, 1999, 525: 886
- [133] Sneden C, Cowan J J, Ivans I I, et al. ApJ, 2000, 533: L139
- [134] Aoki W, Beers T C, Honda S, et al. ApJ, 2010, 723: L201
- [135] Sneden C, Lawler J E, Cowan J J, et al. ApJS, 2009, 182: 80
- [136] Roederer I U, Sneden C, Thompson I B, et al. ApJ, 2010, 711: 573
- [137] Qian Y, Wasserburg G J. Phys. Rep., 2000, 333: 77
- [138] Qian Y, Wasserburg G J. ApJ, 2001, 559: 925
- [139] Qian Y, Wasserburg G J. ApJ, 2002, 567: 515
- [140] Wasserburg G J, Qian Y. ApJ, 2000, 529: L21
- [141] Johnson J A, Bolte M. ApJ, 2002, 579: 616
- [142] Honda S, Aoki W, Ishimaru Y, et al. ApJ, 2007, 666: 1189
- [143] Qian Y, Wasserburg G J. ApJ, 2008, 687: 272
- [144] Hansen C J, Primas F. A&A, 2011, 525: L5
- [145] François P, Depagne E, Hill V, et al. A&A, 2007, 476: 935
- [146] Burris D, Lusk J, Jones E M. PASP, 2009, 121: 111
- [147] Tafelmeyer M, Jablonka P, Hill V, et al. A&A, 2010, 524: A58
- [148] Kratz K, Farouqi K, Mashonkina L I, et al. New Astron. Rev., 2008, 52: 390
- [149] Roederer I U, Cowan J J, Karakas A I, et al. ApJ, 2010, 724: 975
- [150] Otsuki K, Honda S, Aoki W, et al. ApJ, 2006, 641: L117
- [151] Montes F, Beers T C, Cowan J, et al. ApJ, 2007, 671: 1685
- [152] Barklem P S, Christlieb N, Beers T C, et al. A&A, 2005, 439: 129
- [153] Zhang J, Cui W, Zhang B. MNRAS, 2010, 409: 1068
- [154] Woosley S E, Weaver T A. ApJS, 1995, 101: 181

- [155] Thielemann F K, Nomoto K, Hashimoto M A. *ApJ*, 1996, 460: 408
- [156] Chieffi A, Limongi M. *ApJ*, 2004, 608: 405
- [157] Nomoto K, Tominaga N, Umeda H, et al. *Nuclear Physics A*, 2006, 777: 424
- [158] Nakamura T, Umeda H, Iwamoto K, et al. *ApJ*, 2001, 555: 880
- [159] Pruet J, Hoffman R D, Woosley S E, et al. *ApJ*, 2006, 644: 1028
- [160] Arcones A, Montes F. *ApJ*, 2011, 731: 5
- [161] Weber C, Elomaa V V, Ferrer R, et al. *Phys. Rev. C*, 2008, 78: 054310
- [162] Horowitz C J. *Phys. Rev. D*, 2002, 65: 083005
- [163] Horowitz C J. *Phys. Rev. D*, 2002, 65: 043001
- [164] Bruenn S W. *ApJS*, 1985, 58: 771
- [165] Wanajo S, Janka H, Müller B. *ApJ*, 2011, 726: L15
- [166] Hoffman R D, Woosley S E, Fuller G M, et al. *ApJ*, 1996, 460: 478
- [167] Janka H, Buras R, Rampp M. *Nuclear Physics A*, 2003, 718: 269
- [168] Pruet J, Woosley S E, Hoffman R D. *ApJ*, 2003, 586: 1254
- [169] Rauscher T, Heger A, Hoffman R D, et al. *ApJ*, 2002, 576: 323
- [170] The L, El Eid M F, Meyer B S. *ApJ*, 2007, 655: 1058
- [171] Pignatari M, Gallino R, Heil M, et al. *ApJ*, 2010, 710: 1557
- [172] Tur C, Heger A, Austin S M. *ApJ*, 2009, 702: 1068
- [173] Pignatari M, Gallino R, Meynet G, et al. *ApJ*, 2008, 687: L95
- [174] Costa V, Pumo M L, Bonanno A, et al. *A&A*, 2006, 447: 641
- [175] Tur C, Heger A, Austin S M. *ApJ*, 2007, 671: 821
- [176] Cameron A G W. *ApJ*, 2003, 587: 327
- [177] Frebel A, Norris J E. *ArXiv:1102.1748*, 2011
- [178] Spite M, Spite F. *A&A*, 1978, 67: 23
- [179] Seeger P A, Fowler W A, Clayton D D. *ApJS*, 1965, 11: 121
- [180] Straniero O, Chieffi A, Limongi M, et al. *ApJ*, 1997, 478: 332
- [181] Travaglio C, Galli D, Gallino R, et al. *ApJ*, 1999, 521: 691
- [182] Johnson J A. *ApJS*, 2002, 139: 219
- [183] Honda S, Aoki W, Kajino T, et al. *ApJ*, 2004, 607: 474
- [184] Den Hartog E A, Lawler J E, Sneden C, et al. *ApJS*, 2006, 167: 292
- [185] Lawler J E, den Hartog E A, Labby Z E, et al. *ApJS*, 2007, 169: 120
- [186] Mashonkina L, Christlieb N, Barklem P S, et al. *A&A*, 2010, 516: A46
- [187] Carollo D, Beers T C, Lee Y S, et al. *Nature*, 2007, 450: 1020
- [188] Carollo D, Beers T C, Chiba M, et al. *ApJ*, 2010, 712: 692
- [189] Rossi S, Beers T C, Sneden C, et al. *AJ*, 2005, 130: 2804
- [190] Christlieb N, Bessell M S, Beers T C, et al. *Nature*, 2002, 419: 904
- [191] Frebel A, Aoki W, Christlieb N, et al. *Nature*, 2005, 434: 871
- [192] Beers T C, Christlieb N. *ARA&A*, 2005, 43: 531
- [193] Masseron T, Johnson J A, Plez B, et al. *A&A*, 2010, 509: A93
- [194] Zhang B, Ma K, Zhou G. *ApJ*, 2006, 642: 1075
- [195] Bisterzo S, Gallino R, Straniero O, et al. *MNRAS*, 2010, 404: 1529
- [196] Bisterzo S, Gallino R, Straniero O, et al. *ArXiv:1108.0500*, 2011
- [197] Suda T, Yamada S, Katsuta Y, et al. *MNRAS*, 2011, 412: 843
- [198] Carney B W, Latham D W, Stefanik R P, et al. *AJ*, 2003, 125: 293
- [199] Lucatello S, Tsangarides S, Beers T C, et al. *ApJ*, 2005, 625: 825
- [200] Jonsell K, Barklem P S, Gustafsson B, et al. *A&A*, 2006, 451: 651

Progress of the Study About R-process Nucleosynthesis in Metal-poor Stars

ZHANG Jiang^{1,2,3}, CUI Wen-yuan², ZHANG Bo²

(1. National Astronomical Observatories/Yunnan Observatory, Chinese Academy of Sciences, Kunming 650011, China; 2. Department of Physics, Hebei Normal University, Shijiazhuang 050016, China; 3. School of Mathematics and Science, Shijiazhuang University of Economics, Shijiazhuang 050016, China)

Abstract: The rapid neutron-capture process (r-process) is traditionally believed to be responsible for the nucleosynthesis of approximately half of the heavy nuclei beyond the iron peak with long-decay half-lives in the solar material. In globular clusters and Galactic halo stars, the observed abundances show a nearly universal presence of r-process. With the rapid development of the abundance determinations, more elements (e.g., Lu, $Z = 71$) are firstly detected in metal-poor r-process-enriched halo stars, which can be used as the r-process indicators for the early Galaxy. Moreover, these r-rich stars provide a strong constraint on the models of the r-process nucleosynthesis, especially the early galaxy chemical evolution of neutron-capture elements.

Based on new atomic lab data, recent neutron-capture abundance comparisons between six r-rich Galactic halo stars and the Solar System r-only abundance distribution indicate that the heavier stable neutron-capture elements beyond Ba ($Z \geq 56$) agree completely with a scaled solar system r-process abundance value. Nevertheless, the lighter neutron-capture elemental abundances in these stars are not in agreement with Solar-system r-only values. Although there is controversy over the origin of weak r-process, the neutron-capture elements are proposed to be formed possibly from multiple synthesis mechanisms, even if there exists little uncertainty. Whether the r-process at different astrophysical environments is diverse is also controversial.

As needed for the r-process modelling, much effort has been put recently in the measurement of nuclear data of relevance to the r-process, including decay branch characteristics and nuclear stability properties of thousands of nuclides located between the valley of stability up to the neutron-drip line. The challenge is enormous in the theory and experiments of nucleosynthesis. In this paper, a review of r-process nucleosynthesis in metal-poor stars is presented outlining the development of theoretical models and their comparisons with observations. The distribution characteristics of abundance in main r-process and weak r-process stars, astrophysical r-process sites are also discussed separately together with the most recent observations.

The outline of this paper is as follows. Firstly, this paper gives an overview of the significance on the r-process nucleosynthesis, including the present research conditions of this topic. Secondly, it summarizes the basic theory of r-process. And then we focus on the diversity of r-process nucleosynthesis: main r-process and weak r-process. Finally, as a comparison, we also review the study of r-process in the early Galaxy, especially the problems of CEMP stars, including both the observational and theoretical aspects. Although there is controversy over the nature of the weak r-process and CEMP-r/s stars, one thing is certain that these researches will be vital on constraining the models of r-process.

Key words: metal-poor stars; neutron capture; s-process; r-process; nucleosynthesis