

极贫金属晕星中 Eu 元素的起源^{* *}

戴俊安[†] 彭秋和

(南京大学天文学系 南京 210093)

摘要 快中子过程(r-过程)发生在富中子的环境中,但是它所在的具体天体物理环境并不是很清楚.随着观测的进展,近年发现了很多的极贫金属的晕星.它们有两个特征:一是快中子元素超丰,并且相对丰度与太阳上的一致.另一个特征是当金属丰度一样时,星体中快中子元素的含量有大的弥散性.这为研究 r-过程起源提供了一种独特的途径.模拟计算的方法,用于研究星系演化的过程,以及相伴发生的恒星的快中子核素含量的弥散性,可用来了解快中子元素的起源这样得出的星系演化模型,不仅包含了气体区域自发的恒星形成,而且考虑了超新星爆发激发的恒星形成.结果显示,低质量端的超新星应是快中子核素的产生地.同时,超新星引起的星系演化的不均匀性不足以解释观测到的晕星快中子元素含量的弥散,因此这个问题还有待于更进一步研究.

关键词 物理数据与过程:核反应,核聚变,丰度,恒星:演化,超新星:普通

中图分类号: P157; **文献标识码:** A

1 引言

宇宙中的轻元素,如 H,大部分的 He,都是通过大爆炸宇宙核合成(BBN)生成的.而比 Fe 轻的重元素是通过恒星中的核燃烧产生的,比 Fe 重的元素主要是通过快中子过程(r-过程)或慢中子过程(s-过程)生成的.在 s-过程中,中子俘获时标 τ_n 比 β 衰变时标 τ_β 长,而在 r-过程中, τ_n 远小于 τ_β . s-过程发生在中低质量 AGB 星演化晚期的热脉动 He 燃烧壳层中.^[1]

r-过程的起源尚不明确,但对银河系晕星的观测给出了一些线索.最近在银河系晕星的观测中发现了一些极贫金属($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -3$)的晕星.^[2,3] 它们是非常早期的恒星,演化很慢,因而保存了银河系早期的信息.它们有两个主要特征:一是快中子元素超丰并且相对丰度与太阳上的一致.^[4,3,1] 另一个特征是金属度一样的晕星间快中子元素的含量有大的弥散性.第一个特征显示快¹中子元素有相似的起源,第二个特征显示不是所有的超新星都合成快中子元素.^[3]

由于 Eu 元素主要是通过快中子过程合成并且在贫金属星中光谱容易识别出来,^[2] Eu 是快中子元素演化研究的极好素材.

早期的晕星中发现快中子元素,说明这老年老的晕星的前一代恒星快速演化并生成

* 2007-06-10 收到原稿,2008-01-06 收到修改稿

* 国家自然科学基金(10573011,10273006),国家教委优秀学者基金资助

[†] davidjulian@tom.com

快中子元素, 将它们散布到星际介质中. 这些前一代恒星很可能是核心坍缩型超新星. ^[3,4] Argast, Samland ^[5] 等人的研究结果不利于双中子星并合作为晕星中快中子元素的产生地的观点. Wheeler, Cowan & Hillebrandt ^[6] 认为主要的 r-过程地点是低质量 ($8 \sim 10 M_{\odot}$) O/Ne/Mg 核心坍缩型超新星. 最近更多的研究支持低质量端的超新星是可能的 r-过程地点, ^[7,8] 但也不能排除高质量端的超新星.

另外观测还显示随着 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的降低 (< -2.0), $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ 的弥散增大. 这或许暗示早期的银河系是化学混合不均匀的, ^[1,7,4] 并且快中子元素与 Fe 不是在相同地方合成的. ^[4] Wanajo & Ishimaru ^[4,9] 指出这种不均匀性是由超新星造成的. 在他们的模型中, 恒星是通过超新星遗迹与星际介质的相互作用产生的. 他们假定一个由 one-zone 模型决定的背景演化, ^[9,4] 在此背景上考查超新星爆发后与星际介质相互作用的区域中形成的恒星的元素丰度的特征并与观测对比. 他们认为低质量端的超新星, 即 $8 - 10 M_{\odot}$ O-Ne-Mg 核心坍缩型超新星是 r-过程的天体物理场所.

2 方法与过程

Wanajo 和 Ishimaru 的方法实际上是先假定一个均匀的背景演化, 在此背景上考查超新星引起的恒星生成的特征. ^[4,9] 他们的工作中, 星际介质的演化采用 one-zone 模型. 恒星形成由超新星引起, 但此时超新星过程不再对星际介质的组分有贡献. 这种模型不是非常合理.

我们的模型的改进之处主要是增加考虑超新星对星际介质组分的影响, 我们不再预先假定一个背景演化, 而是根据超新星与星际气体的相互作用得到星际气体及恒星的演化数据. 其中的长寿命恒星 (能保留到现在) 将作为我们的统计样本, 其快中子元素丰度与金属度的关系 $[\gamma/\text{Fe}] \propto [\text{Fe}/\text{H}]$ 将用于与极贫金属晕星的观测数据进行比较.

详细叙述如下: 考虑银河系刚形成时的一个晕区域, 气体按一定速率持续下落到银盘上 (流出该区域, $dM_i = v M_{\text{gas}}$. ^[10]). 恒星形成过程也导致气体的减少. 数百万年后, 第一代大质量恒星演化结束, 产生超新星爆发, 它们产生铁, 氧等重元素和快中子元素 (如果质量在假定的质量范围内). 这一过程导致气体组分的增加. 在被超新星扰动的区域 (以 SNeRegion 记, 下标用 SR 表示), 恒星形成率比未被扰动的区域 (以 ISMRegion 记, 下标用 IR 表示) 高. 两种区域以不同的恒星形成率形成新恒星. 该晕区域的气体的演化满足以下方程:

$$\frac{\partial G_{\text{IR}}}{\partial t} = -v G_{\text{IR}} - \int_{m_{\text{L}}}^{m_{\text{H}}} dm B_{\text{IR}}(m, t), \quad (1)$$

$$\frac{\partial G_{\text{SR}}}{\partial t} = -v G_{\text{SR}} - \int_{m_{\text{SL}}}^{m_{\text{SH}}} dm B_{\text{SR}}(m, t) + \int_{m_{\text{SL}}}^{m_{\text{SH}}} dm N_{\text{SNe}}(m, t) E_m, \quad (2)$$

$$N_{\text{SNe}}(t) = \int_{m_{\text{SL}}}^{m_{\text{SH}}} dm \int_0^t d\tau B_{\text{IR}}(m |_{\text{Age}=t-\tau}) + \int_{m_{\text{SL}}}^{m_{\text{SH}}} dm \int_0^t d\tau B_{\text{SR}}(m |_{\text{Age}=t-\tau}), \quad (3)$$

其中 m_{L} , m_{H} , m_{SL} , m_{SH} 分别为恒星, 超新星的质量上下界, 我们取为 $0.5 \sim 100 M_{\odot}$ 和 $8 \sim 100 M_{\odot}$. 在以上方程中, 我们假定恒星 (主要是超新星) 物质喷发集中在它的生命周期的末端. 式中 $B(m, t)$ 为恒星生成率. G 表示区域中气体的质量, $E(m)$ 表示质量为

m 的超新星爆发时向星际介质中抛射的物质质量. 气体中 Fe, Eu, O 等具体组分的变动方程类似可得. 对 Eu, 还需假定它由哪一质量段超新星爆发产生.

根据 Schmidt's 关系 $B(t) \approx \rho_{\text{gas}}^n$, $n=2$ ^[11] 及 Salpeter 初始质量分布函数: $dN/dm = N_0 m^{-2.35}$,^[12] $B(m, t)$ 可以被简化为 $B_{\text{SR}}(m, t) = N_{0, \text{SR}} m^{-1.35} \rho_{\text{SR}}^2(t)$, $B_{\text{IR}}(m, t) = N_{0, \text{IR}} m^{-1.35} \rho_{\text{IR}}^2(t)$, 其中 $\rho_{\text{IR}}(t)$, $\rho_{\text{SR}}(t)$ 为气体密度, 它是时间的函数: $\rho_{\text{SR}}(t) = G_{\text{SR}}(t)/V_{\text{SR}}(t)$, $\rho_{\text{IR}}(t) = G_{\text{IR}}(t)/V_{\text{IR}}(t)$. $V_{\text{IR}}(t)$, $V_{\text{SR}}(t)$ 为气体所占的相应体积, $V_{\text{SR}}(t) = N_{\text{SNe}} V_{\text{SNeRemnant}}$, $V_{\text{IR}}(t) = V_{\text{Region}} - V_{\text{SR}}(t)$.

我们假定恒星从宇宙年龄为 10 亿年时开始形成. 恒星的质量与寿命的关系取自 Timmes, Woosley 的研究.^[10] 恒星演化结束后形成的致密星质量数据来自于 Heger & Woosley 2002 年的工作.^[13] 超新星铁和氧的生成量的数据引自 Nomoto & Hashimoto^[14,15] 等人. 根据 Woosley 的星系化学演化模型,^[16] 气体下落时标设定为 4Gyr,^[10] 即 $v = 0.00025 \text{ Myr}^{-1}$. 单个超新星爆发影响的区域体积 $V_{\text{SNeRemnant}}$ 取为 $4/3\pi * (100 \text{ pc})^3$.^[17]

对以上方程, 我们将进行数值模拟计算. 时间步长为 100 万年. 对每一步生成的恒星, 均根据他们的预期寿命(由质量推定)进行记录. 如果它们是大质量星并且演化时间进行到它们的预期寿命结束时, 它们将产生超新星爆发, 开始新一轮循环. 这样, 超新星数量可由演化计算过程中得到.

模拟计算分为两个阶段, 第一个阶段是选定合适的 ISMRegion 区域的恒星形成率和 SNeRegion 区域的恒星形成率, 以使 MDF 和 $[\text{O}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ 数据与观测数据相一致.^[18,19,20] 然后固定这组参数, 这样星系的恒星演化过程即被确定.

第二个阶段为快中子元素的丰度的计算. 在第一阶段选择的恒星形成率基础上, 调整产生 r-过程的超新星的质量范围(质量中值以及范围的跨度), 以使产生的恒星快中子核素的含量的弥散与观测尽量一致. 每个超新星产生的 Eu 的量要满足观测上的约束条件: 当 $[\text{Fe}/\text{H}] = -2$ 时 $[\text{Eu}/\text{Fe}] \approx 0.5$. 通过这一阶段的计算结果与观测对比, 将回答快中子元素由什么样质量范围的超新星生成这一问题.

详细计算步骤如下:

(1) 设置初始参数. 我们取: 区域大小 1000 pc^3 , 气体密度 $\rho_{\text{gas}} = 1.2 * 10^{-25} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$, 气体质量 $M = 2.25 * 10^7 M_{\odot}$, 气体中初始铁, 氧, Eu 质量为零. 气体下落速率设定为 $0.00025 / \text{Myr}$. 若有 Type Ia 超新星, 则 Type Ia 和 Type II 超新星数量比设为 0.12.

(2) 设置两个数据表格. StarTable 记录恒星元素丰度数据: 行代表金属度 $[\text{Fe}/\text{H}]$, 列表代表 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$. SNeTable 记录恒星数据: 行代表恒星质量 ($1-100 M_{\odot}$), 列表代表恒星寿命终止时间 (0—10000 步).

(3) 原始气体产生恒星, 长寿命(现在能观测到的)恒星的数目写入 StarTable. 根据恒星的质量和预期寿命, 更改 SNeTable.

(4) 取一个时间步长(100 万年), 作如下操作:

4.1 在此时间步长内按质量从小到大读 SNeTable 数据, 得到该质量的恒星数目, 并计算它们引起的:

4.1.1 反馈到 ISM 中的气体数量.

4.1.2 产生的 Fe, Eu, O 等.

4.1.3 若恒星是超新星,累加超新星数目,根据超新星数目得到总的泡区域(SNeRegions)体积,SNeRegions 区域中有新的恒星形成.长寿命(现在能观测到的)恒星的数目加到 StarTable.对大质量恒星,根据它的质量和预期寿命,更改 SNeTable.同时计算该区域的恒星形成导致的:

4.1.3.1 星际气体的减少.

4.1.3.2 星际气体中 Fe, Eu, O 的减少.

4.2 对下一个质量重复 4.1 步骤,直至遍历完 $1-100M_{\odot}$ 的质量范围.将区域总体积减去所有质量的泡(SNeRegions)的体积,得到未被超新星影响的区域 ISMRegion 的体积.

4.3 ISMRegion 按较低的恒星形成率形成恒星.长寿命(现在能观测到的)恒星的数目加到 StarTable.对大质量恒星,根据它的质量和预期寿命,更改 SNeTable.同时计算恒星形成导致的:

4.3.1 星际气体的减少.

4.3.2 星际气体中 Fe, Eu, O 的减少.

4.4 计算由于气体下落到银盘导致的区域中气体减少和星际气体中 Fe, Eu, O 等的减少.

(5) 取新时间步长,重复第 4 步,直到计算完所有时间步长.当时间大于 1 Gyr 时,增加考虑 Type Ia 超新星的影响.

(6) 将所得的 MDF 和 $[O/Fe]$ vs $[Fe/H]$ 数据以及 MDF 数据与观测值对比.从对比中得到最佳拟合的 $N_{0,SR}$, $N_{0,IR}$ 参数.

(7) 设定产生 r-过程的超新星的质量范围(中值质量以及质量范围的跨度).重复第 3 到第 5 步,得到此时恒星快中子元素 $[Eu/Fe] \propto [Fe/H]$ 图.并与观测数值对比.

(8) 重复第 7 步,考察不同质量范围内的超新星产生快中子核素时恒星 $[Eu/Fe] \propto [Fe/H]$ 图,并与观测对比.

为了找到哪一个质量段的超新星产生快中子元素,类似于 Wanajo & Ishimaru, ^[4,9] 我们也计算不同情况下的演化.对质量范围的跨度,分别取所有超新星, $10M_{\odot}$, $5M_{\odot}$, $2M_{\odot}$, $1M_{\odot}$.并考察质量范围滑动的情况(质量范围的中值变动).

3 结果与结论

ISMRegion 和 SNeRegion 区域的恒星形成有不同的特点. ISMRegion 区域的恒星形成可看成气体密度的幂函数,^[11] 而气体密度按时间呈指数规律演化,因而 ISMRegion 区域的恒星形成率可看成随时间指数下降.对 SNeRegion 来说,超新星会引发新的超新星生成,如果恒星形成率满足一定的条件,这是一个正反馈的过程,类似链式反应过程.恒星形成经过一段时间后达到极大值,形成一个单峰的时间函数,如图 1 所示.这两个特征对恒星形成历史的研究提供了有益的参考.

Type Ia 超新星演化时标约有 10 亿年,它生成的 Fe 较多,造成 $[O/Fe]$ 曲线发生向下的转折.为了使计算结果同时满足 $[O/Fe]$ vs $[Fe/H]$ 曲线以及 MDF 数据,我们调整

ISMRegion 和 SNeRegion 区域的恒星形成率. 调整的结果是 SNeRegion 区域的恒星形成率比 ISMRegion 区域的恒星形成率高 100 倍左右. 这样的恒星形成历史如图 1 所示, [O/Fe]数据如图 2 所示, MDF 数据如图 3 所示.

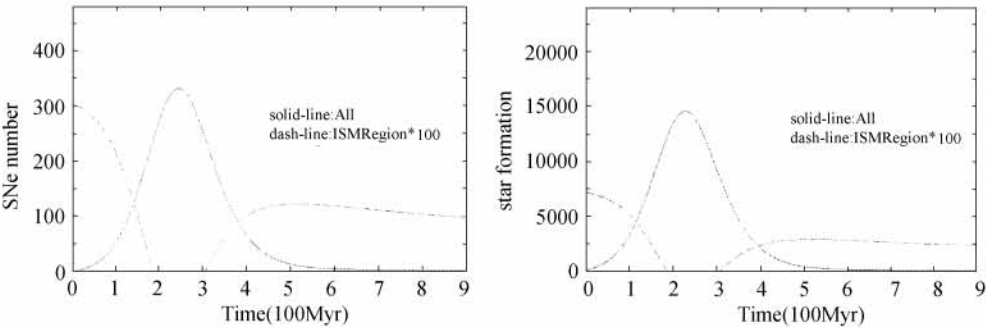


图 1 模拟的 1kpc³ 体积内超新星数目及形成的恒星数目随时间的变化. 点划线代表 ISMRegion 区域的值. 左侧显示的是超新星数目, 右侧显示的是形成的恒星数目

Fig. 1 The number of supernovae and formed stars in the volume of 1 kpc³ of the simulation are plotted. Dashed-line represent the value of ISMRegion. Left panel shows supernovae, right panel shows star formation

从模拟过程中我们发现以下特点: 晕星间 Eu 元素含量的弥散对生成快中子核素的超新星质量范围比较敏感, 质量范围越大, 弥散越小. 这是因为质量范围越大, 对应的超新星数目越多, 因而每个超新星所生成的快中子元素越少, 导致晕星间快中子元素含量的弥散也越小. 当假设所有的超新星都产生快中子元素时, 如图 3 左上角所示, 则晕星的快中子元素丰度的弥散极小. 如图 3 右上角所示, 质量范围取为 10M_⊙, 弥散依然很小. 而如图 4 所示, 质量范围分别取为 2M_⊙, 1M_⊙, 则弥散较大. 如图 3 左下角所示的质量范围取为 5M_⊙时弥散介于上述两者之间. 质量范围越小, 导致的弥散越大, 与观测更相符.

模拟计算的结果显示, 如果低质量端的超新星爆发产生快中子核素, 则造成晕星间快中子核素含量的弥散在[Fe/H]在-4 到 0 之间比较大. 如图 4 左上角, 右上角所示, 质量范围同为 2M_⊙, 8~10M_⊙的情况下预测的晕星间快中子元素含量的弥散要比 20~22M_⊙的情况下大. 原因可能是, 低质量的超新星产生较少的 Fe, 因而导致[Eu/Fe]的变化相对比较大, 另外如果快中子核素由大质量超新星产生的话, 由于大质量超新星寿命更短, 快中子核素进入到星际气体中更早, 因而生成的恒星, 其快中子核素含量的弥散较小, 如果快中子核素由低质量端超新星产生的话, 低质量端超新星寿命较长, 快中子核素进入到星际气体中更晚, 早期星际气体中快中子核素含量少, 因而早期形成的恒星可以有较大的快中子核素含量的弥散.

我们的结果显示低质量端的超新星应是 r-过程的地点. 从模拟结果看, 即使是考虑 8~9M_⊙的超新星产生快中子核素的情况, 恒星间快中子核素含量的弥散依然要比观测到的小. 这可能是由于我们的模型没有考虑恒星形成过程中的随机性因素有关. 我们的结果支持 Wheeler, Cowan^[6]等人提出的快中子元素的产生地点是 8~10M_⊙ O/Ne/Mg 核心坍缩型超新星的观点.

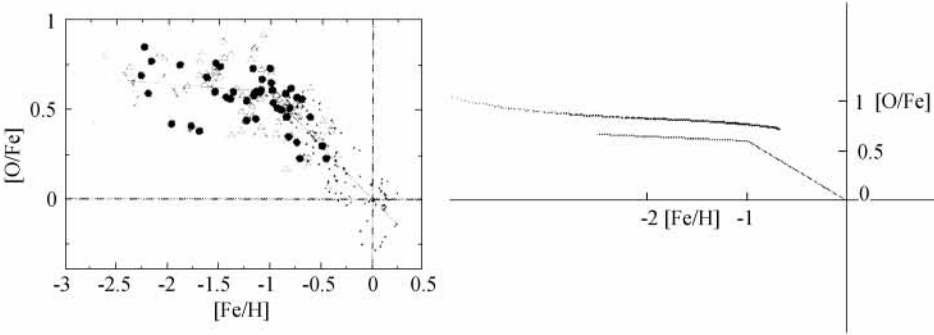


图 2 左图为 $[O/Fe]$ 观测数据, 折线为拟合线.^[20] 右侧曲线为本次模拟出的 $[O/Fe]$ 数据
Fig. 2 Left panel shows the observational $[O/Fe]$ data.^[20] The curve in the right panel is the value of $[O/Fe]$ in the simulation.

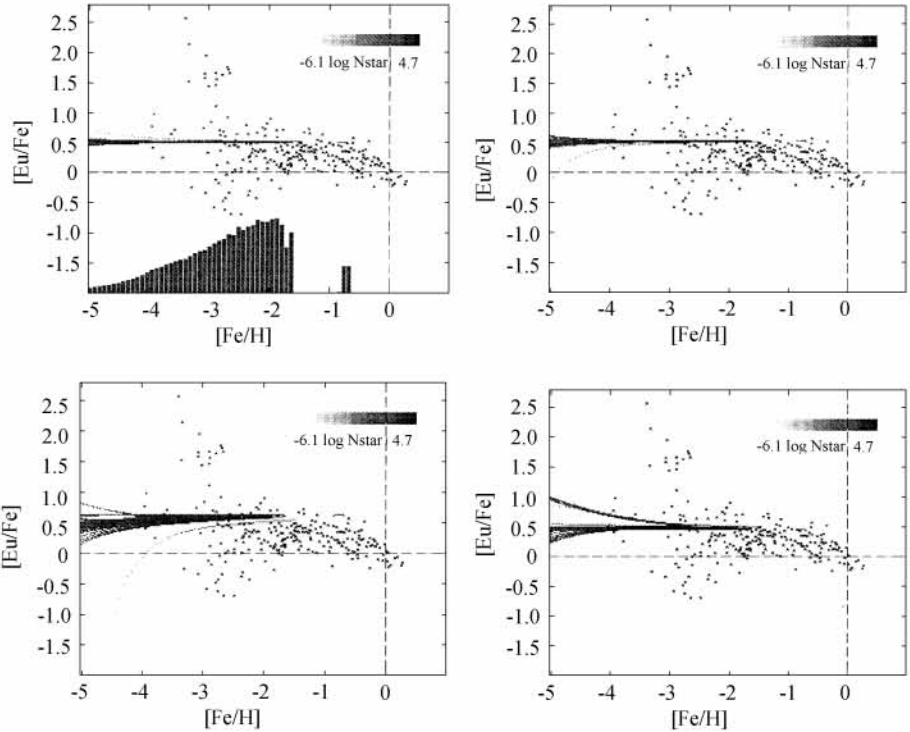


图 3 左上角的图显示所有超新星都产生 Eu 的情况下晕星的 $[Eu/Fe]$ vs $[Fe/H]$ 弥散, 此时弥散很小. 其中矩形图显示的是本次模拟产生的 MDF 数据(观测上 MDF 在 $[Fe/H] = -1.8$ 左右出现最大值.^[18]) 图中 * 点为引自 Wanajo^[4] 等人整理的观测数据. 灰度图代表晕星数密度, 其中灰度值取 $\log N_{\text{star}}$. 右上角, 左下角, 右下角分别显示在 $10 \sim 20 M_{\odot}$, $8 \sim 13 M_{\odot}$, $20 \sim 25 M_{\odot}$ 超新星产生 Eu 情况下晕星的 $[Eu/Fe]$ vs $[Fe/H]$ 弥散. 这些情况下弥散都很小.

Fig. 3 Top left corner shows the dispersion of $[Eu/Fe]$ vs $[Fe/H]$ when all supernovae generate Eu and the dispersion is small. The rectangular map shows the MDF data of the simulation (there have maximum in the observational data of MDF when $[Fe/H] = -1.8$ ^[18]). The point of * represent observational data^[4]. The grey image shows the number density of stars, and the grey galue are $\log N_{\text{star}}$. Top right, down left, down right corner shows the dispersion of $[Eu/Fe]$ vs $[Fe/H]$ when $10 \sim 20 M_{\odot}$, $8 \sim 13 M_{\odot}$, $20 \sim 25 M_{\odot}$ supernovae generate Eu respectively. The dispersions are small.

我们的模拟结果中出现了一些金属度很低的恒星($[\text{Fe}/\text{H}] < -4$), 它们的数密度较低. 这与观测中发现的金属度很低的恒星($[\text{Fe}/\text{H}] < -4$)数量极少相一致.

在现在的工作基础上增加考虑恒星形成过程中的随机性因素, 应该能得到更好的结果. 我们的计算采用 Salpeter 初始质量分布函数. 对采用其他初始质量分布函数进行分析是有意义的工作. 将来的进展也应将星系早期和晚期有不同的初始质量分布函数这种情况加以考虑. 我们的工作是基于银河系由一大块气体云坍缩成盘状结构的假设为前提的. 如果考虑银河系由不同的子星系逐渐并和而成, 并探讨其并和历史以及对银河系化学演化的不均匀性的影响将是有意义的工作.

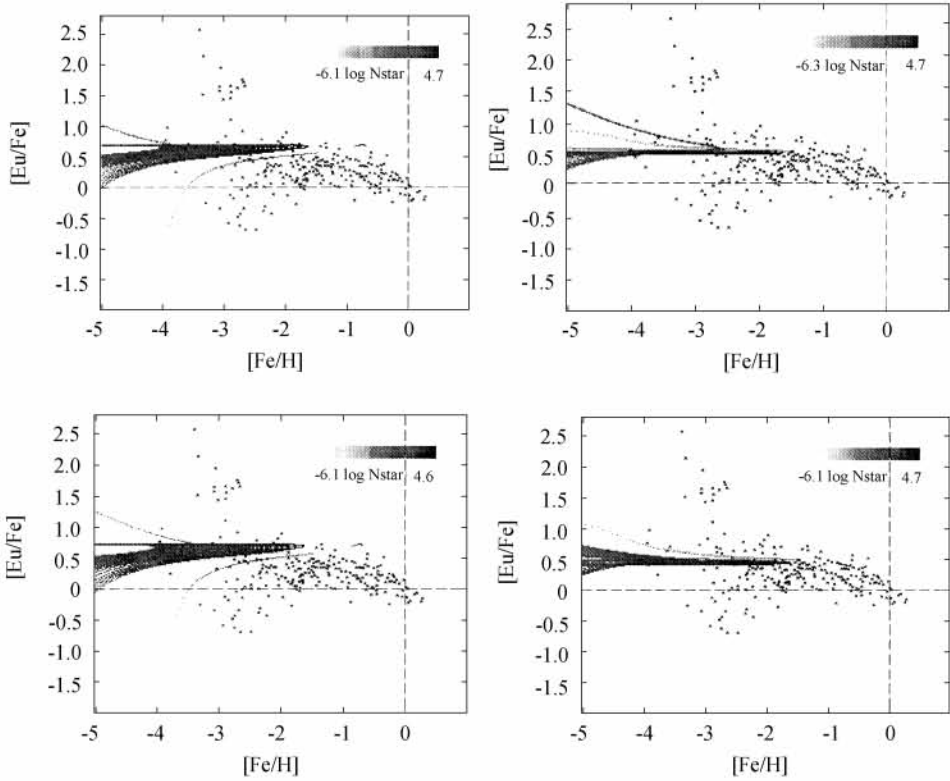


图 4 左上角的图显示 $8 \sim 10 M_{\odot}$ O-Ne-Mg 核心坍缩型超新星产生 Eu 的情况下晕星的 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ 弥散, 此时弥散较大, 右上角显示在 $20 \sim 22 M_{\odot}$ 超新星产生 Eu 情况下晕星的 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ 弥散, 此时弥散都很小, 左下角显示在 $8 \sim 9 M_{\odot}$ 超新星产生 Eu 情况下晕星的 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ 弥散, 这时弥散要比 $8 \sim 10 M_{\odot}$ 的情况下小, 右下角分别显示在 $> 30 M_{\odot}$ 超新星产生 Eu 情况下晕星的 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ 弥散, 此时弥散很小.

Fig. 4 Top left corner shows the dispersion of $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs $[\text{Fe}/\text{H}]$ when $8 \sim 10 M_{\odot}$ O-Ne-Mg core collapse supernovae generate Eu and the dispersion is fairly big. Top right corner shows the dispersion in case of $20 \sim 22 M_{\odot}$ supernovae generate Eu and the dispersion is small, Down left corner shows the dispersion in case of $8 \sim 9 M_{\odot}$ supernovae generate Eu and they are bigger than the dispersion in case of $8 \sim 10 M_{\odot}$ supernovae generate Eu. Down right corner shows the dispersion in case of $> 30 M_{\odot}$ supernovae generate Eu and the dispersion is small.

参 考 文 献

- 1 Cowan, J. J., & Sneden, C., Stellar Abundances: The r-Process and Supernovae, in 3-D Signatures in Stellar Explosions, ed. P. Kumar, C. Wheeler and P. Hoefflich (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 255 (2004)
- 2 Cowan J. J., Sneden, C., Arxiv preprint astro-ph/0309802; Carnegie Observatories Astrophysics Series, Vol. 4; Origin and Evolution of the Elements ed. A. McWilliam and M. Rauch (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- 3 Cowan J. J., Sneden, C., et al 2005 ApJ 627 238C
- 4 S. Wanajo, Y. Ishimaru 2005, Nuclear Physics A 777, 676W
- 5 Argast, D., Samland, M., Thielemann, F. K. et al. 2004, A & A, 416, 997
- 6 Wheeler, J. C., Cowan, J. J., Hillebrandt, W. 1998 ApJ 493, L101
- 7 Fields, B. D., Truran, J. W., Cowan, J. J., 2002, Astrophys. J., 575, 845–854
- 8 S. Wanajo, Tamamura, M., et al. 2003 Astrophys. J. 593 968W
- 9 Y. Ishimaru, S. Wanajo, The Astrophysical Journal vol – 511 part 2 (1999) pages L33 – L36
- 10 Timmes, F. X., Woosley, S. E. and Weaver, T. A. The Astrophysical Journal Supplement Series, 98:617 – 658, 1995 June
- 11 Schmidt, M. 1959, ApJ, 129, 243—. 1963, ApJ, 137, 758
- 12 Salpeter, E. E. 1955 ApJ 121, 161
- 13 Heger, A., & Woosley, S. E. 2002, ApJ, 567, 532(HW02)
- 14 K. Nomoto, K. Iwamoto, N. Nakasato, F.-K. Thielemann, et al. Nuclear Physics, Section A, 1997 – Elsevier
- 15 K. Nomoto, M. Hashimoto, T. Tsujimoto, F.-K. Thielemann, et al. Nuclear Physics, Section A, 1997 – Elsevier
- 16 Tumlinson, J. 2006, ApJ 641 1
- 17 Barbuy, B. 1988, A&A, 191, 121
- 18 Ryan, S. G., and Norris J. E. 1991, Astron. J., 101, 1865
- 19 Sandage, A., Fouts, G. 1987, Astron. J., 93, 74
- 20 Jonsell, K., Edvardsson, B., Bengt, G., et al. A&A, 440, 321J
- 21 Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis ASP Conference Series, Vol. XXX, 2005 ed. F. N. Bash and T. G. Barnes
- 22 Scannapieco E., ApJ, 571, 585

Generation of Europium in Metal-Poor Halo Stars

DAI Jun-an PENG Qiu-he

(Astronomy Department, Nanjing University, Nanjing 210093)

ABSTRACT r-process are thought to take place in neutron-rich Type II supernovae, but their sites are not exactly known. Recently some extremely metal-poor halo stars are found. They have two significant characters. One is that their r-process elements are over-abundant and are in excellent agreement with the scaled solar r-process curve. The other is that there have large dispersion of r-process elements with the same metallicity. A simulation on the chemical evolution of the Galaxy and the r-process distribution was made, considering both the star formation of interstellar gas itself and the star formation triggered by the nearby supernovae explosion. Comparing with the ob-

servation, the simulation shows that the low-mass Type II supernovae should be the possible r-process sites, and the supernovae are not response for all the inhomogeneity. In the future, the study on the inhomogeneity of the Galactic chemical evolution and the new observation of halo stars will give more understanding of this problem.

Key words Physical Data and Process: Nuclear reactions, Nucleosynthesis, Abundances, Stars: Evolution, Supernovae; General