

銀河の化学力学進化シミュレーションから探る r プロセス起源天体

平居 悠 (東京大学大学院 理学系研究科)

Abstract

近年の高分散分光観測により、銀河系及びその周りの矮小銀河中の恒星の r プロセス元素組成が明らかになりつつある。銀河内における重元素の空間分布と頻度分布は、力学進化に伴う星形成史を反映するはずである。重元素の空間分布と星形成史の関係を理解するためには、化学進化と力学進化を同時に計算する必要がある。また、化学力学進化モデルに基づき、元素の起源を議論することが可能である。特に、r プロセス由来の元素 (r プロセス元素) の起源の候補には、主に重力崩壊型超新星爆発と中性子星合体が考えられているが、どちらが有力な起源が明らかになっていない。本研究は、銀河の化学力学進化モデルを用いて、r プロセス元素の起源を議論することを目的とする。そのために、N 体/Smoothed Particle Hydrodynamics コード ASURA に超新星爆発、中性子星合体に伴うエネルギーと重元素のフィードバックの効果を取り入れた化学力学進化モデルを新たに構築した。本稿では、ASURA によって、ろ座矮小銀河に対応する、全質量 $7 \times 10^8 M_{\odot}$ の矮小銀河モデルに関して化学力学進化計算を行った結果を報告する。まず、矮小銀河モデルの金属量分布が観測を再現できることを示す。続いて、r プロセス元素の代表例であるユーロピウム (Eu) と鉄 (Fe) の組成比について計算した結果と、矮小銀河における観測値を比較し、r プロセス元素の起源天体を議論する。

1 Introduction

鉄より重い核種を合成するためには、中性子過剰な環境が必要である。ある核種が β 崩壊する時間スケールよりも短い時間で中性子捕獲する過程を rapid (r) プロセスという。r プロセスの起源天体としては、重力崩壊型超新星爆発 (II 型超新星爆発¹) と連星中性子星の合体 (中性子星合体) が考えられている。しかし、どちらが有力な起源天体か、未だ明らかになっていない。近年の元素合成計算により、II 型超新星爆発では、r プロセスを起こすには中性子数密度が不十分であり、質量数 110 程度より大きい核種の合成は難しいことが示唆された (例えば Wanaajo 2013)。一方、中性子星合体では、一般相対論とニュートリノの効果を検討した中性子星合体モデルに基づいた元素合成計算により、太陽系の r プロセス元素組成パターンに近い元素組成を再現することに成功している (Wanaajo et al. 2014)。

近年の高分散分光観測により、銀河系、矮小銀河中の星の r プロセス元素の存在量が明らかになりつつ

ある。これらの観測により、 $[\text{Fe}/\text{H}]^2 < -2.5$ の星では r プロセス元素の存在量に大きな分散 (図 1) があることが指摘されている (例えば Aoki et al. 2013)。銀河中の星の元素組成には、銀河がこれまで経験し

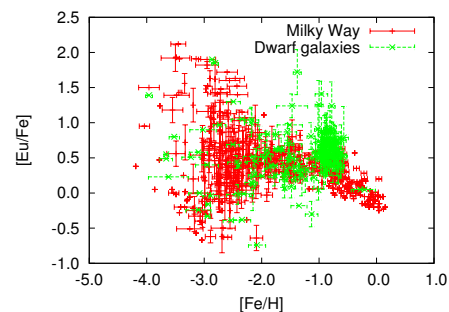


図 1: 銀河系および矮小銀河の $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ (SAGA data base (Suda et al. 2008)).

てきた元素合成イベントが記録されており、銀河形成過程を探る手がかりを与えてくれる。

これまで、銀河の化学進化計算により、r プロセス

¹重力崩壊型超新星爆発には、II 型の他に Ib 型、Ic 型があるが、本稿ではこれら全てを II 型超新星爆発と呼ぶこととする。

²元素 A, B に対して、 N_A, N_B を元素 A, B 原子の数密度としたとき、 $[A/B] \equiv \log(N_A/N_B)_{\text{星}} - \log(N_A/N_B)_{\odot}$ 。

元素の進化を計算する試みがなされてきた。その結果、親星の質量が $8 - 10 M_{\odot}$ の超新星爆発で r プロセスを起こした場合、銀河系ハローの r プロセス元素分布の観測値を再現できることが指摘された (例えば Ishimaru et al. 2004; Argast et al. 2004)。一方、Argast et al. (2004) は、連星中性子星系が中性子星合体までの時間 (遅延時間) が 1 億年程度であると、銀河系ハローに存在する金属欠乏星 ($[Fe/H] < -2.5$) にみられる r プロセス由来の元素 (r プロセス元素) 存在量の大きな分散を説明することは難しいことを指摘した。

最近、中性子星合体で銀河系の r プロセス元素組成比を説明しようとする試みが盛んに行われている (例えば Komiya et al. 2014; Tsujimoto & Shigeyama 2014)。これらのモデルでは、r プロセス元素組成比の観測値を再現するためには、中性子星合体の遅延時間が ~ 10 Myr である必要があると指摘している。しかし、 ~ 10 Myr の遅延時間をもつ中性子星合体は、多くても全体の数%程度と見積もられており、より現実的な遅延時間、 ~ 100 Myr の中性子星合体で r プロセス元素組成比の観測値を再現するのは未だ困難である (Dominik et al. 2012)。

これまでの r プロセス元素の化学進化計算では、銀河の動力学進化とは別に計算されてきた。しかし、銀河の形成、進化過程は、動力学進化に大きく依存する。したがって、元素の起源を明らかにし、銀河の形成、進化過程を理解するためには、銀河の動力学進化計算に星の元素合成過程を導入し、銀河の化学進化と動力学進化を同時に計算する必要がある。そこで本研究では、 N 体/Smoothed Particle Hydrodynamics (SPH) コード、ASURA (Saitoh et al. 2008, 2009) に、超新星爆発、中性子星合体による元素合成過程を導入し、銀河の化学力学進化計算を行う。特に、宇宙論シミュレーションから銀河系形成の構成要素であることが示唆されている矮小銀河に注目し、r プロセス元素の起源天体について議論する。

2 The code

N 体/SPH コード ASURA を用いる。重力相互作用は、ツリー法 (例えば Barnes & Hut 1986) を用

いて計算する。流体計算には、SPH 法を用いる (例えば Lucy 1977)。放射冷却関数は、Cloudy (Ferland et al. 1998) を用いる。星形成の条件は、星形成領域の密度閾値 (n_{th})、温度の閾値 (T_{th})、ガス粒子の速度 \mathbf{v} に対し、(1) $n > n_{th}$, (2) $T < T_{th}$, (3) $\nabla \cdot \mathbf{v} < 0$ とする。条件 (1), (2), (3) を満たしたガス粒子の一部が Schmidt 則 (Schmidt 1959) に従い、星を形成する (例えば Navarro & White 1993)。形成した星粒子は single stellar population として扱い、初期質量関数は Salpeter (1955) を採用した。星の質量範囲は $0.1 - 100 M_{\odot}$ とする。そのうち、 $8 - 100 M_{\odot}$ の星は、Okamoto et al. (2008) の方法に従い、II 型超新星爆発を起こし、周囲のガス粒子に熱エネルギーを与える。若い星のうち、超新星爆発を起こさなかったものは、熱を星間空間に放出し、 H_{II} 領域を形成する。その際、 $Ly\alpha$ 光子の数密度は、PÉGASE (Fioc & Rocca-Volmerange 1997) を用いて評価する。

本研究では、上記のコードに、II 型超新星爆発、中性子星合体による元素合成モデルを新たに導入する。II 型超新星爆発による元素合成量は (Nomoto et al. 2006) を用いる。r プロセス元素は、II 型超新星爆発または中性子星合体で合成されるとする。II 型超新星爆発の場合は、親星の質量が $8 - 10 M_{\odot}$ または $30 M_{\odot}$ の超新星爆発で合成されるとする。中性子星合体は、親星の質量が $8 - 20 M_{\odot}$ の星のうち $1/100$ が、遅延時間 100 Myr で合体し、r プロセス元素を放出すると仮定する。これらの値は、(Dominik et al. 2012) で示されている値の範囲内である。超新星爆発または中性子星合体で放出された元素は、SPH の smoothing length 内に距離に応じて配分する (Revaz & Jablonka 2012)。

3 Models

本研究では、矮小楕円体銀河 (dSphs) のモデルを用いる。観測された矮小楕円体銀河の暗黒物質分布は、pseudo-isothermal profile:

$$\rho(r) = \frac{\rho_c}{1 + (r/r_c)^2}, \quad (1)$$

で近似できる (例えば Oh et al. 2011)。ここで、 ρ 、 ρ_c はそれぞれ暗黒物質またはガスの密度、中心密度、

r_c はコア半径である。本研究では、初期条件として、暗黒物質粒子、ガス粒子を式 (1) に従って分布させる。暗黒物質粒子には初期速度分散:

$$\sigma^2(r) = \frac{1}{\rho(r)} \int_r^\infty dr' \rho(r') \partial_{r'} \Phi(r'), \quad (2)$$

ガス粒子には初期温度 10^4 K を与えた。ここで、 $\Phi(r)$ は重力ポテンシャルである。本計算に用いたパラメータを表 1 に示す。Reference value は (Revaz & Jablonka 2012) の値を採用した。Reference value のモデルは、銀河系の局部銀河群に存在するろ座矮小銀河に対応する。

4 Results & Discussion

図 2 に矮小銀河モデルの金属量分布を示す。図 2 より、金属量分布は、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1$ にピークを持ち、高金属量側では鋭く星の数が減少し、低金属量側は緩やかに減少している。ろ座矮小銀河においても、同様な傾向が観測されており、ろ座矮小銀河の金属量分布を再現することに成功した。矮小銀河モデル内の金属量の空間分布を調べると、中心付近ほど高い金属量を示している。dSphs の中心付近では、外側領域より高いガス密度を持っており、星形成の条件を満たしやすい環境にある。そのため、dSphs の星形成活動は銀河の中心付近で活発に起こっている。

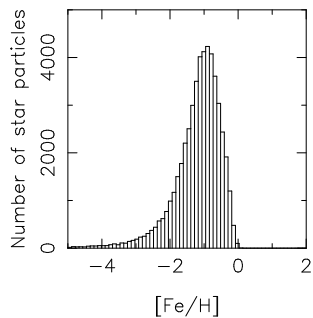


図 2: 矮小銀河モデルの金属量分布 ($t=10$ Gyr).

図 3 に、中性子星合体で r プロセス元素を放出させた場合の $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ と $[\text{Fe}/\text{H}]$ の関係を示す。図 3 をみると、低金属量側で $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ に大きな分散が生じている。観測値と同様、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -3$ で $[\text{Eu}/\text{Fe}] > 1$

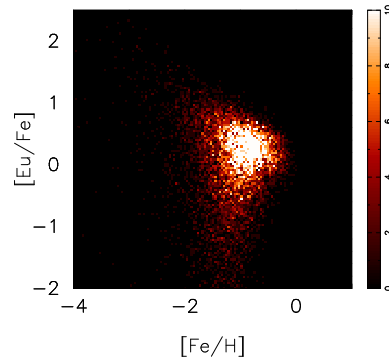


図 3: 中性子星合体で r プロセス元素を放出した場合の $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ ($t = 10$ Gyr).

に星が存在している。最初の中性子星合体が起こる ~ 100 Myr では、銀河内で十分に金属の混合が進んでいないため、1 回の r プロセス元素放出の影響が大きく現れる。中性子星合体が起きた領域の近傍で形成された星は、r プロセス元素に強く汚染される。さらに、中性子星合体では、Fe は合成されず、Eu のみ合成されるため、低金属量の領域で非常に r プロセス元素に富んだ星が存在するようになる。8–10 M_{\odot} の超新星爆発で r プロセス元素を放出させた場合も、これらの超新星爆発ではほとんど Fe を合成しないため、同様である。しかし、30 M_{\odot} 以上の超新星爆発で r プロセス元素を合成させると、Eu と同時に Fe も合成されるため、 $[\text{Eu}/\text{Fe}] \sim 2$ の極端に r プロセス元素に富んだ星は形成されず、観測を説明できない。

一方で、観測では、 $[\text{Eu}/\text{Fe}] < 0$ の星の多くは、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2.5$ の領域に存在するが、図 3 では、 $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$ の領域に存在している。超新星爆発で r プロセス元素を放出させた場合は、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ にも $[\text{Eu}/\text{Fe}] < 0$ の星も存在するようになるが、中性子星合体の場合と同様に、 $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$ の領域にも $[\text{Eu}/\text{Fe}] < 0$ の星が存在する。本計算では、放出された元素はガス粒子に固定され、星間空間を移動する。星形成の際、新しく生まれた星形成の条件を満たしたガス粒子の金属量をそのまま引き継ぐ。したがって、超新星爆発の近くで汚染されたガスから星が生まれると、極端に高い金属量を持った星ができる。銀河内で金属が十分に混合されていない時期に薄く r プロセス元素に汚染されたガスから生まれた星が、 $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$ にみられる $[\text{Eu}/\text{Fe}]$

表 1: 矮小銀河モデルのパラメータ

物理量	Reference value	Variation
粒子数	10^5	$10^4 - 10^6$
全質量	$7.0 \times 10^8 M_{\odot}$	$3.0 - 7.0 \times 10^8 M_{\odot}$
1 粒子あたりのガス質量	$3.2 \times 10^3 M_{\odot}$	$0.40 - 13 \times 10^3 M_{\odot}$
ソフトニング長	10 pc	5 - 10 pc
星形成の密度閾値 (n_{th})	0.1 cm^{-3}	$0.1 - 100 \text{ cm}^{-3}$
星形成の温度閾値 (T_{th})	$3 \times 10^4 \text{ K}$	$10^2 - 3 \times 10^4 \text{ K}$
星形成効率 (c_*)	0.05	0.001 - 1
超新星爆発によるエネルギーフィードバック	$0.03 \times 10^{51} \text{ erg}$	$0.03 - 1.0 \times 10^{51} \text{ erg}$

< 0 の星に対応している。Shen et al. (2010) は、SPH 計算では、金属量の低い領域で、金属量を高く見積もる傾向にあり、この傾向は金属の拡散を考慮することで緩和されることを報告した。また、元素をまき散らす範囲を広くすると、[Eu/Fe] の分散が小さくなった。[Eu/Fe] にみられる大きな分散には、銀河内で元素の混合の時間スケールが、関わっている可能性がある。

本稿では、r プロセス元素の起源天体として、超新星爆発と中性子星合体を仮定し、ろ座矮小銀河モデルを用いて化学力学進化計算を行った。その結果、中性子星合体及び親星の質量が $8 - 10 M_{\odot}$ 超新星爆発で、[Fe/H] < -2.5 で見られる [Eu/Fe] > 1 の星を再現することができた。しかし、本モデルでは、 $-2 < [\text{Fe}/\text{H}] < -1$ で多くの [Eu/Fe] < 0 の星が存在する。これには、重元素の拡散が関わっている可能性があり、今後の検討事項としたい³。

Reference

Aoki, W., Suda, T., Boyd, R. N. et al. 2013. ApJL, 766, L13

Argast, D., Samland, M., Thielemann, F.-K., & Qian, Y.-Z. 2004. A&A, 416, 997

Barnes, J., & Hut, P. 1986. Nature, 324, 446

Dominik, M., Belczynski, K., Fryer, C. et al. 2012. ApJ, 759, 52

³謝辞: YH thank the Yukawa Institute for Theoretical Physics at Kyoto University, where this work was initiated during the YITP-W-14-06 on "Summer School on Astronomy & Astrophysics 2014". Numerical computations were carried out on Cray XC30 at Center for Computational Astrophysics (CfCA), National Astronomical Observatory of Japan (NAOJ). Numerical analyses were in part carried out on computers at CfCA, NAOJ.

Ferland, G. J., Korista, K. T., Verner, D. A. et al. 1998, PASP, 110, 761

Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B. 1997. A&A, 326, 950

Guedes, J., Callegari, S., Madau, P., & Mayer, L. 2011, ApJ, 742, 76

Ishimaru, Y., Wanajo, S., Aoki, W., & Ryan, S. G. 2004. ApJL, 600, L47

Komiya, Y., Yamada, S., Suda, T., & Fujimoto, M. Y. 2014. ApJ, 783, 132

Lucy, L. B. 1977, AJ, 82, 1013

Navarro, J. F., & White, S. D. M. 1993. MNRAS, 265, 271

Nomoto, K., Tominaga, N., Umeda, H., Kobayashi, C., & Maeda, K. 2006, Nucl. Phys. A, 777, 424

Oh, S.-H., de Blok, W. J. G., Brinks, E., Walter, F., & Kennicutt, R. C., Jr. 2011, AJ, 141, 193

Okamoto, T., Nemmen, R., & Bower, R., G. 2008, MNRAS, 385, 161

Revaz, Y., & Jablonka, P. 2012, A&A, 538, A82

Saitoh, T. R., Daisaka, H., Kokubo, E. et al. 2008. PASJ, 60, 667

Saitoh, T. R., Daisaka, H., Kokubo, E. et al. 2009. PASJ, 61, 481

Salpeter, E. E. 1955, ApJ, 121, 161

Schmidt, M. 1959. ApJ, 129, 243

Shen, S., Wadsley, J., & Stinson, G. 2010. MNRAS, 407, 1581

Suda, T., Katsuta, Y., Yamada, S. et al. 2008. PASJ, 60, 1159

Tsujimoto, T., & Shigeyama, T. 2014. A&A, 565, L5

Wanajo, S. 2013. ApJL, 770, L22

Wanajo, S., Sekiguchi, Y., Nishimura, N. et al. 2014. ApJL, 789, L39