

連星中性子星合体による銀河の  $r$  プロセス元素分布

平居 悠 (東京大学大学院理学系研究科)

## Abstract

鉄より重い核種の多くは  $r$  プロセスにより合成される。 $r$  プロセス元素の起源天体は未だ明らかになっていない。連星中性子星合体は、元素合成計算から、 $r$  プロセスの有力な起源天体候補であることが示唆されている。しかし、これまでの化学進化計算からは、連星中性子星合体の低い頻度 (銀河系で  $10^{-6}$ – $10^{-3}$  yr $^{-1}$ ) と長い合体時間 ( $\gtrsim 1$  億年) のため、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$  にみられる  $r$  プロセス元素組成比 (例えば  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ ) の分散を説明できないという問題が指摘されている。こうした問題は、階層的構造形成モデルに基づき、銀河系が矮小銀河の集積によって形成されたならば、解決できる可能性がある。そこで本研究では、 $N$  体/Smoothed Particle Hydrodynamics コード ASURA を用いて、矮小銀河の化学力学進化を計算した。 $r$  プロセス元素の起源天体としては、連星中性子星合体を仮定した。その結果、合体時間が 5 億年より短く、銀河系での頻度が  $\sim 10^{-4}$  yr $^{-1}$  の連星中性子星合体で、 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  の観測値を再現できた。これは、矮小銀河では星形成効率が低く、星形成が始まってから 3 億年程度は金属量が一定であるためである。また、矮小銀河の力学的性質、星形成史、金属量分布、質量-金属量関係の計算値も観測値と矛盾のない結果が得られた。本研究は、銀河進化の観点から、連星中性子星合体が  $r$  プロセス元素の起源天体であることを強く示唆する。

## 1 Introduction

速い中性子捕獲過程 ( $r$  プロセス) は、鉄より重い元素 (例えばユーロピウム, Eu) の主要な元素合成過程である。 $r$  プロセスは、中性子過剰な環境で起こる。しかし、 $r$  プロセスで合成される元素 ( $r$  プロセス元素) の起源天体は未だ明らかになっていない。銀河系ハロー星及び局所銀河群に存在する矮小銀河の星の高分散分光観測から、 $[\text{Fe}/\text{H}]^1 < -2.5$  の金属欠乏星において、 $r$  プロセス元素と鉄の比 (例えば  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ ) に大きな分散があることが明らかになっている。こうした観測は、 $r$  プロセス元素の起源天体に対する手がかりとなる。

$r$  プロセス元素の有力な起源天体候補は、重力崩壊型超新星爆発と連星中性子星合体である。これまでの銀河の化学進化計算から、親星の質量が  $8$ – $10 M_{\odot}$  の超新星爆発で銀河系ハロー星の  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  の観測値を説明できることが知られている (e.g., Ishimaru et al. 2004)。しかし、最近の超新星爆発の流体計算から、超新星爆発では、質量数 ( $A$ ) が  $110$  より大きい  $r$  プロセス元素を合成できるほど十分に中性子過剰で

はなく、Eu のような重い  $r$  プロセス元素の合成が難しいことが示唆された (e.g., Wanaajo et al. 2011)。

一方、連星中性子星合体では、 $A > 110$  の  $r$  プロセス元素を合成することが可能であり、 $r$  プロセス起源天体として有力視されている (e.g., Wanaajo et al. 2014)。しかし、Argast et al. (2004) は、連星中性子星合体の長い合体時間 ( $\sim 1$  億年) と低い頻度 (銀河系サイズの銀河で  $\sim 10^{-6}$ – $10^{-3}$  yr $^{-1}$ ) のため、銀河の化学進化計算から、 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  の観測値を再現することが困難であることを指摘した。最近では、階層的構造形成モデルに基づき、銀河系が矮小銀河の集積により形成されたならば、連星中性子星合体で  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  の観測値を再現できる可能性があることが示唆されている (e.g., van de Voort et al. 2015; Ishimaru et al. 2015)。しかし、これまでの計算では質量分解能が十分ではなく、 $r$  プロセスの起源天体として連星中性子星合体を仮定した場合、矮小銀河中で  $r$  プロセス元素がどのように進化するのは未だ明らかではない。

本研究では、 $r$  プロセスの起源天体として、連星中性子星合体を仮定した場合、矮小銀河中での  $r$  プロセス元素の進化を明らかにすることを目的とする。

<sup>1</sup> $[\text{A}/\text{B}] \equiv \log 10(N_{\text{A}}/N_{\text{B}}) - \log 10(N_{\text{A}}/N_{\text{B}})$ 。  $N_{\text{A}}$ 、 $N_{\text{B}}$  は元素 A、B の数密度。

孤立した矮小銀河に注目して化学力学進化計算を行うことにより、従来より 2 桁程度高い質量分解能の計算を行うことに成功した。本稿では、 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  の連星中性子星合体時間依存性について議論する。

## 2 Method and Models

計算法、銀河モデルの詳細は、(平居 2014) に示した。本節では、計算法、銀河モデルについて簡単に紹介し、新たに加えた点について説明する。計算には、 $N$  体/smoothed particle hydrodynamics (SPH) コード ASURA を用いる (Saitoh et al. 2008, 2009)。重力計算はツリー法 (Barnes & Hut 1986)、流体計算は SPH 法 (e.g., Lucy et al. 1977) を用いる。星形成、超新星フィードバックはそれぞれ Katz (1992)、Okamoto et al. (2008) に従う。Salpeter 初期質量関数 (Salpeter 1955) を仮定し、 $8\text{--}100 M_{\odot}$  の星が超新星爆発を起こすと仮定する。放射冷却関数は Cloudy (Ferland et al. 2013) を用いる。

連星中性子星合体は、 $8\text{--}20 M_{\odot}$  の星のうち、1% が起こすと仮定する。この場合、銀河系サイズの銀河での頻度は  $\sim 10^{-4} \text{ yr}^{-1}$  となる。連星中性子星合体時間 ( $t_{\text{NSM}}$ ) は、連星パルサーの観測 (Lorimer 2008) 及び種族合成計算 (Dominik et al. 2012) に基づき、1 億年及び 5 億年と仮定する。

銀河モデルは、Revaz & Jablonka (2012) に従う。銀河の総質量は  $7 \times 10^8 M_{\odot}$  であり、局所銀河群中の比較的重い矮小銀河 (例えばちょうこくしつ座矮小銀河) に対応する。粒子数は 50 万個で、ガス粒子あたりの質量は  $4 \times 10^2 M_{\odot}$  である。重力ソフトニング長は 7 pc とする。

本研究では、これらに加えて新たに星形成領域における元素の混合を導入する。散開星団の観測から、星形成領域の組成は一様であることが示唆されている (De Silva et al. 2007)。そこで、本研究では、新たに生成された星粒子の金属量に、周囲のガス粒子の平均の金属量を与える。金属量を平均した領域の質量は、 $\sim 10^4 M_{\odot}$  である。これは、星形成領域である巨大分子雲の典型的な質量に対応する。表 1 に用いたパラメータを示す。

## 3 Results and Discussion

### 3.1 金属量分布

本計算が矮小銀河の観測的特徴を再現できることを確認する。図 1 に金属量分布を示す。図 1 より、計算値がちょうこくしつ座矮小銀河の観測値と一致していることがわかる。平均の金属量は、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.57$  であり、これは、ちょうこくしつ座矮小銀河の金属量 ( $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.68$ ) と無矛盾である。本計算は、この他に、速度分散、星形成史、質量-金属量関係が矮小銀河観測と一致していることを確認している (Hirai et al. 2015)。

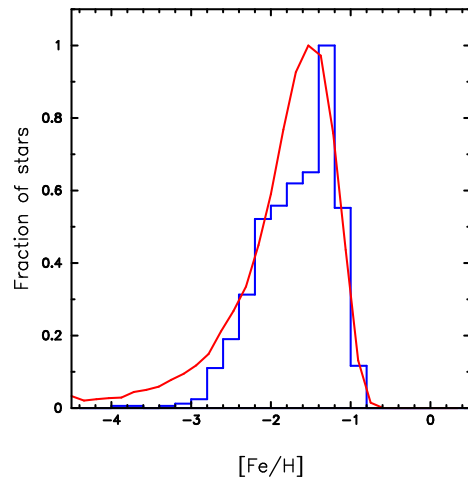


図 1: 金属量分布の計算値 (赤) と観測値 (青) (Kirby et al. 2010)。

### 3.2 $r$ プロセス元素分布

連星中性子星合体を  $r$  プロセス起源天体と仮定した場合の  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  と  $[\text{Fe}/\text{H}]$  の関係を議論する。図 2 (a) は、 $t_{\text{NSM}} = 1$  億年と仮定した場合の  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  と  $[\text{Fe}/\text{H}]$  の関係である。図 2 (a) より、計算値 (コントア) が理論値 (黒点) を再現していることがわかる。連星パルサーの観測や、種族合成計算からは、連星中性子星合体に少なくとも 1 億年程度要することが示唆されており、本結果はこれらの結果とも矛盾しない。

表 1: 矮小銀河モデルのパラメータ.

物理量	Fiducial values
粒子数	$5.0 \times 10^5$
全質量	$7.0 \times 10^8 M_{\odot}$
1 粒子あたりのガス質量	$4.0 \times 10^2 M_{\odot}$
重力ソフトニング長	7.0 pc
星形成の密度閾値 ( $n_{\text{th}}$ )	$1.0 \times 10^2 \text{ cm}^{-3}$
星形成の温度閾値 ( $T_{\text{th}}$ )	$1.0 \times 10^3 \text{ K}$
星形成効率 ( $c_*$ )	0.033
超新星爆発によるエネルギーフィードバック	$10^{51} \text{ erg}$

図 2 (b) は、 $t_{\text{NSM}} = 5$  億年と仮定した場合の  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  と  $[\text{Fe}/\text{H}]$  の関係を示す。図 2 (b) より、 $[\text{Eu}/\text{Fe}] < 0$  の星が、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2$  付近まで存在するようになり、合体時間を長くした影響が現れていることがわかる。

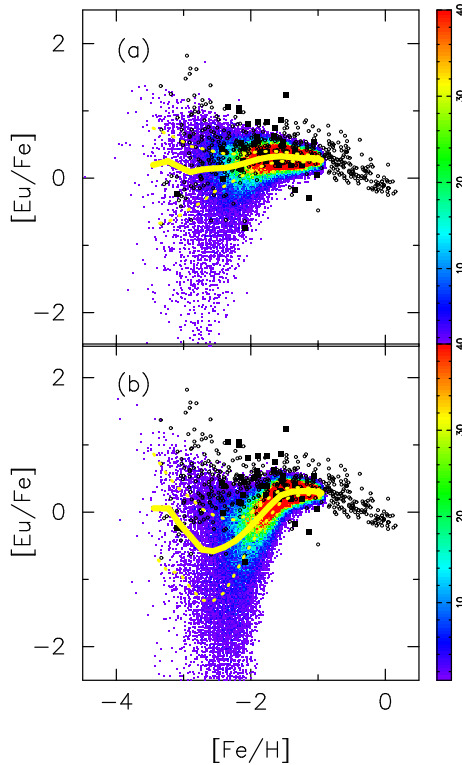


図 2:  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  と  $[\text{Fe}/\text{H}]$  の関係。(a)  $t_{\text{NSM}} = 1$  億年の場合。(b)  $t_{\text{NSM}} = 5$  億年の場合。コントア、実線、点線、四角点、丸点はそれぞれ計算から得られた星の数、計算値の中央値、計算値の四分位点、矮小銀河、銀河系の観測値 (SAGA database Suda et al. 2008, 2014) を示す。

図 3 は、金属量の時間進化を示す。図 3 より、平均

の金属量は、最初の 3 億年は一定であることがわかる。この時期は、ガス粒子の多くが個々の超新星爆発によってのみ重元素の汚染を受けているため、星の金属量は主に星形成を起こしたガスと個々の超新星爆発の距離で決まる。したがって、連星中性子星合体に 1 億年要しても  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  の観測値を再現することができる。一方、星形成開始から 3 億年以降は、金属量は銀河の年齢と相関している。これは、この時期は、銀河内での重元素の混合がよく進んでいるため、星の金属量は、これまでに起こった超新星爆発の個数によって決まるからである。したがって、3 億年より十分長い合体時間で連星中性子星合体が起こった場合は、合体時間の影響が現れ、観測値を再現するのが難しくなる。

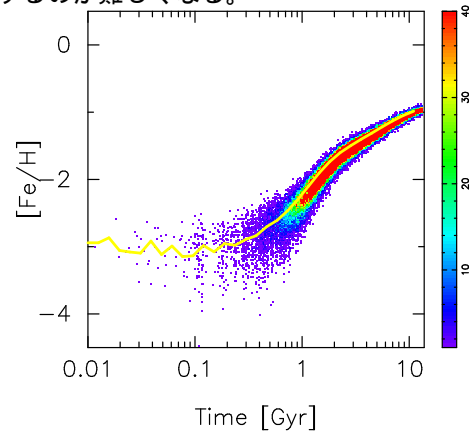


図 3:  $[\text{Fe}/\text{H}]$  と時間の関係。コントア、実線はそれぞれ計算から得られた星の数、計算値の平均を示す。

## 4 Conclusion

本研究では、 $N$  体/SPH コード、ASURA を用いて、矮小銀河の化学動力学進化計算を行い、 $r$  プロ

セス元素の進化を計算した。その結果、星形成領域の重元素の混合を考慮すれば、合体時間 1 億年の連星中性子星合体で、[Eu/Fe] の観測値を再現できることを確認した。一方、合体時間 5 億年のモデルでは、[Eu/Fe] に合体時間の影響が見られた。これは、矮小銀河においては、星形成効率が低く、星形成開始から 3 億年程度は金属量の平均値が一定となっているためである。本研究により、連星中性子星合体が  $r$  プロセスの起源天体であることが強く示唆された。

本研究では、全質量  $7 \times 10^8 M_{\odot}$  の孤立した矮小銀河の化学動力学進化計算を行い、矮小銀河銀河中での  $r$  プロセス元素の進化を計算した。[Eu/Fe] の進化が銀河の質量に依存しているかは未だ明らかではない。さらに、銀河系において、連星中性子星合体で  $r$  プロセス元素を放出した場合の  $r$  プロセス元素の進化を明らかにするためには、階層的構造形成モデルに基づき、銀河系形成シミュレーションを行う必要がある。また、今回は、[Eu/Fe] のみに注目したが、他の元素でも観測値を説明できるか調べる必要がある。例えば、低金属量側では、 $r$  プロセスで合成されたと考えられている、Ba は、[Fe/H]  $< -3$  で [Ba/Fe]  $> 0$  の高い [Ba/Fe] 値を持つ星が存在しないことが観測から示唆されている。[Fe/H]  $< -3$  の星における低い Ba 組成の起源を明らかにできるかが、 $r$  プロセス元素の起源天体を解明する上で鍵となる。これらは今後の論文で議論する予定である。

## Acknowledgement

本稿は、石丸友里氏、斎藤貴之氏、藤井通子氏、日高潤氏、梶野敏貴氏らとの共同研究による論文 (Hirai et al. 2015) に基づいて執筆しました。筆者は、日本学術振興会特別研究員奨励費 (15J00548) による助成を受けています。本研究会に対する、京都大学基礎物理学研究所 (研究会番号: YITP-W-15-04)、国立天文台及び理論天文学宇宙物理学懇談会からのご支援に感謝いたします。本研究の計算及び解析は国立天文台天文シミュレーションプロジェクトの Cray XC30 及び解析サーバを用いて行いました。

## Reference

- Argast, D., Samland, M., Thielemann, F.-K., & Qian, Y.-Z. 2004, A&A, 416, 997
- Barnes, J. & Hut, P. 1986, Nature, 324, 446
- De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., Asplund, M., & Bessell, M. S. 2007, AJ, 133, 694
- Dominik, M., Belczynski, K., Fryer, C., et al. 2012, ApJ, 759, 52
- Ferland, G. J., Porter, R. L., van Hoof, P. A. M., et al. 2013, RMxAA, 49, 137
- 平居悠, 2014, 第 44 回天文天体物理若手夏の学校集録, 銀河 a9
- Hirai, Y., Ishimaru, Y., Saitoh, T. R., Michiko, M. S., Hidaka, J., & Kajino, T. 2015, ApJ submitted
- Ishimaru, Y., Wanajo, S., Aoki, W., & Ryan, S. G. 2004, ApJL, 600, L47
- Ishimaru, Y., Wanajo, S., & Prantzos, N. 2015, ApJL, 804, L35
- Katz, N. 1992, ApJ, 391, 502
- Kirby, E. N., Guhathakurta, P., Simon, J. D., et al. 2010, ApJS, 191, 352
- Lorimer, D. R. 2008, LRR, 11, 8
- Lucy, L. B. 1977, AJ, 82, 1013
- Okamoto, T., Nemmen, R. S., & 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
- Suda, T., Katsuta, Y., Yamada, S., et al. 2008, PASJ, 60, 1159
- Suda, T., Hidaka, J., Ishigaki, M., et al. 2014, Mem. Soc. Astron. It., 85, 600
- van de Voort, F., Quataert, E., Hopkins, P. F., Kereš, D., & Faucher-Giguère, C.-A. 2015, MNRAS, 447, 140
- Wanajo, S., Janka, H.-T., & Müller, B. 2011, ApJL, 726, L15
- Wanajo, S., Sekiguchi, Y., Nishimura, N., et al. 2014, ApJL, 789, L39