

# 銀河の化学力学進化から探る $r$ プロセス起源天体



平居 悠

〈東京大学大学院理学系研究科 国立天文台理論研究部 日本学術振興会特別研究員  
〒181-8588 東京都三鷹市大沢2-21-1〉  
e-mail: yutaka.hirai@nao.ac.jp

金，銀，プラチナといった鉄より重い元素の多くは $r$ プロセスで合成されることが知られている。しかし，それがどのような天体で起こっているかはいまだ謎である。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指摘されている。一方，すばる望遠鏡をはじめとする高分散分光観測からは，銀河系中の重元素量の低い星では， $r$ プロセス元素量に大きなばらつきがあることが示されている。こうした分布は， $r$ プロセスの起源天体，銀河の進化史を反映しており，銀河の進化を計算し，観測と比較することにより， $r$ プロセス起源天体を制限することができる。筆者らは，高分解能な銀河の化学力学進化計算を行い，連星中性子星合体で $r$ プロセス元素を放出した場合，銀河系ハローや矮小銀河の低い重元素量の星における $r$ プロセス元素の観測値を矛盾なく説明できることを示した。連星中性子星合体は，重力波対応天体としても注目されている。今後，化学力学進化計算・光赤外線観測・重力波観測から，銀河の進化や元素の起源に迫ることができるだろう。

## 1. はじめに

元素に関する研究が近年大きく注目されている。2015年9月には重力波が遂に初検出された<sup>1)</sup>。重力波観測は，実は元素の起源の解明には欠かせない<sup>2),3)</sup>。今回検出されたのは連星ブラックホールの合体だったが，重力波観測では，本稿の主役である連星中性子星合体も検出可能である。連星中性子星合体は， $r$ プロセス元素の起源天体候補だが，頻度の見積もりには3桁程度の不定性がある<sup>4)</sup>。重力波観測が進めば，連星中性子星合体の頻度を決定することができ，今後元素の起源の解明に大きく貢献することが期待されている<sup>2),3)</sup>。

113番目の元素<sup>5)</sup>の命名権が日本の研究グループに与えられたことも記憶に新しい。こうした超重元素は理論的に存在することが予言されている

が，非常に不安定で，合成することが困難である。実験的に存在を確かめ，性質を明らかにすることで，私たちの元素に対する理解の深化につながる。

さらに，2017年には，元素の起源に関する記念碑的論文<sup>6),7)</sup>が出版されてから60年となる。これらの論文では，水素から鉄より重い元素に至るまでの元素の起源について体系的にまとめられている。本稿の主題である $r$ プロセスに関してもすでに言及されている。それにもかかわらず，60年経った今でも $r$ プロセスがどこで起こるのかわ明らかになっていないのである。

天文月報では，2014年1月号，2月号で「 $r$ プロセス特集」が組まれた<sup>3),8)-12)</sup>。それ以来， $r$ プロセスに関する研究は目覚ましく進展している。本稿では，筆者らが行った銀河の化学力学進化の

研究<sup>13), 14)</sup>を中心に、 $r$ プロセスに関する研究の最近の進展について解説する。

## 2. $r$ プロセス

### 2.1 鉄より重い元素の起源

私たちの身の回りには多くの元素が存在している。それぞれの元素がどれ位の量存在するかは、各元素がどこでどの程度合成され、どのように銀河内にばらまかれたかと深く関係している。すなわち、元素の起源を明らかにすることで、宇宙の進化史に対する理解を深めることができる。水素、ヘリウムとリチウムの一部は、宇宙誕生直後のビッグバンにより合成される。そのほか鉄より軽い元素の多くは、恒星内部や超新星爆発により合成される<sup>2), 15)</sup>。宇宙線による核破砕で合成される元素も一部存在する。

では、鉄より重い元素はどのように合成されるのだろうか。鉄原子核は最も安定であるため、鉄より重い元素を合成するのは難しい。鉄の原子核はプラスの電荷を帯びているため、原子核を成長させるためには電荷のない中性子を捕獲させる必要がある。鉄に捕獲された中性子は放射性崩壊により陽子に変わり、より重い元素が誕生する。中性子捕獲の時間スケールが放射性崩壊の時間ス

ケールに比べて短い場合の元素合成過程のことを「速い中性子捕獲過程 ( $r$ プロセス)」という。一方、中性子捕獲の時間スケールが放射性崩壊の時間スケールより長い場合を「遅い中性子捕獲過程 ( $s$ プロセス)」という。金、銀、プラチナ、ユーロピウム、イリジウム、トリウムやウランといった鉄より重い元素の多くが $r$ プロセスにより合成される。

### 2.2 $r$ プロセス元素の観測

前節で述べたように、私たちに身近な元素の多くが $r$ プロセスで合成される。ところが、 $r$ プロセスがどのような天体で起こるのかいまだに明らかになっていない。 $r$ プロセス起源天体を明らかにする手掛かりは、銀河系やその周辺の矮小銀河の $r$ プロセス元素組成にある<sup>10), 11)</sup>。

図1は、銀河系の $r$ プロセス元素組成比を表す。図1(a)の縦軸は、 $r$ プロセス元素で観測データの豊富なユーロピウム (Eu) と鉄 (Fe) の比を取っている。横軸は、鉄と水素 (H) の比であり、 $[Fe/H]$  は、星がもつ鉄の量と太陽がもつ鉄の量の比を取って対数にしたものである。本稿では、これを重元素量と呼ぶことにする。 $[Fe/H]=0$ とは、その星に存在する鉄の量が太陽と同じであることを表し、 $[Fe/H]=-3$ とは、その星に鉄が太

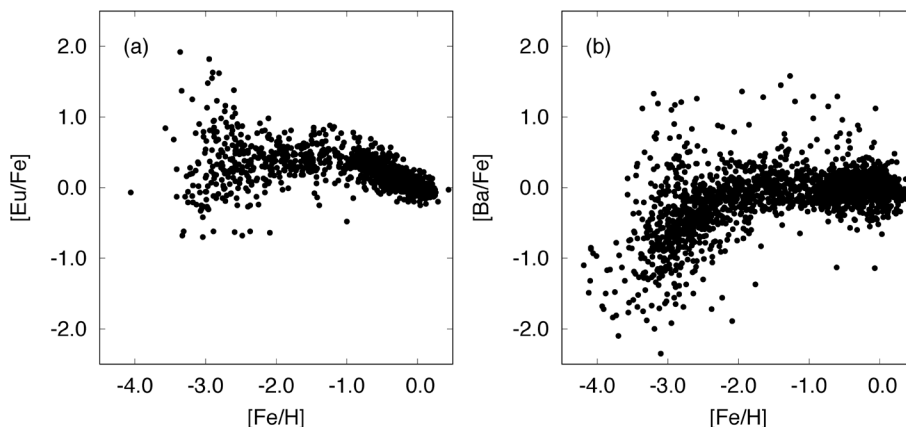


図1 (a)  $[Eu/Fe]$  と  $[Fe/H]$  の関係. (b)  $[Ba/Fe]$  と  $[Fe/H]$  の関係. データはSAGA データベース<sup>16), 17)</sup> から取得した。

陽の千分の一しか存在しないことを意味する。鉄は超新星爆発により宇宙空間に放出される。星間物質や恒星におけるその割合は、宇宙の進化とともにしだいに増加していく。したがって、重元素量の低い星ほど古い星であるといえる。図1(a)を見ると、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ 程度の重元素量が非常に低い星で、ユーロピウムの組成比に大きなばらつきがあることがわかる。図1(b)に示したように、観測がより豊富にあるバリウム (Ba)<sup>\*1</sup>を見ると、 $r$ プロセス元素組成比のばらつきは3桁以上の範囲にわたって存在していることがわかる。この観測結果は、重元素量がまだ高くなる前の銀河進化初期に、限られた天体で $r$ プロセスが起こっていたことを示している<sup>10)</sup>。

### 2.3 $r$ プロセス起源天体

2.1節で述べたように、 $r$ プロセスを起こすためには中性子が多く存在する環境が必要である。このような環境を実現する天体として有力なのが重力崩壊型超新星爆発と連星中性子星合体である<sup>8)</sup>。

#### 2.3.1 重力崩壊型超新星爆発

重力崩壊型超新星爆発は、最近まで有力な $r$ プロセス起源天体であると考えられてきた。質量が太陽の10倍程度の大質量星では、進化の最終段階で自身の重力を支えきれなくなり、星の中心へ落ちてきた物質が中心部に形成された原始中性子星で跳ね返ることにより、爆発すると考えられていた。この際大量の中性子が放出され、 $r$ プロセスが起こるといふシナリオである<sup>18)-20)</sup>。

重力崩壊型超新星爆発が $r$ プロセス起源天体とするシナリオは、銀河の元素組成の進化（化学進化）計算からも支持されていた。これまでの銀河の化学進化計算から、太陽質量の10倍程度の星による重力崩壊型超新星爆発で $r$ プロセス元素が放出された場合、 $r$ プロセス元素の観測値を説明できることが示されている<sup>21)-23)</sup>。

ところが、最近の超新星爆発のシミュレーションでは、原始中性子星で物質が跳ね返ることによる衝撃波が星の表面まで伝わるのは難しいことが指摘されている。超新星爆発の爆発メカニズムはいまだに完全には理解されていないが、ニュートリノによる加熱で衝撃波を復活させて爆発させるというシナリオが一般的である<sup>24)</sup>。このとき、ニュートリノにより、中性子の一部が陽子に変わってしまい、中性子の割合が $r$ プロセスを起こすのに十分ではなくなってしまう。太陽の質量の2.2倍以上の非常に重い中性子星が形成される<sup>25)</sup>場合か、極めて強い磁場でジェット状の爆発をする場合<sup>9)</sup>であれば $r$ プロセスが起きる可能性があるが、こうした天体が実際に存在するのかが謎である。

#### 2.3.2 連星中性子星合体

連星中性子星合体とは、中性子星が連星系を成している場合、重力波を放出しながら角運動量を失い、最終的に合体する現象である。銀河系内には複数の連星中性子星があり、これらの公転周期が減少していることから、連星中性子星合体が存在することが間接的に確認されている<sup>26)</sup>。また、ショートガンマ線バーストと呼ばれる、ガンマ線が2秒以下の短い時間突発的に発生する現象も連星中性子星合体が起源であると考えられている<sup>27)</sup>。重力波観測が本格的に始まった2016年3月現在、連星中性子星合体の直接観測も期待されている。

連星中性子星合体は、元素合成計算からは有力な $r$ プロセス起源天体であると考えられている<sup>28)</sup>。連星中性子星合体では、中性子の割合が非常に高いため、超新星爆発のように中性子の割合が低くなり、 $r$ プロセスが起こらなくなるということはない。最近の元素合成計算では、連星中性子星合体によって太陽系の $r$ プロセス元素組成を再現で

\*1 バリウムは $s$ プロセスと $r$ プロセスの両方で合成されるが、 $s$ プロセスは寿命が10億年程度以上の中小質量星で起こるため、 $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -3$ では、ほぼ $r$ プロセスで合成されたと考えてよい。

きることが示唆されている<sup>28)</sup>。2013年には、ショートガンマ線バーストに付随し、連星中性子星合体の際に放出される $r$ プロセス元素の放射性崩壊によると考えられる発光現象も観測された<sup>29)</sup>。さらに、太陽系初期物質と海底堆積物の $r$ プロセス由来のプルトニウム244の解析も、 $r$ プロセス元素が連星中性子星のような、低い頻度で一度に多くの $r$ プロセス元素を放出するシナリオを支持している<sup>30)</sup>。

ところが、Argastらは、力学進化を考慮しない銀河の化学進化モデルを用いて $r$ プロセス元素の進化を計算すると、連星中性子星合体では図1のような観測値を説明できないと指摘した<sup>22)</sup>。これは、連星中性子星の合体までに1億年程度要することと、低い頻度のためである。まず、合体時間の影響を、簡略化した化学進化モデルで見てみよう。図2は、Argastらのモデルと同程度の星形成効率を仮定して銀河の化学進化計算を行った結果である。ただし、彼らのモデルは銀河中での元素の不均一性も扱えるモデルであったが、ここでは簡単のため、超新星爆発や連星中性子星合体で

放出された元素は一瞬で銀河全体に混ざると仮定している。このようなモデルでは、合体時間に比例して、初めて $r$ プロセス元素が現れるときの重元素量が増えていく。図2から、連星中性子星の合体に1億年程度要すると、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -3$ 程度の星に見られる $r$ プロセス元素組成比を説明できないことがわかる。合体時間1,000万年程度の短い時間で合体する連星中性子星が存在すれば、低金属量の星の $r$ プロセス元素組成を説明できると指摘する研究もある<sup>31)</sup>。しかし、連星進化計算からは、このような短い合体時間で合体する連星中性子星を作るのは難しく、あったとしても全体の数%程度であると見積もられている<sup>32)</sup>。

連星中性子星合体の頻度の問題はどのようなものであろうか。連星中性子星合体の頻度は、銀河系内で観測された連星中性子星から、銀河系で1万年に1回から100万年に1回程度であると見積もられている<sup>4)</sup>。連星中性子星合体が主要な $r$ プロセス元素の起源天体と仮定すると、銀河系に存在する $r$ プロセス元素の総量を説明するためには、1回の連星中性子星合体で多くの $r$ プロセス元素を放出していることになる。この場合、Argastらのように、超新星爆発や連星中性子星合体の近傍のガスのみで重元素が混ざるモデルでは、観測では見られない極端に高い $r$ プロセス元素組成が現れてしまう。この問題は銀河内で $r$ プロセス元素がどのように混ざるのかと関連していることが指摘されている<sup>33)</sup>。図3は、Argastらと同様に、重元素の混合を超新星爆発の周りのみにして計算した結果である。図3より、観測では見られない、 $[\text{Eu}/\text{Fe}] > 2$ の極端に高い $r$ プロセス元素組成をもつ星が多数生成されていることがわかる。

しかし、これまでの計算では、銀河の力学進化や形成過程は考慮されていない。銀河の化学進化は、銀河の形成過程、力学進化と深く関連しており、こうした形成過程、力学進化を考慮した計算を行う必要がある。

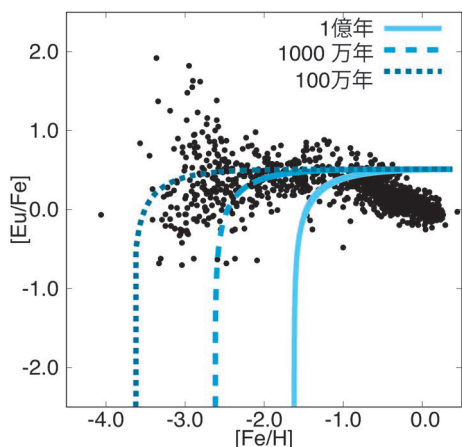


図2 連星中性子星合体の合体時間の問題。物質は銀河内で一様に混ざると仮定した。実線、破線、点線はそれぞれ合体時間1億年、合体時間1,000万年、合体時間100万年の場合。黒点は観測値 (SAGA データベース<sup>16)</sup>)。

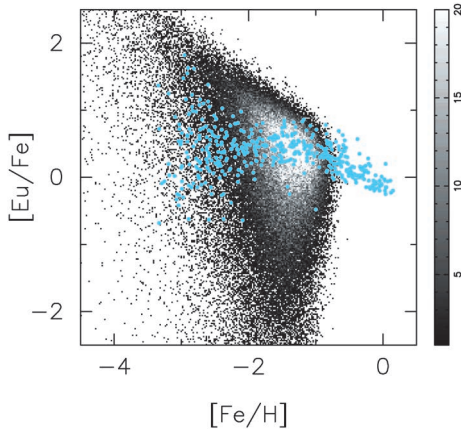


図3 物質混合の問題. 濃淡は本計算で生成された星の数<sup>13)</sup>. 青点は観測値<sup>16)</sup>. 合体時間は1億年, 頻度は超新星爆発の0.5%と仮定した.

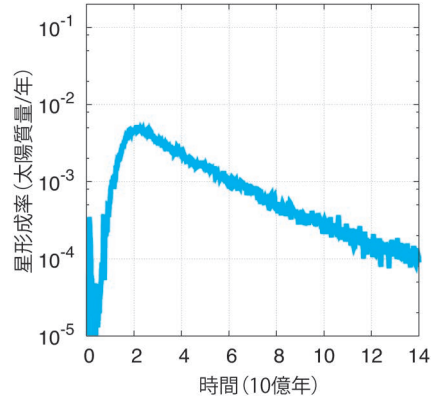


図4 矮小銀河モデルの星形成史<sup>13)</sup>. 縦軸は1年あたりに生まれる星の質量. 単位は太陽質量/年. 横軸は計算開始からの時間. 単位は10億年.

### 3. 銀河形成と化学力学進化

標準的な階層的構造形成モデルによると, 宇宙初期に存在した密度ムラのうち, 密度の高い領域が自己重力で収縮することにより, ハローが形成する. 銀河系ハローは, 小さいハローの合体集合により成長したと考えられている. 矮小銀河と銀河系の構成要素は異なる可能性があり, 直接比較することはできないが, 現在観測されている矮小銀河は重元素量が低いことから, 重元素量の低い銀河系ハロー星は, ハローが大きく成長する前の小さいハローで形成された可能性がある.

最近では, 階層的構造形成を考慮した化学進化モデルから  $r$  プロセス元素の起源を議論する試みが行われつつあり, 質量の小さいハローの中にある銀河ほど星形成効率が低くなっていけば, 長い合体時間の連星中性子星合体でも観測値を再現できる可能性が示唆されている<sup>12), 34)</sup>. しかし, 本当に小さいハロー内の銀河で星形成効率が低くなっており, 極端に短い合体時間を仮定しなくても連星中性子星合体で  $r$  プロセス元素組成比を再現できるのかは明らかではない. 銀河のどこでどれ位星が生まれ, 元素がどのように星間ガスに混ざっていくのかは, 銀河の化学進化と力学進化を同時

に計算する化学力学進化計算を行うことで初めて扱うことができる.

銀河の化学力学進化計算では, 銀河の中で星が生まれ, 死に, 元素をまきちらす過程をすべてコンピュータの中に再現する<sup>35)</sup>. ダークマターや星同士の重力相互作用は,  $N$  体計算を行い, ツリー法<sup>36)</sup> という方法で高速化する. ガスは流体として扱い, 低温高密度で粒子が集まってきている場合に星が形成されるとしている. 太陽の10倍より重い星は, 超新星爆発を起こし, エネルギーと元素を周囲のガスに放出する.

こうした方法を用いると, 非常に計算量が多くなる. 宇宙論的な初期条件から始めて銀河系やその周囲の矮小銀河を分解し, かつその中で元素が混ざる過程を計算するのは, 現在のスーパーコンピュータをもってしても難しい. そこで本研究では, ダークマターとガスの密度プロファイルを仮定し, 孤立した矮小銀河モデルの化学力学進化を重力・流体計算コード, ASURA<sup>37), 38)</sup> を用いて計算した. これにより, これまでより高い分解能で計算することが可能になり, 高分解能な計算で, 連星中性子星合体が  $r$  プロセスの主要な起源天体となりうるのか議論することができる.

図4は, 矮小銀河モデルの星形成史を示す. 銀

河の全質量は、 $10^9$ 太陽質量である。縦軸は銀河内で1年あたりに生まれる星の質量を表し、横軸はシミュレーションを開始してからの時間を表す。図4より、 $10^{-3}$ 太陽質量/年程度である。このような小さい銀河では、超新星爆発による加熱効果が効率良く効くため、星形成率が低く抑えられている。

#### 4. 連星中性子星合体による $r$ プロセス元素分布

##### 4.1 合体時間の問題

前章で示した銀河内で連星中性子星合体が起こった場合、どのような  $r$  プロセス元素分布が得られるだろうか。本研究では、連星中性子星合体は重力崩壊型超新星爆発の頻度の0.5%程度で起こるとし、合体時間は1億年とした。連星中性子星合体の頻度や合体時間には不確定な要素が多いが、これらの値は現在典型的であると考えられている値である<sup>4), 32)</sup>。図5に、連星中性子星合体を  $r$  プロセス起源天体と仮定し、銀河の化学力学進化計算を行った結果を示す。図5を見ると、合体時間1億年という長い合体時間を仮定しているにもかかわらず、観測で見られる、 $[\text{Fe}/\text{H}] \lesssim -3$

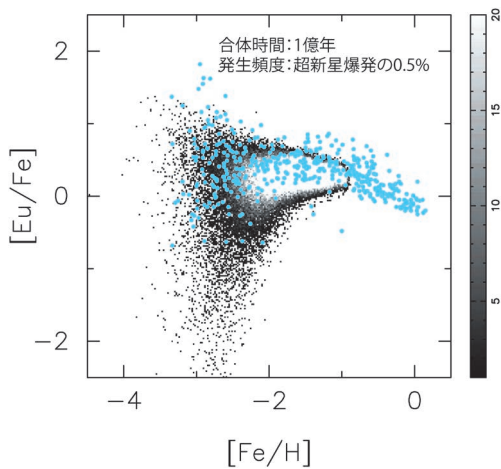


図5  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  と  $[\text{Fe}/\text{H}]$  の関係。連星中性子星合体の合体時間が1億年の場合。濃淡は本計算で生成された星の数<sup>13)</sup>。青点は観測値<sup>16)</sup>。

での  $r$  プロセス元素のばらつきを説明できている。

典型的な合体時間が1億年より短い場合や長い場合はどうなるであろうか。図6は、連星中性子星合体の合体時間を1,000万年と5億年と仮定した場合の結果である。合体時間1,000万年の場合は、1億年の場合と同様、観測値を再現している。一方、合体時間5億年になると、 $[\text{Eu}/\text{Fe}] < 0$  の星が  $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2$  付近まで存在し、合体時間の影響が現れている。

この振る舞いは、銀河内での重元素量の進化を見ることで理解できる。図7は、銀河で星形成が始まってからの重元素量の進化を示している。図7を見ると、最初の3億年程度は、重元素量がほとんど進化していないということがわかる。この

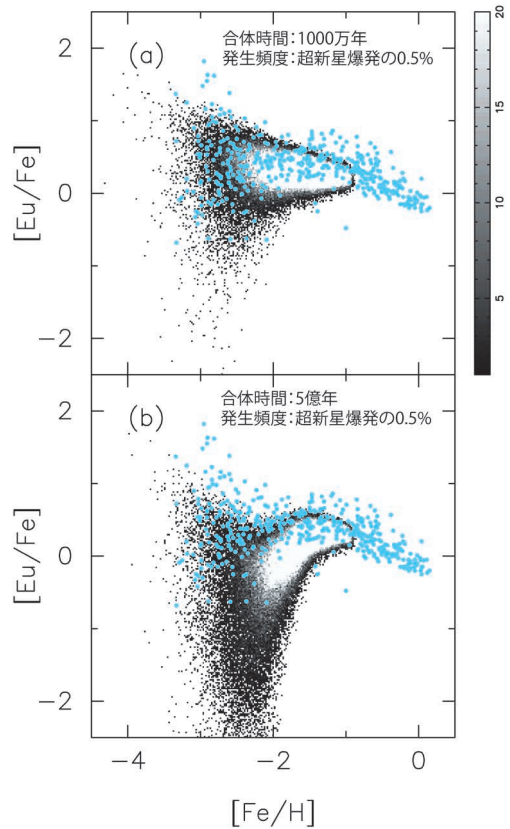


図6  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  と  $[\text{Fe}/\text{H}]$  の関係<sup>13)</sup>。(a) 連星中性子星合体の合体時間が1,000万年の場合。(b) 合体時間が5億年の場合。

時期は、銀河の星形成率が低く、重元素の空間分布が不均一になっている。そのため、この時期の星の重元素量は、個々の超新星爆発の元素合成量と超新星爆発からの距離のみで決まることになる。一方、3億年以降は、時間が進むに従って重元素量が増加している。この時期は、銀河内で重元素が十分に混ざり、星の重元素量は、超新星爆発の個数によって決まるようになる。このように

化学進化がゆっくりと進むのは、矮小銀河では、星形成率が超新星爆発の加熱効果により、低く抑えられているためである(図4)。Argastらは、力学進化を考慮しないモデルで、高い星形成効率を仮定していた<sup>22)</sup>。そのため、彼らのモデルでは、初期の化学進化が早すぎた可能性がある。

4.2 頻度の問題

2.3.2節で指摘したように、連星中性子星合体の頻度が低すぎるため、観測値に比べて極端に高いrプロセス元素分布が出てしまう問題もある。この問題は、銀河中で重元素がどのように混ざるかに関連している。Argastらの計算では、元素は超新星爆発や連星中性子星合体で放出された瞬間に、その近傍のガスとだけ混ざると仮定していた<sup>22)</sup>。しかし実際は、星形成領域での乱流や、銀河の差動回転などによっても元素は周囲のガスと混ざっていく。本研究では、星形成領域の重元素はすべて混ざり、一様になると仮定している。シミュレーションでは典型的に100 pc程度である。鋭い読者は図5で、観測に比べて極端に高いrプロセス元素組成が出ていないことに気づいただろう。では、Argastらのように、超新星残骸以

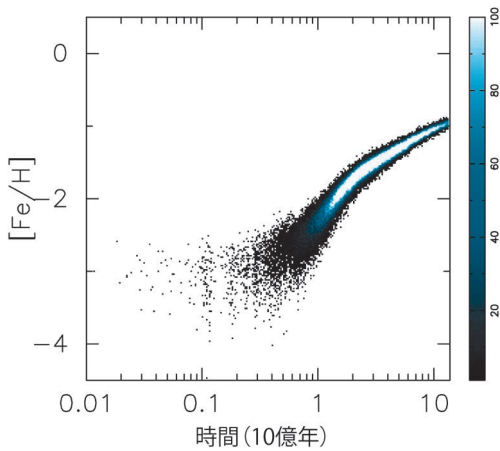


図7 [Fe/H] の時間進化<sup>13)</sup>。濃淡は本計算で生成された星の数。

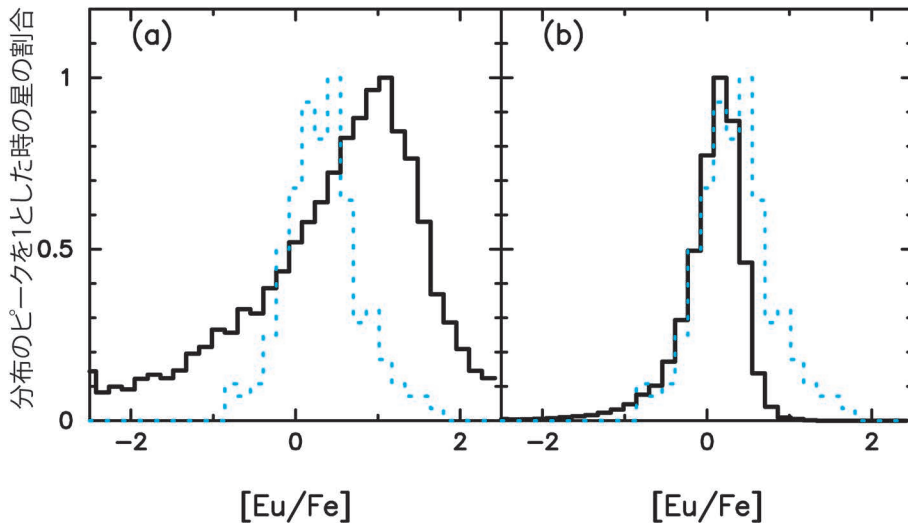


図8 [Fe/H] < -2の星の [Eu/Fe] 分布<sup>13)</sup>。(a) 重元素の混合を考慮しない場合。(b) 重元素の混合を考慮した場合。実線は計算値、破線は観測値<sup>16)</sup>。

外では元素が混ざらないと仮定した場合の  $r$  プロセス元素分布はどのようになるのであろうか。

図8は、重元素の混合を考慮した場合と重元素の混合を考慮しない場合の  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  分布を比較したものである。図8(a), (b) はそれぞれ図3, 図5の結果に対応する。図8(a) に示したように重元素の混合を考慮しないと,  $[\text{Eu}/\text{Fe}] > 2$  の極端に高い  $r$  プロセス元素組成をもつ星が多く生成されていることがわかる。銀河内での重元素の混合は未解明な点が多いが, 超新星残骸での重元素の混合以外に元素が混ざる過程が必要であるといえる。

連星中性子星合体の頻度が異なる場合はどうで

あろうか。図9(a), (b) はそれぞれ連星中性子星合体の頻度が超新星爆発の頻度の5%, 0.05%程度である場合を示す。図9から, 連星中性子星合体の頻度が大きいほど  $r$  プロセス元素分布のばらつきが小さくなることがわかる。ユーロピウムの観測例が少ないため, ここからモデルの制限をすることはできないが, 頻度の不定性を考慮しても, 連星中性子星合体による  $r$  プロセス元素分布が観測値と大きく異なってしまふことはなさそうである。これらの結果は, 銀河系ハローが本研究で仮定したような小さいハローの集積により形成されたならば, 連星中性子星合体が  $r$  プロセス元素の主要な起源天体となりうることを示唆している。

### 5. まとめと今後の展望

本稿では, 銀河の化学力学進化シミュレーションから,  $r$  プロセス元素起源天体について議論した。本研究により, 連星中性子星合体で, 重元素量の低い星が  $r$  プロセス元素をもつことと, その  $r$  プロセス元素量のばらつきを再現できることが示唆された。連星中性子星合体が  $r$  プロセスの主要な起源天体であるならば, 銀河系ハローに見られる重元素量の低い星は, 星形成率の低い小さいハローで生まれ, 後に銀河系ハローに降着した可能性がある。

今回の研究では, 高分解能な計算を行うため孤立した矮小銀河の計算を行った。そのため, 銀河同士の相互作用を扱うことはできない。銀河系やその周辺の矮小銀河の進化をより現実的に扱うためには, 宇宙論的な初期条件から計算を行うことが必要である。最近では, 広い範囲で低分解能な計算を行った領域から, 興味のある領域のみを切り出して高分解能な計算を行うことが可能になってきている。これにより, 連星中性子星合体が本当に  $r$  プロセスの起源天体になりうるのか, そして,  $r$  プロセス元素をもつ超金属欠乏星がどこで生まれたのかを明らかにすることができるようになる。

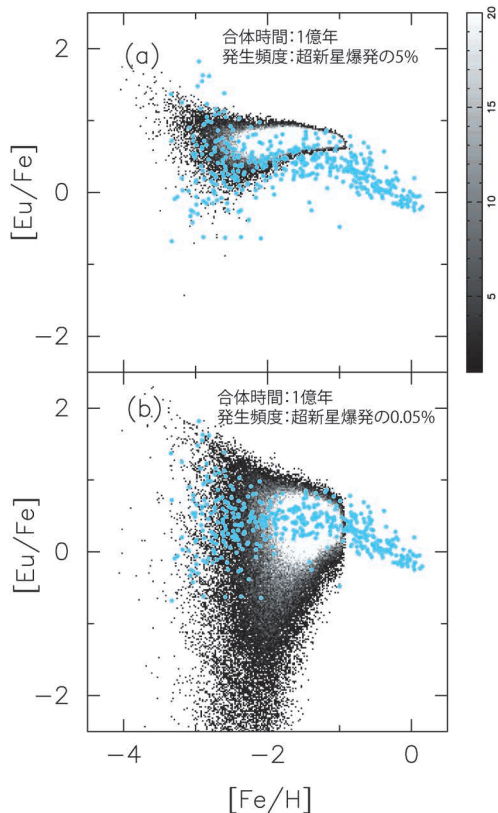


図9  $[\text{Eu}/\text{Fe}]$  と  $[\text{Fe}/\text{H}]$  の関係<sup>13)</sup>。(a) 連星中性子星合体の頻度が超新星爆発の頻度の5%の場合。(b) 連星中性子星合体の頻度が超新星爆発の頻度の0.05%の場合。



すばる望遠鏡やTMTによる金属欠乏星の高分散分光観測も欠かせない。特に、銀河系周辺に存在する個々の矮小銀河内で $r$ プロセス元素組成比にばらつきがあるかどうか、個々の矮小銀河で、最も高い $r$ プロセス元素量に違いがあるのかを明らかにすることが必要である。このような観測と銀河の化学力学進化計算を比較することにより、銀河内での重元素の混合過程や、現在観測されている矮小銀河と銀河系ハローの構成要素の関係を明らかにすることができる。

さらに、連星中性子星合体が $r$ プロセスの主要な起源天体であるかを明らかにするためには、重力波の観測により、連星中性子星合体の頻度を決定する必要もある。連星中性子星合体は合体時に重力波を発生するはずであり、この重力波を重力波望遠鏡のKAGRA, Advanced LIGO, Advanced Virgoで検出できると予想されている。これらの重力波望遠鏡がフル稼働した際には、年間10回以上の検出が期待でき、銀河あたりに起こる頻度に関して制限をつけることができる。銀河の化学力学進化計算、すばる望遠鏡、TMTによる高分散分光観測、KAGRAによる重力波観測により、元素の起源、銀河の形成進化史の解明に迫る新たな時代がいよいよ始まった。

## 謝 辞

本稿は、筆者らが発表した投稿論文<sup>13)</sup> および修士論文<sup>14)</sup>の一部に基づいています。梶野敏貴氏、石丸友里氏、斎藤貴之氏、藤井通子氏、日高潤氏、田中雅臣氏、須田拓馬氏、福士比奈子氏、平松正顕氏、国立天文台理論研究部の皆様に感謝いたします。本研究は日本学術振興会より助成を受けたものです。本研究の計算は、国立天文台天文シミュレーションプロジェクトのスーパーコンピュータ、Cray XC30を用いて行いました。

## 参考文献

- 1) Abbott B. P., et al., 2016, PRL 116, 061102
- 2) 田中雅臣, 2015, 星が「死ぬ」とはどういうことか (ベレ出版)
- 3) 田中雅臣, 2014, 天文月報107, 19
- 4) Abadie J., et al., 2010, Classical and Quantum Gravity 27, 173001
- 5) Morita K., et al., 2012, Journal of the Physical Society of Japan 81, 103201
- 6) Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F., 1957, Reviews of Modern Physics 29, 547
- 7) Cameron A. G. W., 1957, Chalk River Report, CRL-41
- 8) 和南城伸也, 2014, 天文月報107, 7
- 9) 西村信哉, 滝脇知也, 2014, 天文月報107, 26
- 10) 青木和光, 2014, 天文月報107, 76
- 11) 本田敏志, 2014, 天文月報107, 88
- 12) 石丸友里, 2014, 天文月報107, 96
- 13) Hirai Y., Ishimaru Y., Saitoh T. R., Fujii M. S., Hidaka J., Kajino T., 2015, ApJ 814, 41
- 14) 平居悠, 2015, 修士論文 (東京大学)
- 15) 野本憲一編, 2007, 元素はいかにつくられたか—超新星爆発と宇宙の化学進化 (岩波書店)
- 16) Suda T., Katsuta Y., Yamada S., Suwa T., Ishizuka C., Komiya Y., Sorai K., Aikawa M., Fujimoto M. Y., 2008, PASJ 60, 1159
- 17) 須田拓馬, 2015, 天文月報108, 577
- 18) Hillebrandt W., Nomoto K., Wolff R. G., 1984, A&A 133, 175
- 19) Sumiyoshi K., Terasawa M., Mathews G. J., Kajino T., Yamada S., Suzuki H., 2001, ApJ 562, 880
- 20) Wanajo S., Tamamura M., Itoh N., Nomoto K., Ishimaru Y., Beers T. C., Nozawa S., 2003, ApJ 593, 968
- 21) Ishimaru Y., Wanajo S., Aoki W., Ryan S. G., 2004, ApJ 600, L47
- 22) Argast D., Samland M., Thielemann F.-K., Qian Y.-Z., 2004, A&A 416, 997
- 23) Komiya Y., Yamada S., Suda T., Fujimoto M. Y., 2014, ApJ 783, 132
- 24) 滝脇知也, 固武慶, 2015, 日本物理学会誌70, 170
- 25) Wanajo S., 2013, ApJ 770, L22
- 26) Lorimer D. R., 2008, Living Reviews in Relativity 11, 8
- 27) Berger E., 2014, ARA&A 52, 43
- 28) Wanajo S., Sekiguchi Y., Nishimura N., Kiuchi K., Kyutoku K., Shibata M., 2014, ApJ 789, L39
- 29) Tanvir N. R., Levan A. J., Fruchter A. S., Hjorth J., Hounsell R. A., Wiersema K., Tunnicliffe R. L., 2013, Nature 500, 547
- 30) Hotokezaka K., Piran T., Paul M., 2015, Nature Physics 11, 1042
- 31) Matteucci F., Romano D., Arcones A., Korobkin O., Rosswog S., 2014, MNRAS 438, 2177
- 32) Dominik M., Belczynski K., Fryer C., Holz D. E., Bertti E., Bulik T., Mandel I., O'Shaughnessy R., 2012, ApJ

759, 52

- 33) Tsujimoto T., Shigeyama T., 2014, A&A 565, L5
- 34) Ishimaru Y., Wanajo S., Prantzos N., 2015, ApJ 804, L35
- 35) 小林千晶, 2008, 天文月報101, 115
- 36) Barnes J., Hut P., 1986, Nature 324, 446
- 37) Saitoh T. R., Daisaka H., Kokubo E., Makino J., Okamoto T., Tomisaka K., Wada K., Yoshida N., 2008, PASJ 60, 667
- 38) Saitoh T. R., Daisaka H., Kokubo E., Makino J., Okamoto T., Tomisaka K., Wada K., Yoshida N., 2009, PASJ 61, 481

**Origin of *r*-Process Elements in Galactic Chemo-Dynamical Evolution Model**

**Yutaka HIRAI**

*The University of Tokyo, National Astronomical Observatory of Japan, JSPS Research Fellow, 2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

Abstract: Elements heavier than iron are mainly synthesized by *r*-process. However, origin of *r*-process elements has not yet been identified. Neutron star mergers are one of the most promising astrophysical sites of *r*-process elements. We show that neutron star mergers can reproduce the observed star-to-star scatterers of extremely metal-poor stars using a series of simulations of galactic chemo-dynamical evolution. Our understanding of the origin of *r*-process elements will be improved through simulations of galactic chemo-dynamical evolution, astronomical high-dispersion observations, and gravitational wave observations.