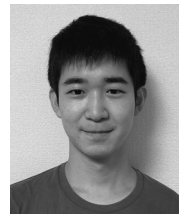


超低光度矮小銀河の元素組成から探る 中性子捕獲元素の起源



垂水 勇太

〈東京大学理学系研究科物理学専攻 〒113-8654 東京都文京区本郷 7-3-1〉

e-mail: yuta.tarumi@phys.s.u-tokyo.ac.jp

超低光度矮小銀河 (UFD) は、局所銀河群に所属する小さな衛星銀河である。小さな星質量と短い星形成史は天の川銀河と対極にあり、したがって相補的な研究を行うことができる。筆者は数値シミュレーションを用いてこのUFDの形成を計算し、中性子捕獲元素の化学進化を調べた。結果として、r過程は中性子星連星合体などのr過程元素を多量に生成する天体で説明できることがわかった。一方s過程は、標準的な漸近分枝星の寄与のみでは十分でなく、高速回転星などs過程元素を多量に作る起源が必要であることがわかった。本稿ではその結果を紹介する。

1. はじめに：元素と星・銀河考古学

宇宙には100種近い元素が存在する。水素とヘリウムはビッグバンで、炭素から鉄周辺までは大質量星内部や超新星爆発時に合成されると考えられている。それより重い元素は、中性子捕獲過程という特殊な過程で合成されたと考えられている。宇宙核物理学の目標は、いつ、どの天体が、どのくらいこれらの原子核を合成したのか、という疑問にできるだけ具体的に答えることである。

元素は宇宙の歴史を紐解くうえで重要な役割を果たす。(i) 星や星間物質の分光観測でその存在量を測定できること、(ii) 一度できた元素はそう簡単に壊れないこと、また (iii) 形成可能な場所が限られていて、起源を比較的特定しやすいことが理由としてあげられる(むろんこれらに限らない)。これらの理由から、星や銀河を「化石」とみなして考古学のように昔の状態を調べる「星考古学」・「銀河考古学」という研究がある。実際にあげた元素の特徴は、地上の化石に残る生物の骨などのそれとよく類似している。(i') 掘り

出しさえすれば骨があるのはわかる、(ii') 骨はそう簡単に風化されない、(iii') 骨は特徴的な形をしていて、もとの生物をある程度推測できる、というように。

本稿でご紹介するのは、超低光度矮小銀河 (ultra-faint dwarf galaxies, 以下UFD) での中性子捕獲過程元素合成のモデリングである。なぜ我々の住む天の川銀河 (Milky-Way, 以下MW) でなく、わざわざUFDの成長史を調べるのか？それは、MWなどの大きな銀河を調べるだけでは得られない示唆が得られるためである。本稿では、UFDの成長史および元素合成の歴史について、UFDの元素組成からわかることをご紹介します。なお、UFDよりも大きな矮小銀河の中性子捕獲元素については2016年7月号の平居悠氏の月報記事に詳しいので、そちらも参照されたい [1]。

2. UFDの形成と中性子捕獲元素

2.1 UFDの形成

宇宙には大小さまざまな銀河がある。今回我々

*1 アンドロメダ銀河、(我々の住む) 天の川銀河、さんかく座銀河などを含む近傍の銀河群。

が興味のあるUFDは、局所銀河群^{*1}に所属する小さな銀河である。多くは^{*2}我々の住むMWの衛星銀河^{*3}であり、光度が 10^5 太陽光度以下のものをUFDと呼ぶのが一般的である。

UFDの特徴として、星形成の期間が短かったことがあげられる。ダークマターハローがそれほど大きくなく、星のもととなる始原ガスが低温であった頃にはガスを保持できるが、宇宙再電離の際にガスが加熱されると、ガスが「蒸発」してしまい、星形成が止まってしまう。実際UFDの星々は年齢が古い(10 Gyr以上)ことが色等級図より知られている[3]。そのためUFDの星は宇宙再電離以前に形成されたものと考えられる。つまり、UFDの元素合成史は約1 Gyr以下の短い時間の結果であることが示唆される。

2.2 中性子捕獲元素の起源

中性子捕獲過程は、原子番号がおおよそ30番以上の重元素の合成過程である。中性子捕獲反応がβ崩壊より速く起きるものをr (rapid) 過程、遅く起きるものをs (slow) 過程と呼ぶ[4]。r過程とs過程では合成される元素組成のパターンが異なり、例えばユウロピウム (Eu) はほぼr過程でのみ合成されるのに対し、バリウム (Ba) やストロンチウム (Sr) の合成にはs過程の寄与が重要である。

これらの元素合成過程を起こす天体は何だろうか？ まずs過程は中小質量星のヘリウム殻燃焼段階である漸近巨星分枝 (以下AGB) 星が主要な天体であることがわかっている。半減期の短いテクネチウム (Tc) がAGB星で観測されたこと[5]、および星の水素外層と ^{12}C を含むヘリウム燃焼層の間の混合を仮定し、AGB星でs過程を起こすメカニズムを再現できたためである[6]。

それに対し、r過程の証拠は長らく見つからなかった。もともとr過程元素の起源は超新星爆発であると考えられていたが、観測的証拠は存在しなかった。ところが2017年、中性子星連星合体 (neutron-star merger, 以下NSM) が重力波で観測された。そこでガンマ線から赤外線までの多波長同時観測が行われた。ニッケルの崩壊と鉄のオパシティでは説明できないほど緩やかに減衰する明るさは、r過程元素の崩壊とランタノイドのオパシティを用いた予言と見事に合致した[7, 8]。この観測により、NSMではr過程が起きていることが明らかとなった。そのうえNSMが起きる頻度と一回あたりのr過程元素合成量の積は、太陽系でのr過程元素の存在量を説明するのに十分な量であった[9]。これでr過程の起源に決着がついたかに思われたが、NSMはr過程元素のMWディスクでの化学進化を説明できないという問題点も残されており、r過程の起源に決着がついたとはいえない[10]。

また「s過程とr過程」という二つの種類だけでは十分でない可能性も指摘されている。金属欠乏星で、原子番号が40程度以下 (ファーストピーク) のSrなどの元素が多く、Ba, Euなど原子番号54程度以上 (セカンドピーク, サードピーク) の元素が少ない星がMWハロー領域に観測されている[11, 12]。逆に、Euを多く含むr-II星 ($[\text{Eu}/\text{Fe}]^{*4} > 1.0$) ではセカンドピーク以降の元素がファーストピーク元素に比べて多いことも報告されている[13, 14]。このため、中性子捕獲元素のうち軽元素のみを合成する“Light-element primary process”と呼ばれる過程の必要性が指摘されている。この起源として、電子捕獲型超新星爆発が起源として提唱されている[15, 16]。

^{*2} 最近Carina II, Carina IIIという大マゼラン雲所属のUFDの分光観測が行われた[2]。

^{*3} より大きな銀河のダークマターハローポテンシャル中に存在する銀河。もともと独立した銀河であったが、階層的構造形成でより大きな銀河に飲み込まれたもの。

^{*4} $[X/Y] \equiv \log_{10} \left[\frac{N_X}{N_Y} \right] - \log_{10} \left[\frac{N_X}{N_Y} \right]_{\odot}$, つまり太陽組成比を0とした組成比を対数で表した量で、2.0は100倍ということ。

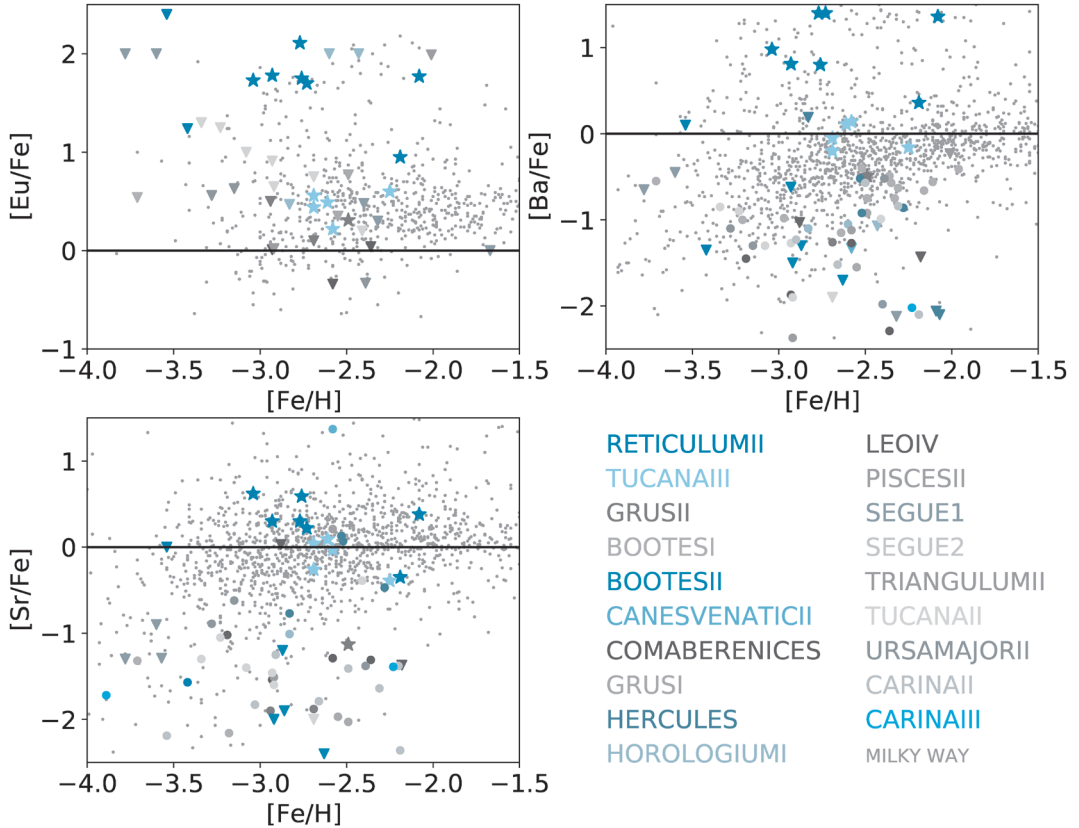


図1 UFDの星の元素組成分布. SAGA databaseより作成. 縦軸は左上からユウロピウム (Eu), バリウム (Ba), ストロンチウム (Sr) の元素量. 横軸はすべて金属量 ([Fe/H]). Milky Wayで観測された星は小さい点で示す. Euが観測されたものは星印, そうでないものは丸印, 上限値しか得られていない星は下三角印でプロットしている.

3. UFDの中性子捕獲元素測定

さて、これでUFDの中性子捕獲元素について考える準備が整った。ここで実際に観測データを見てみよう。図1に中性子捕獲元素であるEu, Ba, Srの元素組成を示した。まず観測の難しいEuについて、Reticulum II（以下Ret II）、Tucana III（以下Tuc III）、Grus II（以下Gru II）でのみ存在量が測定されており、他のUFDには上限値のみが与えられている。とくにRet IIについては [Eu/Fe]~2.0と非常に多量のEuが観測されている。Tuc IIIとGru IIについても、Ret IIほど極端ではないものの [Eu/Fe]~0.5とEuを豊富に含む。これら3つのEu-rich UFDではEuとBaの比が [Eu/

Ba]≥0.5であり、r過程が主要な中性子捕獲元素合成過程であることを示している。r過程はBaも多量に合成するため、Ba存在量もRet IIは抜きん出て多く、Tuc III, Gru IIも他のUFDに比べると多い。SrもBaと類似の傾向があるが、Canes Venatici II（以下CVn II）やPieces IIなど例外的にEuが見つからないのにSrを多量に含むUFDも存在する。

他の16個のUFDでは、Euには上限値しかつけられていない。Baは多くの星で測定されているが、元素存在量は少ない。多くのUFDでは -1≥[Ba/Fe]≥-2である。Carina IIやBootes IなどいくつかのUFDでは [Eu/Ba]≤0.0と有用な制限がついており、Baの起源がs過程であること

を示唆している。ただし多くのUFDではEuの上
限値が有用とはいえ、r過程起源である可能性
も残されている。

4. UFDでのr過程元素合成

まずは議論が単純なr過程元素について考える。
説明すべき事柄は、なんといってもRet IIの飛び
抜けたEu量である。まずどの程度のEuが必要なの
かを推定しよう。UFDが星を作っていた頃、
ダークマターハローの質量は $10^8 M_{\odot}$ 程度と推定
されている [17]。銀河内にバリオンはダークマ
ターの1/5ほどあり、そのうち約10%が星形成に
寄与するとすると、水素ガスの量は $2 \times 10^6 M_{\odot}$
程度である。観測された元素存在比 [Eu/H] \sim -1
とするには、(Eu質量)/(H質量)の太陽組成比
が $5 \times 10^{-10} M_{\odot}$ であるため、 $1 \times 10^{-4} M_{\odot}$ のEuが
あれば良い。質量数69以降の太陽r過程元素比
[18]を用いてこれを総r過程元素量に変換すると
0.1 M_{\odot} となる。

実はこの量、GW170817でのエジェクタ量 \sim
0.05 M_{\odot} という推定と非常によく合う（水素ガス
量の推定精度、太陽のr過程組成を仮定するなど
のモデル不定性を考慮すると、2倍は非常に良い
合致である）。つまり、中性子星連星合体、もし
くは同程度のr過程元素を合成するイベントが
Ret II中で1回起きたと考えると非常によく説明
できるのだ。Tuc III, Gru IIのEu量はこれより少
なく、(i) 合成されたr過程元素量が少ない、(ii)
合成されたr過程元素のうち一部しか銀河に残ら
ない、(iii) 混合した水素ガス量がRet IIより多
い、などの説明が考えられる。

この結果に加えて、他の大多数のUFDではEu
は測定されず、むしろs過程の寄与が重要と思わ
れることを合わせて考えると、次のような解釈が
可能である [19]：Eu-rich UFDではr過程イベ
ントが一回以上起こり、その他のUFDでは起こら
なかった。各UFDでのr過程イベント回数の期
待値は1より小さく、したがって運よくr過程を

経験したUFDでは [Eu/Fe] が太陽組成よりも高
くなる。

筆者らは、宇宙論的シミュレーションを用いて
この仮説を検証した [20]。インフレーションで
定まる宇宙論的初期条件から始め、UFDが星形
成をほぼ終える宇宙年齢1 Gyrまでの成長を追っ
た。シミュレーション中にはダークマター粒子と
ガス粒子があり、ガス粒子は密度が高くなると星
粒子に変換される。各星粒子にはさまざまな質量
の星が含まれていると考える。星粒子は大質量星
の寿命を迎えると周囲に鉄などの元素をばら撒き、
また超新星爆発で周囲のガスを外に吹き飛ばす。

仮定よりr過程イベントは1回しか起きない。
そこで星での通常の元素合成とは別に取り扱っ
た。星形成は銀河の中心付近で起こるが、広い範
囲を可能性として考慮したのはr過程起源として
最も有力なNSMを意識してである。中性子星は
誕生の際に親星の非等方爆発の影響（「キック」）
を受け、数十から数百 km s^{-1} の初速度を持つこ
とが考えられる。そのためNSMも星形成領域か
ら外れた場所で起こる可能性がある。このキック
の強さは不定性が大きく、さまざまな爆発場所が
考えられるので、銀河中心、そして中心からビリアル
半径の10%、50%、1倍、2倍、3倍、5倍とさま
ざまな距離だけ離れた地点での爆発を試した。

図2にシミュレーションから得られたUFD
中の星の元素量を示した。まずr過程元素合成が
銀河中心部で起きた場合、星の [Eu/Fe] は $1 \leq$
[Eu/Fe] ≤ 2 くらいになる。この元素存在量はRet
IIと同程度であり、Ret IIのように多量のEuを星
に取り込ませるには、r過程が中心に近い場所で
起きるべきであることがわかった。ビリアル半径
の10%、50%程度離れた場所でr過程が起きた場
合も類似の結果となった。

一方r過程元素合成イベントが銀河の外縁部
（ビリアル半径程度）で起きた場合の例が右のパ
ネルである。Euの存在量は先ほどよりも1桁強
少ない。この量はTuc III, Gru IIをよく説明する

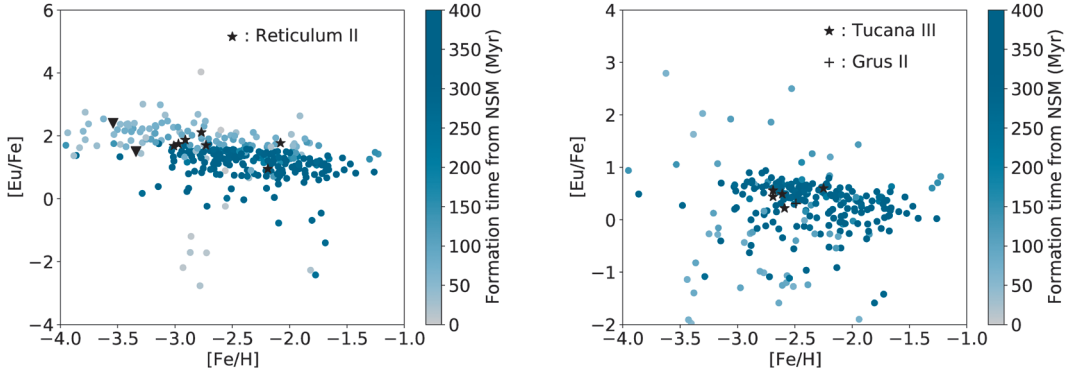


図2 r過程元素であるEuの含有量分布. 左図: 星形成初期に, 銀河の中心部でr過程元素合成が起きた場合. 右図: 星形成初期に, 銀河のビリアル半径付近(中心から約1 kpc)でr過程元素合成が起きた場合. [20]の図3, 4より, 一部改変あり.

程度である. ビリアル半径の2倍以上離れた場所だと, [Eu/Fe]の値は急速に減少し, これらのUFDとは合致しなくなる.

r過程が起きてからの時間が短いと, 星間ガスの元素組成がより不均一になるため, そこから作られる星々のr過程元素量分布は大きな分散を示す. 典型的に100-200 Myr程度以上混合しないとRet II, Tuc IIIのように小さい分散にはならないことが判明した. そのためRet IIやTuc IIIでは星形成が比較的長く(100 Myr以上, 数100 Myr程度)続いたと思われることが明らかとなった. これはそれほど強い制約ではないが, 「r過程が起きさえすればよい」というほど単純ではないという指摘である.

以上より, Euを含む3つのUFDでのr過程元素合成について, 最初の推定でほぼ問題ないことが数値計算でも示された. すなわち, Ret IIのように[Eu/Fe]~2のUFDではNSM等のr過程イベントが銀河ビリアル半径以内で, 星形成の最中に起きた. 星形成は比較的長く続き, 元素がよく混合されてから形成された星が主である. 一方Tuc IIIとGru IIのように[Eu/Fe]~0.5のUFDについて, 1 kpc程度離れた場所でr過程イベントが起きた. 可能性は二つあり, BNSがUFDの脱出速度(~25 km s⁻¹)程度のキックを受けた, もし

くはより強いキック(~100 km s⁻¹)を受けたが合体時間が短かった(~10 Myr)のいずれかと考えられる. どちらの可能性がより高いかはキックの強さと合体時間の分布関数により変わる.

5. UFDでのs過程元素合成

5.1 バリウムと回転星

Euが測定された3つのUFDについては, r過程イベントが一回起きたと思えばよいことがわかった. これらのUFDではBa合成はr過程イベントが明らかに支配的である. 続いて, Euが測定されていない残りのUFDについて考えてみよう. 幸いBa, Srは測定点が多く, [Ba/H]~-5など非常に低い存在量でも検出例がある. これらの元素はほぼ全てのUFDで測定されている.

まず, Baの起源はr過程だろうか, それともs過程だろうか? Car IIなど一部のUFDでは[Eu/Ba]≤0.0とs過程の寄与が強いことが示唆されている. また, Ret IIらの元素組成を説明する際にr過程が一度にたくさんの元素を合成する代わりに, 各UFDでの回数期待値は1より小さいという仮定をおいた. 一貫した立場をとるならば他のUFDではr過程が一度も起こっていないと考えるのが自然である. したがって, ここではこれらUFDでのBaの起源はs過程であると考えて

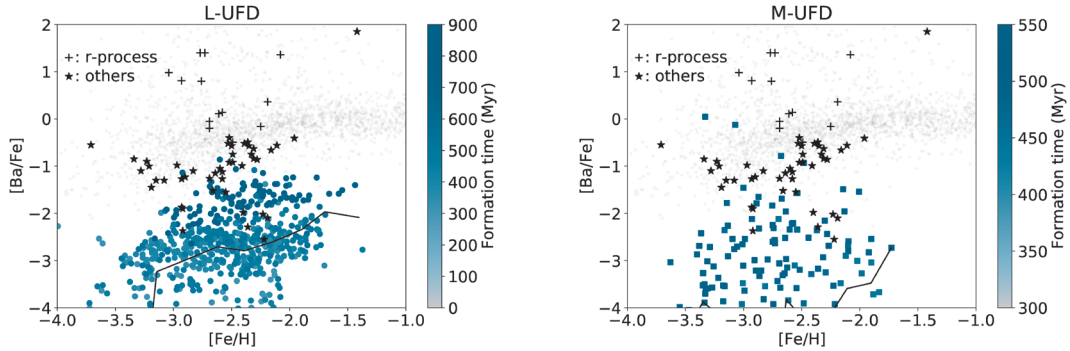


図3 AGB星でのs過程元素合成のみを考慮した場合のシミュレーション結果. 左図: 大きめ (12,000 M_{\odot}) のUFD. 右図: 小さめ (4,000 M_{\odot}) のUFD. 折れ線はシミュレーション中の星粒子の各金属量 ([Fe/H]) での中央値を示す. 十字印はr過程の寄与が主である星. 星印はs過程の寄与が主と考えられる星. [21]の図2より, 一部改変あり.

議論を進める.

MWでは, s過程元素の主要な起源はAGB星である. しかしUFDについても同じと考えてよいのだろうか. この疑問を持つ理由が二つある. 一つはUFDの星形成史の短さである. UFDは再電離までに星形成を止めるため, 星形成史は数百Myr程度である. つまりUFDが星形成を終えた時, 中小質量星ははまだ主系列星であり, s過程元素の合成に寄与できない可能性がある. もう一つはUFDの金属量の低さである. s過程では, 鉄など種核種に中性子を捕獲させて重元素を合成する. そのため金属量の低いUFDのAGB星においては, 種核種が少ないためs過程元素合成量も少ないことが推測される. このことは一見Eu-poor UFDの中性子捕獲元素量が少ないことに合致するようだが, 定量的に検証する必要がある.

このような疑問に答えるべく, 筆者らはUFDでのs過程元素の化学進化に関するシミュレーションを行った [21]. まずAGB星でのs過程元素合成のみを考慮して計算を行った. 結果が図3である. M-UFDとL-UFDはともに数値計算で形成されたUFDであり, 星質量は4,000太陽質量と12,000太陽質量である. 十字印はr過程の影響を

強く受けた星であり, 今回のターゲットではない. 星印が今回のターゲットである. M-UFDとL-UFDのどちらも, 基本的にシミュレーション中の星粒子は観測より1-2桁少ないBa, Sr量となっており, 明らかに不十分である. これよりAGB星のみの寄与では不十分であることがわかった.

さて, 何かを変えなければならない. 可能性として, (i) 初期質量関数 (IMF) を変更する, (ii) super-AGB^{*5}星の寄与を加える, (iii) 高速回転星の寄与を加える, という3つが考えられる. これらの可能性を順に吟味していく.

まずIMFを変更する方法を考える. 各星での元素合成はそのまま, 重い星の割合を増やせばs過程元素の量も増えて問題が解決されると思うかもしれない. しかし, 単純に重い星を増やす (IMFのべきをサルピーター関数の -2.35乗よりゆるくする) だけでは, 実現される [Ba/Fe] はむしろ下がるのがわかった. 理由は簡単で, 大質量星が増えて鉄 (分母) の生成量が大幅に増えるのに対し, s過程元素合成に至るような3~8 M_{\odot} の星の割合はそれほど変わらないためである. 代わりにほとんどの星が4 M_{\odot} 付近になるような極端なIMF^{*6}を試したところ, 元素の量のある程

*5 AGB星より重く, 星中心部で炭素を燃やすことができるが, 大質量星より軽く, 爆発で鉄を合成することができない星.

*6 これは「元素合成に関わる星が」4 M_{\odot} ということで, ほかに (生き残る) 小質量星はいると考える.

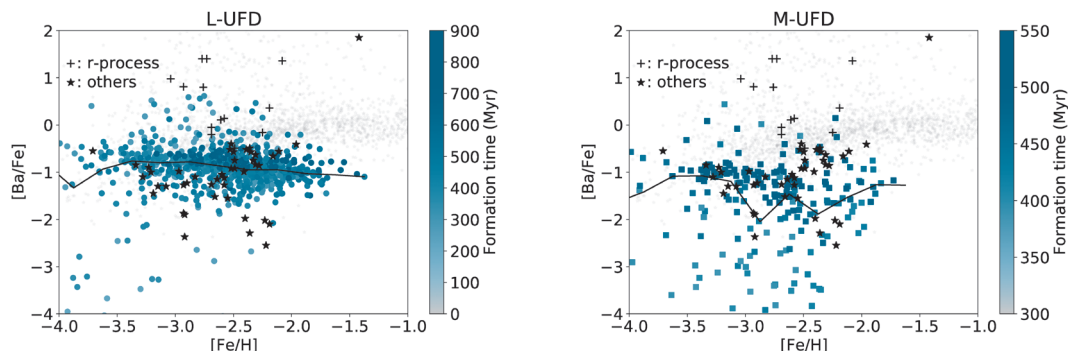


図4 図2に加えて、回転星でのs過程元素合成を考慮した場合のシミュレーション結果. [21]の図3より、一部改変あり.

度説明することができた. このモデルでは大質量星の形成率を極端に抑えねばならず、かなりのファインチューニングである. しかし、星形成率が低い ($\sim 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, 100 Myr で $10^4 M_{\odot}$ に対応) 環境では大質量星の生成が抑制されるという主張もあり、興味深い [22].

AGB星以外からの寄与を考慮する、という可能性もある. どのような天体が考えられるだろうか? まずはsuper-AGB (「超」漸近分枝) 星である. 最近の研究で、 $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ 反応が中性子源となり、s過程が起こるとということが指摘された [23]. この可能性を調べたところ、super-AGB星の数が少なく、また個々のsuper-AGB星が作るs過程元素量も少ないため、主要なs過程源とはなりえないことがわかった.

続いて高速回転星である. 回転星では、星の回転により星の内部で元素が混合される. とくにヘリウムコア燃焼段階において作られた ^{12}C が水素殻燃焼部に混ざり込み、CNOサイクルで ^{14}N が合成される. この ^{14}N が再びコア部分に戻ると、今度はヘリウムとの核融合で ^{22}Ne が合成される. ^{22}Ne は $^{22}\text{Ne}(\alpha, n)^{25}\text{Mg}$ 反応で中性子を供給できるため、s過程元素の合成が起こる [24]. 筆者らは

この回転星からの寄与を考慮したシミュレーションを行った. 元素合成量は回転速度によって異なるため回転速度分布を仮定する必要がある. ここではMWの窒素量とs過程元素量を再現するよう選ばれた回転速度分布を使用した [25].

結果を図4に示した. AGBのみを考慮した場合に比べて大幅に元素含有量が増えている. これは回転星でのBa合成量がAGB星に比べてはるかに多いことを示している. 大きなUFDサンプル (“L-UFD”) では $[\text{Ba}/\text{Fe}] \sim -1$ の比較的Ba-richな星が形成される一方、小さなUFDサンプル (“M-UFD”) では $[\text{Ba}/\text{Fe}] \leq -2$ などの星も形成されており、全体としてUFDの星々のBa組成分布が再現されている. このことから、回転星はUFDのs過程元素の起源として有力であることが明らかとなった.

回転星がUFDのs過程元素の起源であることの検証方法がふたつ考えられる. まず一つは窒素とs過程元素の相関である. 回転星では窒素が大量に合成される. つまり窒素とs過程元素の起源天体が同じ天体になるので、窒素量とs過程元素量の相関が見られることが予想される*7. しかし、現時点では星の窒素量を観測した例はほぼな

*7 個々の回転星での窒素生成量とs過程元素生成量は必ずしも比例しない. しかし星々が一つの星の寄与のみから形成されることはまれで、回転星らの影響を強く受けたガスとあまり受けなかったガスを比べれば、前者はs過程元素量も窒素量も多くなり、全体としては相関が期待される.

く、比較は難しい。もう一つは [Ba/Sr] 比である。回転星では、回転が速いほどこの [Ba/Sr] 比が高くなる。一方、回転速度分布は金属量の増加とともに遅い方へ移動する [25]。このことから、金属量の比較的高い [Fe/H] ~ -3 から -2 にかけて [Ba/Sr] が減少する傾向が見えるはずである。しかし、UFDの観測結果を見ると実はそのようなことになっておらず、[Ba/Sr] の値はむしろランダムに分布している。これは回転星の速度分布が [Fe/H] に応じてそれほど変化していないか、もしくは次節で述べるように、全く別の天体が主に Sr を生成していて、回転星とは相関を持たないものである可能性がある。

このように間接的な検証方法がありうるものの、いずれも決め手に欠ける。今後、回転星での元素合成を直接明らかにする観測が求められていると言える。

5.2 ストロンチウムと電子捕獲型超新星

ここまで主に Ba について議論を展開してきたが、Sr も重要な中性子捕獲元素である。比較的軽い元素であるため、Sr を作るが Ba, Eu を作らない天体があることが示唆されている。そこで重要なのが電子捕獲型超新星爆発 (electron-capture supernova, 以下 ECSN) である。ECSN は理論的に存在が予想されている [15] もの、これまで ECSN と確定した超新星爆発は存在しない。エネルギーが小さい爆発であり、かに星雲や超新星 2018zd が ECSN であるとする研究もある [26]。

この ECSN は多量に Sr を合成することが予想されている [16]。そこで我々は、ECSN が一定の割合 (ここでは $5,000 M_{\odot}$ に 1 回) で起きると仮定して、化学進化への影響を調べた。すると、ECSN での Sr 生成量は非常に多く、1 回で [Sr/H] ≥ -4 まで到達することがわかった。

ここで興味深いのが、UFD の Sr 量と星質量の関係である。図 5 に各 UFD の絶対光度と、Sr 量の最大値の関係を示した。縦軸は Sr 量が分光観測で測定されている星のうち最も [Sr/H] が高い

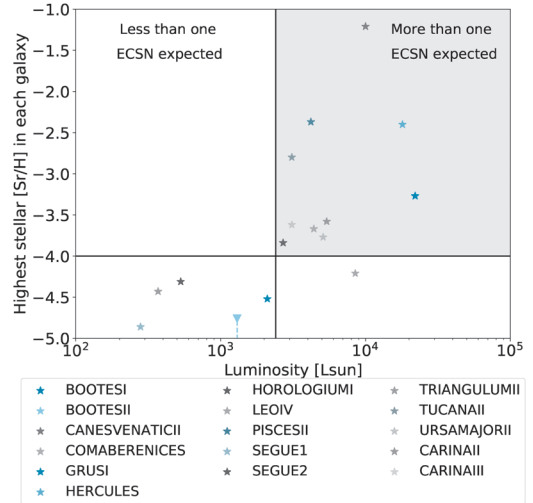


図5 UFDの光度と最大Sr存在量の関係。Bootes IIには上限値しか存在しないため、最もゆるい上限値をプロットしている。[21]の図8より、一部改変あり。

ものの値である。明らかに、明るい (大きな) UFDほどSrの量が多い。これは質量-金属量関係を示しているに過ぎないと思われるかもしれないが、UFD程度の星質量では金属量はあまり星質量に依存しないことが知られている [27]。

図5の [Sr/H] = -4 の位置に線を引いた。ECSNが一度でも起こると、この線の上になることが予想される。つまり、約2,000太陽光度以下のUFDでは一度もECSNが起きていないと考えられる。これは形成された星の総質量が約 $5,000 M_{\odot}$ 以下のUFDでは一度もECSNが起きていないことを示唆する。この頻度をさらにECSNの親星の初期質量範囲に対応させることができ、 $\Delta M \sim 0.1 M_{\odot}$ (例えば $8.0 \leq M \leq 8.1 M_{\odot}$) となる。

このように、UFDのSr量が少ないこと、ECSNではSrが多量に合成されることより、ECSNのレートに制限をつけることができた。

6. 今後の展望

UFDの中性子捕獲元素の組成を調べることで、

回転星や電子捕獲型超新星といった標準的でない元素合成サイトについて示唆を得ることができた。しかし特に回転星の元素合成計算には重要な不定パラメーターが含まれており、生成される元素の量や組成比などに大きな不定性があるという問題がある。これを解決するために、例えばUFDやMWの化学進化によって較正されたパラメーターを用いて別の天体の化学進化を予言し、観測データと比較、検証することが求められる。もしくは実際に回転する星の表面速度とそこでのs過程元素合成を制限するような観測が求められている。

UFDよりやや大きい、矮小銀河の中性子捕獲元素も興味深い対象である。Fornaxなどいくつかの矮小銀河、およびGaia衛星によってその存在が明らかとなったGaia-Enceladus^{*8}では、r過程元素が多いことが知られている [28]。このようにMWと環境（例えば銀河質量、したがって水素ガス保有量や超新星で合成された元素の保持率など）が異なる天体で、元素合成史はMWと同じと思ってよいのだろうか。何の違いがr過程元素量の違いを生み出したのだろうか [29, 30]。

またUFDの成長史と力学的性質を結びつけることも考えられる。UFDは基本的にコンパクトであるが、最近Tucana IIが実は大きく広がった構造を持つことが明らかとなった [31]。この広がった構造は、数千太陽質量の非常に小さな二つの銀河が合体することで再現できることを示した [32]。合体は星形成を誘発し、その際に形成された星が主として外側に分布することがわかった。合体を経験しないUFDはコンパクトな構造を保っており、合体がUFDの星数密度構造を大幅に変えることを示した。観測される金属量勾配も再現できており、Tucana IIの有力な形成シナリオといえる。合体はUFDの星形成史や化学進化

に大きな影響を及ぼす。現在他のUFDの周囲にも同様の薄く広がった構造がないか探す観測が予定されているそうであり、結果が楽しみである。

謝辞

本稿は、筆者らが執筆した学術論文に基づいています [20, 21]。研究遂行・論文執筆にあたり、共同研究者の井上茂樹氏には銀河形成シミュレーションコードAREPOの使い方やシミュレーションデザインについて多大ごな助言・ご助力をいただきました。共同研究者の須田拓馬氏にはs過程元素合成についてご教授いただきました。共同研究者のFreeke van de Voort氏、Anna Frebel氏、またUTAP・RESCEUのみなさまにはとても多くのことを教えていただきました。皆様に深く感謝申し上げます。また、本テーマを与えてくださった指導教官の吉田直紀氏に深く感謝申し上げます。本研究の数値計算は、国立天文台スーパーコンピュータXC50を用いて行いました。

参考文献

- [1] 平居悠, 2016, 天文月報, 109, 479
- [2] Ji, A. P., et al., 2020, ApJ, 889, 27
- [3] Brown, T. M., et al., 2014, ApJ, 796, 91
- [4] Burbidge, E. M., et al., 1957, Rev. Mod. Phys., 29, 547
- [5] Merrill, P. W., 1952, ApJ, 116, 21
- [6] Travaglio, C., et al., 2004, ApJ, 601, 864
- [7] Tanaka, M., & Hotokezaka, K., 2013, ApJ, 775, 113
- [8] Chornock, R., et al., 2017, ApJ, 848, L19
- [9] Hotokezaka, K., et al., 2018, Int. J. Mod. Phys. D, 27, 1842005
- [10] Côté, B., et al., 2019, ApJ, 875, 106
- [11] Honda, S., et al., 2006, ApJ, 643, 1180
- [12] 青木和光, 2014, 天文月報, 107, 76
- [13] Ji, A. P., et al., 2019, ApJ, 882, 40
- [14] Tsujimoto, T., et al., 2020, ApJ, 889, 119
- [15] Nomoto, K., 1984, ApJ, 277, 791
- [16] Wanajo, S., et al., 2018, ApJ, 852, 40
- [17] Safarzadeh, M., et al., 2018, MNRAS, 476, 5006
- [18] Arnould, M., et al., 2007, Phys. Rep., 450, 97
- [19] Ji, A. P., et al., 2016, Nature, 531, 610
- [20] Tarumi, Y., et al., 2020, MNRAS, 494, 120

*8 Gaia衛星のデータ解析で見つかった、速度空間もしくは角運動量と力学的エネルギーの空間で見つかる星の集団。かつては独立したひとつの矮小銀河で、MWに落ちてきて破壊されたと考えられている。

[21] Tarumi, Y., et al., 2021a, MNRAS, 505, 3755
 [22] Kroupa, P., et al., 2013, The Stellar and Sub-Stellar Initial Mass Function of Simple and Composite Populations, 5, 115
 [23] Doherty, C. L., et al., 2017, PASA, 34, e056
 [24] Limongi, M., & Chieffi, A., 2018, ApJS, 237, 13
 [25] Prantzos, N., et al., 2018, MNRAS, 476, 3432
 [26] Hiramatsu, D., et al., 2021, Nat. Astron., 5, 903
 [27] Simon, J. D., 2019, ARA&A, 57, 375
 [28] Matsuno, T., et al., 2021, A&A, 650, A110
 [29] Hirai, Y., et al., 2015, ApJ, 814, 41
 [30] Wanajo, S., et al., 2021, MNRAS, 505, 5862
 [31] Chiti, A., et al., 2021, Nat. Astron., 5, 392
 [32] Tarumi, Y., et al., 2021b, ApJ, 914, L10

The Origin of Neutron-capture Elements in Ultra-faint Dwarf Galaxies

Yuta TARUMI

University of Tokyo, School of Science, Physics Department, 7-3-1 Hongo, Bunkyo, Tokyo 113-8654, Japan

Abstract: The heaviest elements are synthesized in neutron-capture processes. Although being the smallest, ultra-faint dwarf galaxies (UFDs) show us crucial clues to the origins of these elements. Here we introduce our recent results on the modeling of the synthesis of neutron-capture elements in UFDs and discuss what we have concluded through the work.