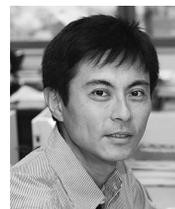


天文観測でrプロセスの何がわかるか

青木 和光

〈国立天文台 〒181-8588 東京都三鷹市大沢2-21-1〉

e-mail: aoki.wako@nao.ac.jp



rプロセスは、鉄より重い元素の多くを爆発的に合成する過程として、宇宙におけるその存在は間違いないものであるが、どのような天体の爆発現象に伴って起こっているのか、依然として明らかになっていない。観測によって測定される太陽系組成や低金属星の重元素^{*1}組成からは、これに対する重要な制限が得られる。低金属星における鉄より重い元素の組成に見られる特に顕著な特徴として、(1) 重元素組成は星によって大きなばらつきが見られる、(2) 重元素組成は鉄より軽い元素の組成と明瞭な相関がない、(3) 重元素の過剰を示す星の組成のパターンは、太陽系の重元素のrプロセス成分の組成パターンとよく一致する、(4) 重元素のなかでは比較的軽いものだけに過剰を示す星も存在する、といった点が挙げられる。これらの結果から、(1) 宇宙のかなり初期からrプロセスは起こっており、重元素のなかでは比較的軽い元素だけを主に生成するプロセスもはたらいっていた、(2) 重元素を多量に供給する主要なrプロセスは、鉄などを供給する大質量星が起こす超新星とは別の爆発現象に起因する、(3) その主要なrプロセスはどこでも似た環境で起こっている、といった描像が得られる。

1. rプロセスについての理解の現状と課題～観測で何を明らかにする必要があるか

星のなかでの原子核どうしの反応で合成されるのは鉄族元素までである。自然界には鉄より重い元素^{*1}が50種以上もあるが、これらは原子核が中性子を捕獲することによって合成される(前号特集記事¹⁾を参照)。

中性子捕獲反応がどの程度速く起こるかによって合成される原子核の種類はかなり異なる。宇宙では大きく分けてタイムスケールの長い反応(sプロセス)と短い反応(rプロセス)が存在する

ことがわかっている。rプロセスのほうは、1秒以下で大量の中性子を捕獲し、不安定原子核を経由して重元素を合成する。

鉛より重い元素の多くは不安定で、つくられてもごく短い時間で崩壊してしまう。ところが、その先には寿命の長いウランやトリウムが存在している。地球上にウランが存在していることは、不安定原子核を経由して進行する爆発的な重元素合成、すなわちrプロセスが宇宙で起こってきたことのなよりの証拠である。

ここまでは原子核の知識だけから導かれる明瞭な結論であるが、実際にrプロセスがどのような天体で起こっているか、という天文学の問題にな

^{*1} 天文学では「重元素」はいろいろな意味で使われるが、ここでは特に断らない限り鉄より重い元素のことを指すことにする。また、簡単のためrプロセス元素という言葉も用いるが、これは「太陽系組成においては主にrプロセスでつくられたと考えられている元素」を指す(なので、個々の天体で本当にrプロセスでつくられたかどうかはわからない場合がある)。

ると、急に話が不明確になる。爆発的な現象に伴っていることは間違いなく、中性子が大量に供給されないと起こらないものなので、超新星爆発に伴う現象や中性子星連星の合体がその候補に挙げられている。

この問題に挑んでいるモデルやシミュレーションについてはすでに前号の特集記事で紹介されたとおりである^{1)~3)}。これに対し、天文観測でrプロセスの理解にどのような制限が得られているのか、この記事で整理する。得られている情報として重要なものの一つは、rプロセスの結果を記録していると考えられる星の重元素組成パターンである。もう一つは、多数の星の組成の測定から調べることができる、重元素についての銀河の化学進化である。化学進化についてはこの特集の石丸氏の記事で解説される。銀河系の星だけでなく、球状星団や矮小銀河の星も研究対象になっており、rプロセスの解明だけでなく、こういう星のシステムの形成や進化の解明に重元素組成が使える可能性がある。これについては同じく本特集の本田氏の記事で紹介される。

これらの研究のベースになる星の重元素組成の測定について3節で説明し、4節で得られている結果を紹介する。その前に、さまざまな研究の基礎になっている太陽系組成を2節でみておこう。

2. 太陽系の重元素組成

太陽系組成は、主に太陽光の分光分析と、隕石の組成測定によって詳細に調べられている。

太陽光の分光分析は、精度の高いスペクトルを得て重元素の線スペクトルを測定し、太陽大気モデルを用いて大気中の組成を導き出す。このためにはスペクトル線の正確な情報（遷移確率、同位体効果等によるスペクトル線の分裂など）と、正しい大気モデルが必要である。

鉄より重い元素については、しばらく前はスペクトル線の実験室での測定データとしては古いもののしかなく、精度が十分でない場合が多かった

が、天体での重元素組成測定というニーズが高まるなか、ここ10年あまりで再測定が進み、信頼性の高いデータがそろってきた。LawlerやSnedenらは新たなデータを得ると太陽スペクトルの測定にこれを用い、多くの重元素について太陽大気組成の改訂を行っている⁴⁾。また大気の種類構造モデルも、太陽の観測から得られる経験的なモデルと理論計算から得られるモデルに良い一致が見られるようになっており、さらに最近では3次元・動的モデルの研究も進み、これらの成果を採り入れた太陽組成の測定も行われている⁵⁾。

一方、隕石は手元でサンプルを分析することができるため、天体観測に比べるとはるかに正確な重元素組成の測定が可能である。特に、同位体組成も得られる点が元素合成の研究のうえで重要である（スペクトル解析による同位体組成の測定については後述する）。隕石にはさまざまな種類があり、例えば隕鉄のようなものは、いったん大きな天体になって天体内部での成分の分離が起こってから天体が壊れることによってできたものである。これに対し、炭素質コンドライトという種類の隕石は太陽系誕生当初にできた岩石と考えられ、この種の隕石の組成は太陽系組成をよく反映している。

こうして得られた太陽系組成を図1に示す。太陽大気と隕石の重元素組成はおおむね良い一致が見られるようになっている。この図では、原子核の重さ（質量数）に対して組成を示している。

まず目につくのは、鉄までの元素に比べて、それより重い元素の組成はずっと低いことである。重元素は、種類は多いがやはり量はわずかなのである。

そのなかにあって、3カ所ほど組成がやや高いところが見られ、詳しく見るとそれぞれ二つのピークを示す。これは中性子の魔法数に対応するもので、sプロセスとrプロセスに対応して三つずつの組成ピークができる。rプロセスのピークのほうが軽い原子核の側に現れるのは、短時間で

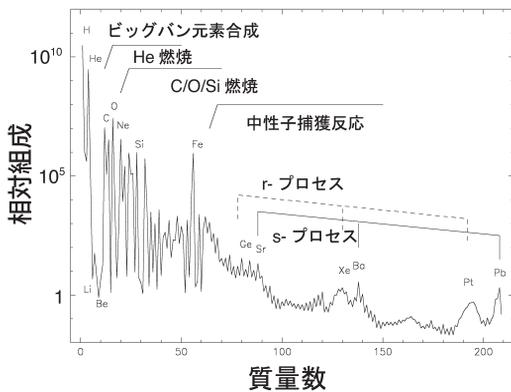


図1 太陽系組成。ここでは質量数ごとに組成を示しており、同じ質量数に複数の元素（同位体）がある場合は代表的な元素名を示している。縦軸は太陽系組成を表す際の慣習でケイ素（Si）が 10^6 になるようにとっている。鉄（Fe）より重い元素は中性子捕獲反応によって合成され、その組成にはrプロセスとsプロセスに対応する三つのピークが現れる（詳しくは本文参照）。

中性子が大量に捕獲されることにより、極端に中性子過剰になった原子核が中性子の魔法数にあたるため、sプロセスに比べて陽子数が少ない原子核に組成のピークがくるためである（詳しくは前号の和南城氏の記事¹⁾を参照）。

さて、この太陽系の重元素には、sプロセスとrプロセスからの寄与がある。これをどのように分離することができるのだろうか。原子核によっては、sプロセスでなければできないものがある。rプロセスは、いったん中性子を捕獲してできた不安定原子核がベータ崩壊を起こして安定原子核に落ち着くことで完了する。その安定原子核よりもさらに陽子数が大きく、中性子数が小さい安定原子核が存在する場合には、rプロセスはそこには到達できない。つまり、rプロセスから遮蔽されている原子核が存在する。そういう原子核はsプロセスでなければつくられない。（さらに、sプロセスでも到達できない陽子過剰核も存在し、pプロセス核と呼ばれるが、量的には非常に少ない。）

sプロセスは安定原子核に沿ってゆっくりと重元素を合成していくので、比較的簡単なモデル化

が可能である。これをsプロセスだけでできる原子核の組成と比較し、モデルのパラメータを決めると、太陽系の重元素のsプロセス成分を求めることができる⁶⁾。これを全体から差し引いたものをrプロセスの成分と考える。rプロセスのモデル計算の結果は、まずはこのrプロセス成分の組成パターンと比較されることが多い。

この手順からわかるように、sプロセスのモデルの不定性（原子核の寿命や中性子捕獲断面積などの実験データの不定性も含まれる）がrプロセス成分の推定に影響する。特にsプロセス成分が卓越している原子核では、sプロセスの僅かな不定性が差し引いた残りのrプロセス成分に大きな影響を与える。例えば、鉛（Pb）はsプロセスでつくられる組成の第3ピークにあたる元素で、太陽系組成の大部分はsプロセス起源と見られるが、単純なsプロセスモデルではそれを再現できず、低金属星の進化と化学進化を考慮してようやく定量的な説明が可能になってきたところである。しかしsプロセスのモデルには当然ある程度の不定性が残るので、それを差し引いた残りからはrプロセスによる成分はあまりよく決まらない。太陽系組成からrプロセスによってどのくらい鉛がつけられるのか、きちんと決められないのである。

太陽系の重元素をrプロセスとsプロセスに分けて見ると、ほぼ片方だけでつくられる元素が存在することがわかる。前述のとおりトリウムとウランは100%、rプロセスでつくられる。このほかにも、金やプラチナ、ユーロピウムなどが90%以上、rプロセス起源である。ユーロピウムは可視光観測で比較的観測されやすいので、rプロセスを代表する元素（rプロセス元素）として扱われることも多い。一方、バリウムや鉛は80%程度がsプロセスでつくられる。ただしそれはあくまで太陽系組成での割合であり、金属量の低い星ではrプロセス起源のものの方が卓越する場合が多いので、バリウムや鉛もrプロセスを調べるのに用いられることがある。

3. 天体の重元素組成～何を測定できるか

以上のように、原子核の性質を巧みに利用して、太陽系の重元素組成からrプロセス成分の組成パターンを導くことができる。しかし、太陽系は今から約46億年前、すなわち宇宙誕生から90億年以上経過した段階で誕生したものであり、それまでに起こった無数の爆発現象でつくられた重元素が混ざり合っているはずである。

rプロセスについてより直接的な情報を得るには、個々の爆発でつくられる組成パターンを調べる必要がある。

もしrプロセスが超新星爆発で起こっているなら、超新星残骸で重元素過剰が見られる可能性がある。これまでにいくつかの超新星残骸で重元素の探査（背景の星を光源に使い、残骸中のガスによる吸収線を探す）が行われている⁷⁾が、明確な重元素過剰が確認された例はない。

同様に、中性子星やブラックホールと連星をなす小質量星には、超新星爆発でつくられた重元素が降着している可能性があり、これを分光観測で調べた例もある⁸⁾。しかし、今のところこういう星で重元素の過剰が明確に見つかった例はない。

3.1 1回の爆発的元素合成を記録している低金属星

一方、金属量の低い星（低金属星）の組成からは有用な情報が得られる。こういう星は、宇宙誕生からあまり時間がたたず、星による元素合成があまり蓄積されない段階で誕生し、現在まで生き残ってきた星と考えられる（したがって太陽より質量の小さい、長寿命の星である）。特に金属量の低い星のなかには、一発の超新星爆発の結果で組成がほぼ決まってしまうと考えられるものもある。

こういう低金属星の重元素組成は、1回の爆発現象によるrプロセスでつくられた重元素組成を記録していると考えられる。おもしろいことに、低金属星のなかには、相対的に鉄よりも重い元素を多く含んでいる星が見つまっている。おそらく、宇宙の初期にrプロセスを起こした爆発現象で汚染された（重元素が供給された）ガス雲から生まれてきた星なのであろう。すなわち、こういう星の重元素組成は、個々のrプロセスでつくられる組成を教えてくれるのである。

こういう星は、組成解析のうえからもありがたい存在である。重元素のスペクトル線は、紫外線から可視光の青領域の波長帯に多く存在している。太陽スペクトルを見ると、この波長帯は無数のスペクトル線におおわれてしまい個々の線を測定するのは至難の技である。低金属星の場合はこれが緩和され、測定はぐっと容易になる。

ただ、鉄より重い元素も鉄など同様に量が少なくなったのでは、結局測定できるスペクトル線が少なくなり、組成を測定できる元素の数も限られてしまう。ところが、重元素が相対的に過剰な星なら、非常に多くの元素の組成を決めることができる（図2）。

図3にはこれまででおそらく最も詳しく重元素組成が調べられた星CS22892-052の組成パターンを示す^{*2}。あまり馴染みのないかもしれない原子番号60-80の元素の組成までよく決められている様子が見て取れることだろう。そのなかには太陽スペクトルでは測れない元素もあるが、そういう元素の測定が可能な理由は上で説明したとおりである。

さて、こういう元素の組成測定精度はどのくらいだろうか。組成解析における誤差要因はいろいろあるが、スペクトルデータの質がよくなり、スペクトル線の情報の精度も改善される（2節参

*2 ここでは元素の組成は、原子の個数比（数密度の比）で表す。元素Xの組成は、星の大部分を占める水素Hとの比として $\log A(X) = \log(N_X/N_H) + 12$ として表す。また2元素X, Yの比は、太陽組成で規格化し、 $[X/Y] = \log(N_X/N_Y) - \log(N_X/N_Y)_\odot$ と表す。例えば、 $[Fe/H] = -2$ は、太陽に比べてFe組成が100分の1であることを意味する。

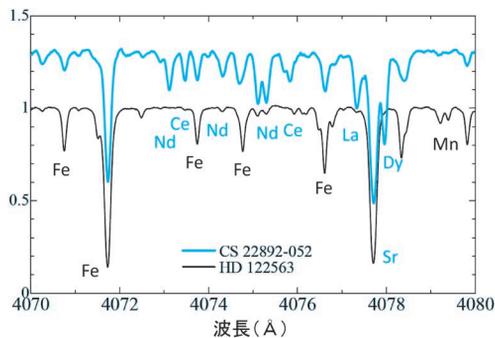


図2 普通の低金属星（黒）とrプロセス過剰星（青）のスペクトル比較。鉄（Fe）の強度はほぼ同じだが、rプロセス過剰星ではランタノイド（La, Ce, Dyなど）の線が明らかに強い。

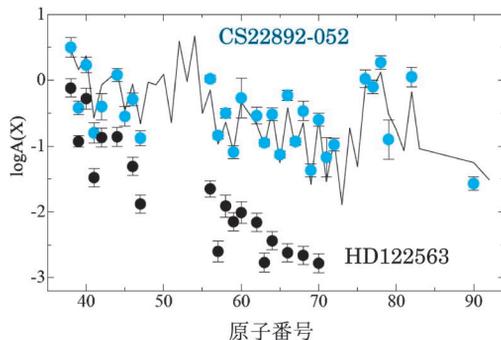


図3 低金属星の重元素組成パターン。上がrプロセス元素過剰を示す代表的な星（青丸）。下の星（黒丸）については4.4節で説明する。実線は太陽系のrプロセス元素組成パターン。

照）と、恒星大気モデルやそのパラメータ（有効温度など）の不定性の影響が大きくなる。その影響は、多くの元素に似たように現れる。特に化学的性質が似た元素は、恒星大気中で同じようなイオン化状態にあり、似たような励起状態のスペクトル線を用いて組成を測定できることが多い。例えば、ネオジウム（Nd）やユーロピウム（Eu）、ディスプロシウム（Dy）などは、元素の周期表でランタノイドという枠に押し込められていることからわかるように、化学的性質がよく似ている。そのため、それらの元素の間での相対組成は非常に精度よく測定することができる。組成パ

ターンをモデルと比較する場合は、組成の絶対値（水素に対する組成比）よりも重元素間の組成比が重要であり、誤差はこの相対組成について見積もる必要がある。図3において、このような元素の組成の誤差棒が小さいのはこのためである（これらに比べると、水素に対する鉄の組成比で見積もられる金属量のほうが誤差がずっと大きい）。

多くの元素の組成を測定することと並んで重要なのは、原子番号（あるいは質量数）を幅広くカバーすることである。前述のように、rプロセス（sプロセスも同様だが）によってつくられる重元素には三つの組成のピークが現れる。rプロセスの場合は、これに加えてトリウム、ウランというアクチノイドも合成される。これらをカバーする観測がここ10年あまりで大きく進展し、rプロセスに対する重要な制限を与えている（4節にて詳述する）。

3.2 rプロセス元素過剰を示さない低金属星

一方、低金属星のなかで鉄より重い元素の過剰を示す星はごく一部であり、その他多くの星では鉄より重い元素がむしろ少ない場合のほうが多い（例えば、鉄組成が太陽の千分の1なら、バリウムのような鉄より重い元素は太陽の1万分の1というような星が多い。4.4節参照）。こういう星についてはなかなか多くの元素を調べることができないが、重元素の起源を理解するうえではもちろん無視することはできないので、測りやすい元素だけでも調べることになる。その際によく用いられるのがストロンチウム（Sr）とバリウム（Ba）である。この2元素は元素の周期表のなかではアルカリ土類金属にあたり、一階電離すると（太陽程度の温度の星や赤色巨星の大気では大部分が一階電離している）非常に強いスペクトル線（二重線）を可視光域にもつ。この2元素は、rプロセスの組成ピークから少しずれていて、むしろsプロセスの組成ピークにぴったり合う元素なのだが、観測上の都合からrプロセスの研究にも用いられる（rプロセスの組成ピークは、悪いことに

希ガスにあたってしまい、恒星気では測定困難である)。

ところで、低金属星のなかには、sプロセス起源の重元素の過剰を示す星もある。銀河系の化学進化のなかでは、主にsプロセスを起こす中小質量星の影響はある程度時間がたってから現れるので、その間に大質量星（およびそれが起こす超新星爆発）によって鉄などの金属が供給されてしまう。そうすると、sプロセス起源の重元素過剰な星は低金属星には現れそうにないのだが、連星の場合は話が変わってくる。金属量の非常に低い連星で、片方の星が赤色巨星（正確には漸近巨星枝＝AGB星）に進化しsプロセスによる重元素を放出すると、それがもう一方の星に降着する可能性がある。この星が現在まで生き残っていれば、低金属なのにsプロセス元素過剰な星も存在するのである。そして、実はこういう星が低金属星の1～2割にも達することがわかっている。幸い、sプロセスを起こすようなAGB星では炭素も大量につくられるため、こういう星は炭素も過剰になる。そのため、炭素過剰星を除くと、sプロセス元素過剰星はほぼ取り除くことができる（ただし、別の理由で炭素過剰となっている星まで取り除くことになるので、その点は注意が必要である）。

3.3 低金属星のサンプルと組成解析

以上述べてきたような低金属量の星は、銀河系ではその多くがハロー構造に見つかっている。ただし、高分解能のスペクトルを精度よく測定できる星は、すばる望遠鏡クラスの大望遠鏡であっても数キロパーセク程度に限られるので、広大な銀河系ハローのなかでは太陽系のわりと近くだけということになる。

また、銀河系に付随する球状星団の星や、銀河系周りの矮小銀河（衛星銀河）の星も観測されるようになってきている。これらについては本田氏の記事を参照されたい。

多くの星の観測データが得られるようになってくると、データベース化の重要性も増す。低金属

星の組成および恒星としての基本情報を収集し、使いやすい形で提供するデータベースとして、SAGAデータベースが整備されている⁹⁾。

星の組成解析についてひとつ付け加えると、測定できるのは基本的に元素レベルの組成であり、同位体の識別、測定は一般に難しい。重元素のなかには多数の同位体をもつものも多く、例えばサマリウム (Sm) には安定同位体が七つもある。複数の同位体をもつ元素の場合、同位体の質量の違いや原子核のもつスピンの違いによってスペクトル線が僅かに分裂する場合がある。この効果を用いると、同位体組成を測定することが可能になる場合もある。ユーロピウム (Eu) はよい例で、安定同位体が二つ (^{151}Eu と ^{153}Eu) しかなく、多くの場合その組成比がだいたい1:1なので、同位体比をかなり精度よく測定することができる¹⁰⁾。ただ、これはあくまで例外的で、太陽系組成とは異なり、星の組成の場合はたいてい元素レベルでしかモデルと比較できない。

4. rプロセスについて何がわかるか

上のようにして得られた、主に銀河系ハロー構造の星の組成の情報からは、rプロセスモデルへの強い制限がいくつか得られている。

4.1 重元素組成比の大きなばらつき

rプロセスでつくられる代表的な元素として、ユーロピウムの組成比 (Eu/Fe) を見てみよう (図4a)。金属量の低い星では、組成比のばらつきが大きく、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ 付近では2桁以上に達することがわかる。これは鉄までの比較的軽い元素の場合と対照的である。例えば、マグネシウム／鉄比 (Mg/Fe) は低金属星では太陽系組成よりやや高い値をとり、いくつかの例外的な星を除くと、その組成比のばらつきは2倍程度の範囲に収まっている。

ちなみに、これまでで最もEu組成が相対的に過剰になっている天体は、SDSS J2357-0052という星で、 $[\text{Eu}/\text{Fe}]$ は+2.0に達する¹¹⁾。Eu組成

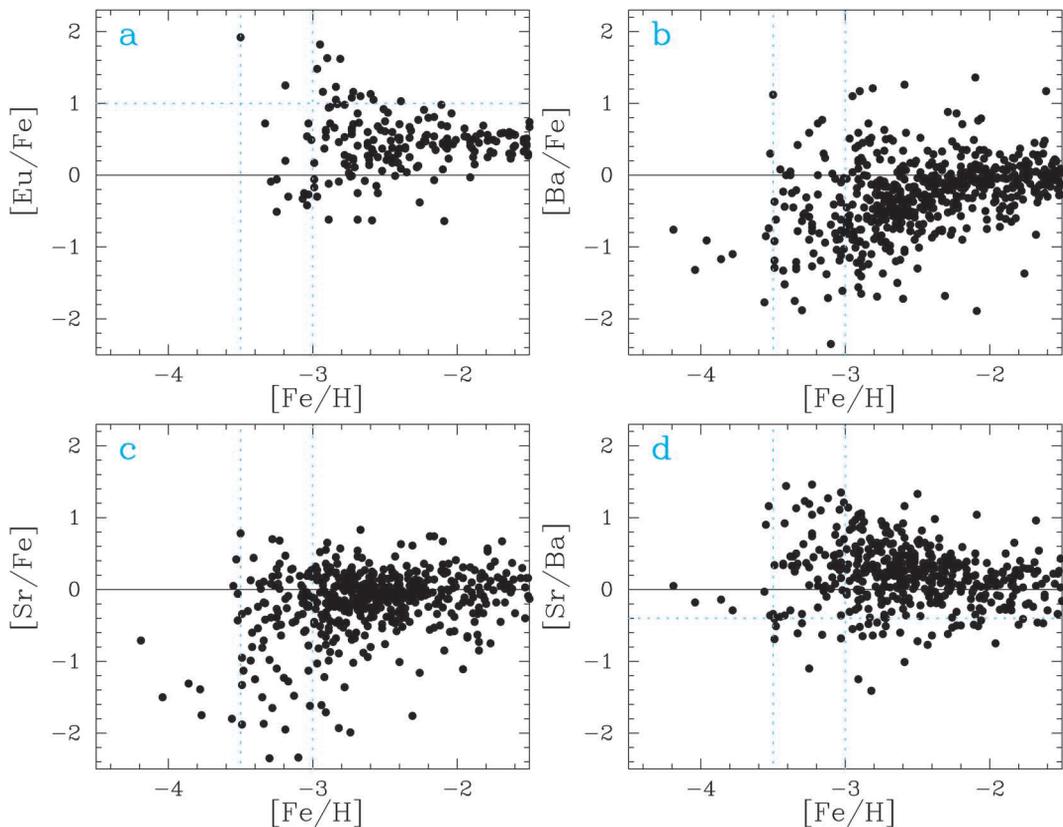


図4 Eu, Ba, Srの組成比. a-cは各元素の鉄に対する組成比で, dはSr/Ba組成比. 鍵となる金属量として, $[\text{Fe}/\text{H}] = -3.0, -3.5$ を縦の点線で示している. aでは, $[\text{Eu}/\text{Fe}] = +1.0$ を横の点線で示しており, これより上にくる天体は極端にrプロセス元素過剰な星として扱っている. dではrプロセスによってつくられると期待される組成比 $[\text{Sr}/\text{Ba}] = -0.4$ を横の点線で示している. データはSAGAデータベース⁹⁾より.

の顕著な過剰を示す星のなかで, 最も金属量の低い星 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -3.5$) であるのも特徴である.

Euの組成比の大きなばらつきから直ちにわかることは, 鉄をつくり出す天体(低金属の段階では主に大質量星が起こす超新星)と鉄より重い元素をつくり出す現象は全く別物であるか, あるいはごく一部の超新星だけがrプロセスを起こすということである. そして, 低金属星が誕生した時代には, 少なくとも銀河系ハロー規模では星間物質が十分混ざっていなかったことになる. すなわち, 初期の大質量星が起こす超新星から鉄などの金属が供給され, 少しずつ金属量の高い星が形成されるなかで, 時折rプロセスを起こす爆発現象

が起こり, その周囲で重元素を供給された星間ガスからEuなどを(相対的に)多量に含む星が誕生してきたと考えられる.

これはrプロセスの起源を考えるうえで重要な制限である. 大質量星の起こす重力崩壊型超新星爆発は一般的にrプロセスの主要なサイトではないのである. この点では, 例えば, 鉄などの放出量が少ない, 大質量星のなかでは比較的質量の小さい星(10太陽質量程度)の起こす超新星爆発はrプロセスのサイト候補として都合がよい¹²⁾. 同じように, バリウム(Ba)の組成比も見てみよう(図4b). Baは強いスペクトル線をもつので, Ba組成の低い星においても測定可能である. 実

際、Euに比べると、 $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ の低い星のデータがあることがわかる。この金属量領域（つまり宇宙初期）では、Baはほぼrプロセス起源であると考えられ、太陽系組成のrプロセス組成比を仮定すると、 $[\text{Eu}/\text{Ba}]$ は0.7程度になるはずである。 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -3$ 以下では $[\text{Eu}/\text{Fe}] = -0.5$ 以下の星は皆無だが、 $[\text{Ba}/\text{Fe}] = -1.2$ 以下の星はざらにある。つまり、金属量の非常に低い星のなかには、検出されていないだけでよりEu組成の低い星が多数あると考えられる。

さて、 $[\text{Ba}/\text{Fe}]$ を見ると、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -3.5$ の星の多くが $[\text{Ba}/\text{Fe}] < 0.0$ であり、Ba過剰の星はほとんどない。rプロセス元素の過剰を示す星は $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ 付近では見られるものの、それより金属量が低い星のなかにはほとんどみつからないのである。これもrプロセスの理解のうえでは重要な情報である。最も金属量の低い星（ $[\text{Fe}/\text{H}] < -3.5$ ）の形成過程は依然として議論のあるところであるが、有力なのは大質量星（数十太陽質量）が起こす重力崩壊型超新星によって金属汚染を受けたガス雲から形成された小質量星、という考え方である。だとすると、こういう大質量星はrプロセスの主要なサイトではないということになる。

一方、興味深いことに、金属量が非常に低い星においても、たいてい少ないながらもBaは存在している。もちろん、データの質や星のタイプによってはBaの吸収線が検出されていない例はいくつもあるが、そのBa組成の上限値は必ずしも低くない。これまでに見つかっている星のなかでは、 $[\text{Ba}/\text{H}] \sim -5$ （つまり、太陽のBa組成の10万分の1）程度の星がある。すなわち、どんな低金属星にも、Baは微量ながら存在しているようなのである。これが本当にrプロセス起源ならば、あらゆる超新星爆発で、僅かながらrプロセスが起こっていると考えてもよいのかもしれない¹³⁾。観測で詰めるべきことは、これらの微量のBaが本当にrプロセスによるものか、確認することで

ある。そのためには、より高精度のスペクトルを取得して、他の元素の組成を測定する必要がある。

4.2 rプロセス元素過剰天体

さて、上でみたように、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ 付近には、Euなどのrプロセス元素が相対的に過剰な天体はいくつも見つかっている。 $[\text{Eu}/\text{Fe}] > +1$ という極端なrプロセス元素過剰を示す天体の割合は、この金属量では5%程度と見積もられている。

こういう星については、多数の重元素の組成を測定することができ、しかもおそらく1回のrプロセスでできる組成を記録していると考えられる、ということは前節で説明したとおりである。こういう星の集中的な観測の結果わかってきたことは、その重元素組成は太陽系の重元素のrプロセス成分の組成パターンに驚くほどよく似ているということである。もう一度図3を見てもらいたい。CS22892-052 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -3.1$)という星の組成パターン¹⁴⁾は、太陽系のrプロセス元素組成パターンをスケールしたものにほぼぴったり重なることがわかる。この星だけが例外なのではなく、同じようなことがほかのrプロセス元素過剰天体でも確認されている。

太陽系の重元素は、太陽系形成までの約90億年におよぶ宇宙の元素合成の結果の積分である。重元素のrプロセス成分だけを取り出したとしても、やはりそこには何回もの爆発的要素合成の結果が反映されているはずである。それが個々の星のパターンと一致するという事は、rプロセスでつくられる元素組成パターンはいつもだいたい同じになるということである。

これはある程度、原子核物理から予測されることではある。例えば、原子番号56から70番くらいの元素（バリウムからイッテルビウム）は、rプロセスでつくられる組成の第2ピークから第3ピーク間の元素であり、いったんrプロセスが起こって重元素合成が組成の第2ピーク（に相当

する中性子の魔法数)を突破すると、つくられる組成パターンはこの範囲ではほとんど同じようなものになる(rプロセスのモデルパラメータにあまりよらない)のである。

しかし、原子番号(もしくは原子核の質量数)を広い範囲で見ると、つくられる組成パターンは爆発の条件にかなり強く依存するはずである。実際、太陽系のrプロセス組成パターンに合わない星の例があることを次の節で紹介するが、話をrプロセス元素過剰天体に限定すると、太陽系のrプロセス元素組成パターンとの一致は、ほぼどの元素でも見られるようである。これはrプロセスの普遍性(Universality)と呼ばれる。

特に注目されるのが、最も重い元素・アクチノイドである。長寿命で測定可能なのはトリウム(Th)とウラン(U)に限られるが、これらの合成はrプロセスのサイトの条件(モデルパラメータ)に強く依存する。モデルからの予測では、例えばアクチノイドとほかのrプロセス元素の組成比(Th/Euなど)は何桁もばらついても不思議ではないとされる¹⁵⁾。ところが、rプロセス元素過剰天体で測定される組成比(例えば、Th/Eu比)

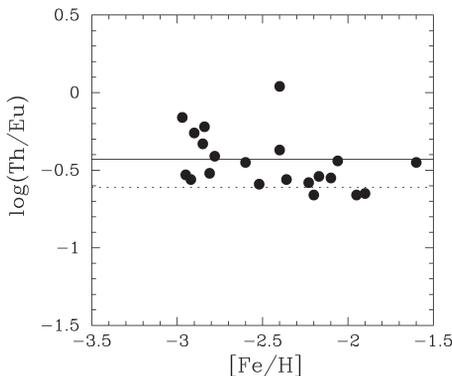


図5 低金属星のTh/Eu組成比。実線は太陽系の組成比。太陽系は誕生後約46億年の間のThの減少を反映しているが、低金属星の年齢を130億年と仮定した場合、Th組成はこれより低くなる。その減少分を考慮したTh/Eu比を点線で示している。データはSAGAデータベース⁹⁾より。

は、あまり大きなばらつきを示さない。図5には組成比Th/Euの分布を示しているが、そのばらつきはせいぜい2倍程度である。

しかもその値は太陽系のTh/Eu組成比($[\text{Th}/\text{Eu}] = 0$)程度である(太陽系のThとEuは、ほぼrプロセス起源といえる)。すなわち、宇宙で起こっているrプロセス(Euやそれよりも重い元素をつくるようなプロセス)は、アクチノイドに至るまでほぼ同じ組成パターンをつくってしまうと考えられるのである。この結果は、重元素の主要な起源となるようなrプロセスは極めて限定的な環境で起こっていることを意味しており、rプロセスのサイトを解明するうえで重要なヒントである¹⁾。

4.3 アクチノイド組成を用いた星の年齢測定と鉛問題

話がアクチノイドに及んだところで、放射性同位体としてのアクチノイドを用いた星の年齢測定の現状を整理しておく。Th(^{232}Th)の半減期は約140億年であり、もしrプロセスでつくられるTh/Eu比が一定になることが保証されるならば、この組成比から星の年齢(より正確にはrプロセスが起こってから経過時間)を求めることができる。低金属星の年齢は宇宙年齢の下限値を与えるものとして注目されていた¹⁶⁾。

図5を見ると、低金属星のTh/Euには僅かながらばらつきがあるように見える。実際、このばらつきは有意であると考えられている¹⁷⁾。このような低金属量の星はいずれも銀河系初期の短期間(10億年程度)で形成されたと考えられている。そうだとすると、もともとつくられたTh/Eu組成比にもばらつきがあったことになる。Th/Eu組成比を星の年齢測定に用いる試みがあったが、個々の星について年齢を推定するのは困難であると現在では考えられている。

一方、U(^{238}U)の半減期は約45億年であり、 ^{232}Th よりも組成の変化が時間に対して敏感である。また、同じアクチノイドどうしであれば、つくられる組成比(つまりU/Th)はrプロセスの環

境によらずにほぼ一定になると予想されている¹⁵⁾。

ある程度信頼できるU組成が測られた低金属星は、これまでのところ2例に限られているが、それらについては星の年齢が約130–140億年という結果になっている^{18), 19)}。今のところ、U/Th組成比は年齢測定に最も有用と考えられている。ただし、可視光域に強いUのスペクトル線がないため測定は困難であり、研究は停滞気味である。背景には、宇宙マイクロ波背景放射の測定から信頼性の高い宇宙年齢が得られたことにより、研究の動機付けが弱まっていることもある。

今後アクチノイド元素組成を用いた年齢測定が生きてくるとすれば、例えば、年齢のわかっていない星のシステム（銀河系のストリーム構造など）を調べるような場合が考えられる。Th組成では個々の星の年齢は決められそうにないが、統計的にはrプロセスでつくられるTh/Eu組成比は太陽系組成（の元になったrプロセスでつくられる値）になると考えてよさそうなので、多数の星で測定を行えば、その星のシステム全体の年齢決定に使える可能性がある。

アクチノイドのような重元素の合成に関しては、もう一つ謎が残っている。それはrプロセス元素過剰天体の鉛組成である。鉛(Pb)はThやUをつくるようなrプロセスで直接合成されるのに加え、ThやUを含めた不安定原子核が α 崩壊することにより、時間の経過とともに増加してくる。上で紹介したU測定に成功した二つの星のPb組成も測定が試みられているが、いずれもその組成はUやTh組成から予測されるよりもずっと低い。

これを説明するモデルも検討されているが、一方でPb組成の測定に系統的な誤差があるという指摘もあり²⁰⁾、観測面でもさらに検討が必要である。

年齢の高い星の場合、鉛の多くは星の誕生後にアクチノイドの α 崩壊によって供給される。以上の鉛組成の問題が解決できれば、アクチノイドと

鉛の組成を用いた年齢測定は格段に信頼性を増すことになるだろう。

4.4 第2のrプロセス？

さて、4.2節で見たように、Euなどの重元素の過剰な星の組成パターンは、どれも太陽系のrプロセス元素組成パターンによく一致することがわかってきた。一方、図4a, bからわかるように、低金属星のなかには、EuやBaの過剰を示さない星のほうが多数を占めている。このような星については、多数の元素の組成を測定することはできないが、いくつかの代表的な元素は調べられている。

その結果わかってきたことは、中性子捕獲でつくられる組成の第1ピークと第2ピークの元素組成比が、星によって大きく異なることである。図4c, bにはそれぞれを代表するSrとBaの組成（[Sr/Fe]と[Ba/Fe]）を示している。Srにも、Baと同じように大きな組成のばらつきが見られる。しかも、この2元素の組成比（[Sr/Ba]）をとってみても、やはり大きなばらつきが見られるのである（図4d）。そのばらつきは、[Fe/H] \sim -3では2桁近くに達する。

そのなかで、上で見たようなrプロセス元素過剰天体は、比較的低いSr/Ba比をもち、その値は太陽系のrプロセス元素組成比にほぼ一致する（[Sr/Ba] = -0.4）。この線より下にはほとんど星が見られない（低金属量で起こるsプロセスでは、非常に低いSr/Ba組成比がつけられる。Sr/Ba比が低い星は、その影響を受けている可能性がある）。一方、Sr/Baがこの線より高い星は多数存在しており、別の原因でSrのような重元素のなかでは比較的軽いものが供給されたと考えることができる。

そこでSr/Ba組成比の高い星の組成パターンを詳しく調べてみるのが重要である。図3にはその一例として、HD 122563という星の組成を示している²¹⁾。この星の重元素組成は、前に見たrプロセス元素過剰天体CS22892-052と比べる

と低く、特にEuあたりでは2桁程度低い。この星は6.2等級と明るい星なので、量が少なくても重元素の組成を測定することができたのである(6.2等級でも、310 nmまでの紫外線高精度スペクトルを得るには、すばる望遠鏡で1時間半もの露出時間を要した)。

この星の組成パターンはたいへん興味深いもので、原子番号40番から70番あたりにかけて組成がダラダラと下がっている。元素合成のモデルによっては原子番号40番を過ぎたところで合成が止まってしまうようなものも考えられるのだが、それではうまく説明できない。このような組成を再現できるのはどのようなプロセスなのか、モデル計算が盛んに行われるようになってきている¹⁾。これは弱rプロセスとも呼ばれる。

一方、これが重元素までつくるrプロセスと全く別物なのではなく、バリエーションの一つというアイデアもある^{22), 23)}。

もう一度Sr/Ba組成比の分布を見ると、金属量([Fe/H])の増加とともにばらつきは小さくなり、Sr/Ba比の値は太陽系組成に近づいてくる。これは、金属量の増大とともに重元素までつくる(普通の)rプロセスの寄与が大きくなり、やがては卓越してくることを意味している。弱rプロセスは金属量の低い銀河初期で特に大きな影響があったといえる。

5. まとめと議論

以上、主に低金属星の観測によって得られるrプロセス、特にそのサイトへの制限について、現状を紹介してきた。その内容は概要に具体的に書いているので繰り返さないが、現在得られている情報だけでも、実はかなり厳しい制限になっていて、これらを満足するようなrプロセスモデルを構築するのはわりと難しいのかもしれない。

とはいえ、観測から得られる情報はまだまだあるはずである。例えば、低金属星においては、鉄族元素と鉄より重い元素の組成には相関が見られ

ないと述べたが、これもあくまで現在の測定精度の範囲内での話である。また、低金属星では鉄より重い元素の組成が低い星が数としては多いが、それらの重い元素は本当にrプロセス起源なのか、確認できていない。これらの疑問に答えるには、観測精度の向上が不可欠であり、今後時間をかけた観測を実行するとともに、将来的にはTMTなどの超大型望遠鏡などでもチャレンジしていく必要があるだろう。

また、rプロセスのサイトを特定するには、低金属星の観測ばかりでなく、より直接的に超新星残骸や「rプロセス新星」(前号の田中氏の記事³⁾を参照)を観測することがもちろん有用であり、そのためにはやはり超大型望遠鏡の大集光力が期待される。

最後に、同位体組成の測定の意義を再度強調しておく。rプロセスのモデルと観測結果の比較においては、観測から元素組成しか測定できないために、モデルで計算された同位体レベルの組成を元素レベルに情報を落として比較していることになる。これを同位体レベルで直接比較できるようになれば、モデルへの制限は格段に高まる。最近、すばる望遠鏡のHDSには、天体のイメージをスライスしてスリットに並べる装置(イメージスライサ)が導入され、非常に高い波長分解能での観測の効率が大きく改善された。こういう装置を使って、あらためて同位体組成の測定の可能性を追求する時期にきている。

謝辞

図2, 3は本田敏志氏に提供いただいた。低金属星の観測においては、本田氏のほか、T. C. Beers, J. E. Norris, S. G. Ryanの各氏と長年にわたって共同研究を行ってきており、ここでもその成果を紹介している。rプロセスの観測研究の方向性は、梶野敏貴氏、G. J. Mathews氏、和南城伸也氏、石丸有里氏、大槻かおり氏との議論によるところが大きい。図の作成に用いた観測データ

はSAGAデータベースからとったものが多い、データベース構築を主導した須田拓馬氏に感謝する。

参考文献

- 1) 和南城伸也, 2014, 天文月報107, 7
- 2) 西村信哉, 滝脇知也, 2014, 天文月報107, 26
- 3) 田中雅臣, 2014, 天文月報107, 19
- 4) 例えば, Lawler J. E., Sneden C., Cowan J. J., Ivans I. I., Den Hartog E. A., 2009, ApJS 182, 51
- 5) Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, ARAA 47, 481
- 6) Käppeler F., Gallino R., Bisterzo S., Aoki W., 2011, Reviews of Modern Physics 83, 157
- 7) Wallerstein G., Vanture A. D., Jenkins E. B., Fuller G. M., 1995, ApJ 449, 688
- 8) González Hernández J. I., Casares J., Rebolo R., et al., 2011, ApJ 738, 95
- 9) Suda T., Katsuta Y., Yamada S., et al., 2008, PASJ 60, 1159
- 10) Aoki W., Honda S., Beers T. C., Sneden C., 2003, ApJ 586, 506
- 11) Aoki W., Beers T. C., Honda S., Carollo D., 2010, ApJL 723, L201
- 12) Ishimaru Y., Wanajo S., Aoki W., Ryan S. G., 2004, ApJ 600, L47
- 13) Roederer I. U., Cowan J. J., Karakas A. I., et al., 2010, ApJ 724, 975
- 14) Sneden C., Cowan J. J., Lawler J. E., et al., 2003, ApJ 591, 936
- 15) Wanajo S., Itoh N., Ishimaru Y., Nozawa S., Beers T. C., 2002, ApJ 577, 853
- 16) Butcher H., 1987, Nature 330, 704
- 17) Honda S., Aoki W., Kajino T., et al., 2004, ApJ 607, 474
- 18) Hill V., Plez B., Cayrel R., et al., 2002, A&A 387, 560
- 19) Frebel A., Christlieb N., Norris J. E., et al., 2007, ApJL 660, L117
- 20) Mashonkina L., Ryabtsev A., Frebel A., 2012, A&A 540, A98
- 21) Honda S., Aoki W., Ishimaru Y., Wanajo S., Ryan S. G., 2006, ApJ 643, 1180
- 22) Boyd R. N., Famiano M. A., Meyer B. S., et al., 2012, ApJL 744, L14
- 23) Aoki W., Suda T., Boyd R. N., Kajino T., Famiano M. A., 2013, ApJL 766, L13

Observational Constraints on r-Process

Wako AOKI

*National Astronomical Observatory of Japan,
2-21-1 Osawa, Mitaka, Tokyo 181-8588, Japan*

Abstract: The r-process is the nucleosynthesis process that has been providing significant amount of elements heavier than iron in the Universe. Observational constraints on the understanding of r-process and its astrophysical sites are reviewed. Recent measurements of chemical abundances in metal-deficient stars revealed large scatter in the abundance ratios in heavy elements. Metal-deficient stars having large excess of heavy elements show abundance patterns of these elements that well agree with the r-process abundance pattern found in solar-system material, while some others show only excesses of less heavy elements with atomic number around 40. These results constrain the explosive events that produce these heavy elements and suggest contributions of the r-process to the early chemical evolution.