

宇宙黎明期の生きた化石： 極超金属欠乏星の遍歴をたどる



小 宮 悠

〈東京大学大学院理学系研究科附属ビッグバン宇宙国際研究センター 〒113-0033 東京都文京区本郷7-3-1〉

e-mail: komiya@resceu.s.u-tokyo.ac.jp

金属欠乏星は、宇宙黎明期にできた星の生き残りであり、宇宙最初の10億年を知るための重要な手掛かりとなります。私たちは、銀河の階層的形成の枠組みを取り入れた化学進化の理論計算により、金属欠乏星の正体を探ってきました。なかでも特に、金属量が太陽の1/100,000以下しかない、極超金属欠乏星（Hyper Metal-Poor star; HMP星）は興味深い天体です。このような特異な組成を作るプロセスの一つとして、全く金属を持たない星（種族III星）への、星間物質の降着による、表面組成の変化が考えられます。銀河形成を考慮した化学進化モデルを用いて、このシナリオを検証した結果、HMP星が、表面組成が変化した種族III星として説明できることがわかりました。

1. 老いたる初期宇宙の星への賛歌

1.1 金属欠乏星と化学進化

プラトンは、四元素と宇宙の形とを、五つの正多面体に対応づけ、幾何学的宇宙論を展開しました¹⁾。すなわち、5種類ある正多面体のうち、正四面体・正八面体・正二十面体・正六面体がそれぞれ、火・空気・水・土に対応しており、残る正十二面体が宇宙の形を表している、とするものです。現代においては、元素の起源と宇宙の構造は、宇宙物理学によって解明が進められています。宇宙の元素進化について得られている最も基本的な知見は、ビッグバン時に生成された元素は水素、ヘリウム、リチウムのみであり、それより重い元素（金属）はすべて、恒星内部での核反応や、超新星爆発といった、天体の活動によって合成されてきた、ということです。

合成された元素は、星間物質中に拡がり、次の世代の星が形成される時に取り込まれるので、歴代の恒星の元素組成を調べることで、元素合成

史を解明していくことができます。天体による元素の形成史（化学進化）の初期段階を知るうえで重要なのが、金属欠乏星です。宇宙の金属量は天体による元素合成で増えてきたので、金属量の少ない星は、化学進化の初期に作られた星の生き残りといえます。現在の宇宙で観測できる金属欠乏星は、長寿命の星＝小質量星だけですが、元素組成の観測により、それらの元素を合成した大・中質量星についても議論できます。幸い、銀河系や、局所銀河群内にいる明るい金属欠乏星であれば、観測的に個々の星の詳しい元素組成を測定することが可能です。彼らは、宇宙最初の10億年を知る貴重な語り部であり、近傍の宇宙に住む「生きた化石」というべき存在なのです。

では具体的には、金属欠乏星の元素組成は、何について語ってくれるのでしょうか。まずは、元素合成プロセスや、元素合成の主要な現場である超新星について知る手段となります。特に非常に金属量の少ない星の組成は、一発（または数発）の超新星での元素合成の結果を反映していると考え

られ、超新星の性質に迫るうえで有用です。しかしそれだけではありません。金属欠乏星は、形成場所である銀河自体が生まれたばかりですから、銀河形成プロセスの影響を受けているはずで、また、金属量などが現在とは異なる環境における、星の形成過程や、生まれる星の質量について、探るための手掛かりにもなります。そして星や超新星と、銀河形成とは互いに影響し合っているはずで、さらに金属欠乏星それ自身の進化も興味深い問題です。このように、金属欠乏星の研究は、銀河形成、星形成、超新星爆発、元素合成、恒星進化といった、さまざまな天体現象の解明につながる可能性をもっている、とも言えますし、一方で、それらを解きほぐしていかなければ理解が難しいとも言えます。こうした研究は、遠方宇宙の観測による初期宇宙の研究と相補的であると言えるでしょう。遠方宇宙では個々の星を観測することはできませんし、形成途上の小さい銀河やその詳しい元素組成を知るのは困難だからです。

私たちは、理論モデルを用いて、金属欠乏星の元素組成を体系的に理解し、それを通じて初期宇宙における天体の姿を解明するための研究を行ってきました。本稿では、そのなかでも特に最も金属量の少ない星についての成果を報告します。

1.2 観測された金属欠乏星：種族II星、EMP星、HMP星

銀河系のハローに存在する星は、円盤の星に比べて金属量が少ないことが知られており、種族IIの星と呼ばれています。種族II星は円盤の星(種族I)より古い星であることがわかっています。

1980年代以降、種族II星の中でも特に金属量

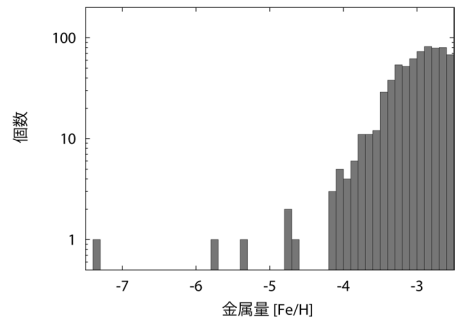


図1 高分散分光観測が行われた金属欠乏星の金属量分布. $[Fe/H] < -4$ の星は極めて少ないことがわかる. 観測サンプルは金属量のより低い星にバイアスがかかっているが、 $[Fe/H] < -3$ では実際のハロー星の分布を反映していると考えられる.

の低い星の探査が進み、金属量が太陽の1/1,000以下しかない星、超金属欠乏星(Extremely Metal-Poor star; EMP星)が次々と発見されてきました²⁾. 多くのEMP星について、すばる望遠鏡などを用いて高分散分光追観測が精力的になされ、詳しい元素組成が明らかになってきています。それらのEMP星の観測データを集約したデータベース、SAGA (Stellar Abundance for Galactic Archeology^{*1)})の開発もなされてきました^{3), 4)}. こうした努力により、個々の星の特徴だけでなく、統計的な性質をもとにEMP星の全体像を議論することも可能になってきています。

これらEMP星の金属量分布を示したのが図1になります。一見して目につく特徴として、 $[Fe/H]^*2 = -4$ 以上には連続的に星が分布しているのに対し、それより低い金属量では分布は落ち込み、星の数が少ないことがわかります。しかし全く無いわけではなく、 $[Fe/H] < -4.5$ にも6個の星が観測されています⁵⁾⁻¹⁰⁾. これら、最も金属

*1 本稿のグラフにある観測データは、主にこのSAGAデータベースから取得したものである。SAGAデータベースについては、本誌の来月号に須田氏による紹介記事が掲載される予定なので、ご覧になられたい。

*2 元素の組成は、元素AとBの数密度比の常用対数を太陽組成で規格化した値、 $[A/B] = \log(n_A/n_B)/(n_A/n_B)_\odot$ で表される。金属量の指標としては通常、鉄組成 $[Fe/H]$ を用いる。例えば $[Fe/H] = -3$ の星は、金属量が太陽の1/1,000の星である。

量の少ない星は、極超金属欠乏星 (Hyper Metal-Poor Star; HMP 星^{*3}) と呼ばれています。なかでも最も金属量の少ない星、SMSS J031300.36-670839.3⁹⁾ に至っては、鉄の量は太陽のわずか1千万分の一以下です。ただし、この星を含め $[\text{Fe}/\text{H}] < -4.5$ の星6個のうち5個は、炭素過剰星であり、その他のいくつかの元素組成も、鉄に対して過剰であることが観測されています。金属元素全体の量でいえば、 $[\text{Fe}/\text{H}] = -4.99$ で炭素過剰のない星、SDSS J102915+172927⁸⁾ が最小ということになります。

1.3 種族III星はどこに？

ここまでくると、金属量ゼロの星はないのか、という疑問が出てきます。理論的には、宇宙で最初に生まれた星は金属を全く含まなかったはずであり、種族III星という名前が付けられています。しかし、これまでの観測では、表面金属量がゼロの星は発見されていません^{2), 11)}。なぜでしょう。理由としては、以下の三つの可能性が考えられます。

- ・種族III星はすべて、寿命の短い大質量星ばかりであったため、生き残っていない。
- ・種族III星は生き残っているのだが、これまで金属欠乏星探査が行われた範囲には分布していない。
- ・種族III星の生き残りは、現在までの間に表面組成が変わり、金属量がゼロではなくなっている。

一つ目の可能性に関しては、初代星形成シミュレーションによる研究が精力的になされてきました。少し以前は、初代星は全て大質量星だったとする説が有力でしたが、近年では小質量星も形成されたとする論文も多くあり、いまだに結論は出ていません¹²⁾。二つ目の可能性については、理論研究では、種族III星も種族II星と同様に、恒星系ハロー全体に広く分布するだろうとの結果が

得られています^{13), 14)}。恒星系ハローが、多数の原始銀河の合体により形成されたのであれば、種族III星を特定の場所のみに分布させるのは難しく、太陽近傍にもいるだろうと考えられます。

私たちは、種族III星にも小質量星があった場合を考え、三つ目の可能性について検討してみました。

星形成後の恒星組成の変化には、恒星自体の進化による内部からの変化と、外的要因による変化とがあります。しかし、いま問題にしているのは小質量星なので、内部で鉄を作ることはないと考えられます。一方、外的要因としては、星間ガスの降着による表面汚染が考えられます。表面汚染は種族I星では無視できますが、元々の金属量が極めて少ない場合、影響は相対的に大きく現れます。特に種族III星の場合、元々の金属が全くないので、少しでも星間物質が降り積もると表面金属量は変化します。この可能性は以前から、Iben¹⁵⁾ や吉井¹⁶⁾ らによって指摘されてきました。

このシナリオの場合、すでに観測されている星の中に、汚染を受けた種族III星があることとなります。表面汚染を受けた種族III星の候補としては、当然、最も金属量の少ない星、すなわちHMP星が考えられます^{17), 18)}。

表面汚染シナリオはHMP星の観測と合致するのでしょうか。2章では、それを研究するための道具立てを紹介していきます。

2. 化学進化の冴えたやりかた

「生きた化石」とよばれるシーラカンスは、現在は深海で見つっていますが、古生代には川や浅い海に住んでいたと考えられています。金属欠乏星も、現在は銀河系ハローに住んでいますが、初期宇宙での生息環境は異なっていました。金属欠乏星の化学進化を考える場合には、より金属量

^{*3} $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ の星を HMP 星、 $-5 < [\text{Fe}/\text{H}] < -4$ を Ultra Metal-Poor star (UMP 星) と呼ぶ場合が多いが、本稿では煩雑さを避けるため、まとめて HMP 星と呼称する。

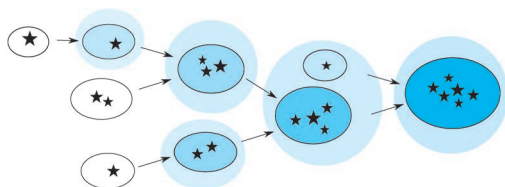


図2 階層的な銀河進化モデルのイメージ。色は金属量。多数の原始矮小銀河の中で星形成が進む。金属量はゼロから始まって、超新星が金属を供給することで増えていく。金属の一部は銀河外にも放出され、ほかの銀河にも影響する。

の多い場合とは異なり、住み処である銀河の形成過程も考慮に入れる必要があります。

銀河形成の枠組みとしては、 Λ Cold Dark-Matter (ACDM) 宇宙モデルに基づく、階層的銀河形成の理論が広く受け入れられています¹⁹⁾。ACDM宇宙では、ダークマターの密度揺らぎが自己重力により収縮してダークハローを形成し、その中に落ち込んだガスが放射冷却により収縮して、星を作っていきます。ダークマターの密度揺らぎは、より質量スケールの小さい揺らぎのほうが、密度超過の大きい領域が多数存在することから、最初は小質量のダークハローの中で小規模な銀河が形成され、それらが合体成長して、より大質量の銀河へ進化してきたと考えられます。

宇宙黎明期の小規模な銀河を、原始矮小銀河と呼ぶことにしましょう。近傍宇宙の金属欠乏星も、かつては原始矮小銀河で生まれた星であり、原始矮小銀河が合体してくることで、現在の銀河系の恒星ハローに分布するようになったと考えられます。

銀河形成の出発点、宇宙最初の星形成が起きたハローの質量は、ダークマターでおよそ $10^6 M_{\odot}$ (太陽質量)、バリオン質量で $10^5 M_{\odot}$ ほどであっ

たことが、理論計算や宇宙論的シミュレーションにより示されています^{20), 21)}。この銀河の小ささは、化学進化にもさまざまな影響を与えます。例えば、 $10^6 M_{\odot}$ の原始矮小銀河では、最初の一発の超新星が作る鉄だけでも、金属量が $[\text{Fe}/\text{H}] = -4$ 以上にまで増加します^{*4)}。ですから、1回の超新星ごとに組成は大きく変化し、また原始矮小銀河ごとに組成は異なっていたと考えられます。一方、重力結合エネルギーは超新星爆発のエネルギーと同程度でしかないので、超新星爆発による原始矮小銀河からのガスの放出も、通常の銀河より強く働きます。

金属欠乏星の観測を初期宇宙と結び付けるためには、原始矮小銀河だけを再現するのではなく、それらの現在の銀河系に至るまでの進化も考えなければなりません。また上記のように、形成後の組成の変化も考える必要があります。加えて、金属欠乏星の中には、連星による質量輸送を受けて表面組成が変化したと考えられる星も多数あります^{22), 23)}。金属欠乏星中の連星系の割合は明らかにはなっていませんが、種族I星の場合より低くはないと考えられています²⁴⁾。

まとめると、原始矮小銀河から銀河系に至る銀河の階層的形成の影響を考慮したうえで、星や超新星は1個ずつ、星や連星系の進化を考慮して扱う必要があることとなります。しかし、古典的な化学進化の計算では、銀河は一樣としてあつかい、元素組成もさまざまな超新星の作る元素の平均で計算されてきました。また、銀河形成の流体シミュレーションに化学進化を取り込んだ計算もありますが、こうした計算では個々の星や超新星までは分解することはできません。

そこで私たちは、ダークハローの合体史を考え、その中で個々の星を扱って化学進化を追う、

*4) 一発の超新星が作る鉄 $Y_{\text{Fe}}=0.07 M_{\odot}$ を、質量 $M_h=10^6 M_{\odot}$ のハローにある M_h (Ω_b/Ω_m) のガスで混ぜたとすると、金属量は $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(Y_{\text{Fe}}/(\Omega_b/\Omega_m)X_{\text{H},0}) - \log(X_{\text{Fe}}/X_{\text{H}})_{\odot} \simeq -3.6$ になる。ここで $X_{\text{H},0}$ はビッグバン元素合成による水素組成 (=0.75), $(X_{\text{Fe}}/X_{\text{H}})_{\odot}$ は太陽の鉄：水素比 (=0.0017)。 Ω_b, Ω_m は宇宙のバリオン密度、および物質密度の臨界密度との比で、 $\Omega_b=0.049; \Omega_m=0.31$ 程度。

階層的な化学進化モデルを構築しました^{25), 26)} (図2).

ダークハローの合体史は、extended Press-Schechter理論を用いて構築できることが知られています^{27), 28)}. この手法で構築したダークハローの合体史の中で、化学進化を計算していきます. モデルの中で星は1個ずつ作ってやり、個々の星の質量は初期質量関数に従ってランダムに決めていき、連星も作られるとします. EMP星の初期質量関数については、私たちの以前の研究において、中質量星からの連星質量輸送を受けた炭素星の統計に基づく制限から、種族I星と異なり大質量星の多い分布であると推定されており、この結果を用いました^{22), 29), 30)}. 超新星によるガスの放出量などは、ダークハローの質量によって変化するとして扱っています*5.

このようにして構築したモデルでは、前述のように一発の超新星で金属量は $[Fe/H] > -4$ まで上がるため、第2世代以降の星はほとんど $[Fe/H] > -4$ に分布します. 図1で見た金属量分布の $[Fe/H] \geq -4$ の部分については、自然に再現することができ、計算結果は図3の青線のようになります.

多くの原始矮小銀河の中では種族III星ができるので、種族III星に小質量星もあったとすれば、図3の左端に示されるように、多数の種族III星が現在の銀河系ハローにもいることが予想されます. ただし、すべての原始矮小銀河で種族III星ができるわけではありません. 超新星による原始矮小銀河からのガスや金属の放出を受けて、始めから少量の金属をもって生まれる原始矮小銀河もあるからです. こうした原始矮小銀河の初期組成はさまざまですが、その一部では、放出されたガスが銀河間空間に拡がる間に金属量が希釈されるため、HMP星を作る場合もあります.

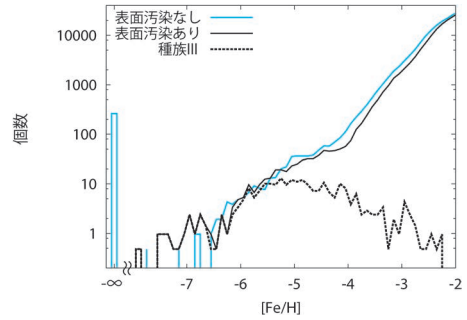


図3 モデル計算による巨星の金属量分布. 青線は表面汚染がない場合で、 $-\infty$ にあるのが種族III星. 黒線は表面汚染を受けた後の分布. 破線が、表面汚染を受けた種族III星で、 $[Fe/H] = -8$ から -2 にまで分布する. 表面組成で $[Fe/H] < -5$ の星は、大半が種族III星である.

3. 星間ガス天より^お墜ち

3.1 種族III星への表面汚染とHMP星

この階層的化学進化モデルを用いて、モデルの中で生まれた個々の小質量種族III星について、星間ガスの降着量を計算し、表面組成変化を追ってみました. 降着率の計算には、星間ガスの降着によく使われるBondi降着のモデルを用いました³²⁾. このモデルでは、星質量とガスの密度、そして星とガスの相対速度と音速によって降着率が決まります. 特に速度依存性が強く、速い場合には降着率が低くなります.

降着率、および降着してくる星間ガスの金属量の変化を示したのが、図4になります. この計算から、表面汚染は、初期宇宙の原始矮小銀河中で集中的に起きていたことがわかりました^{31), 33)}. 降着率が高いのは最初の1億年から数億年程で、降着率はおよそ $10^{-10} M_{\odot}/\text{yr}$ に達します. この時期のガスの金属量は $[Fe/H] = -4$ から -3 ほどです. 現在の銀河系ハローにおいては、星は 200 km/s ほどの高速度で運動していますが、原

*5 モデルの詳細は、文献26, 33の論文をご覧ください. 初期質量関数には対数正規分布を用い、質量の中央値はEMP星で $10 M_{\odot}$ 、種族III星で $25 M_{\odot}$ としている. 本稿で議論する種族III星への表面汚染量などは、初期質量関数やガス放出のモデルの詳細にはあまり依存しない.

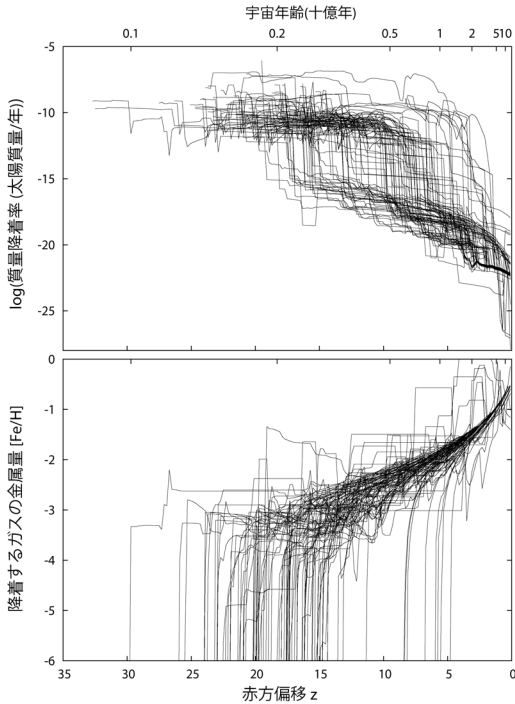


図4 階層的化学進化モデルで計算した、種族III星へのガス降着率(上図)と、降着してくるガスの金属量 [Fe/H] (下図)の進化。横軸は赤方偏移(下軸)または宇宙年齢(上軸)。表面汚染に主に効くのは、種族III星形成直後の1億年ほどで、ガスの金属量は [Fe/H] = -3程度。それ以降は銀河の合体により降着率が下がっていく。

始矮小銀河中では速度はずっと遅かったため、高い降着率が可能だったのです。銀河系のような、より成長した銀河では、ガスの金属量は高くなっていきますが、それ以上に降着率が低下するため、表面汚染への効果は弱くなっていきます。典型的な種族III星の場合、最終的な降着量は、ガス質量で $10^{-2} M_{\odot}$ 、鉄の量で $10^{-8.5} M_{\odot}$ 程度になります。降着してきた物質は、種族III星の表面对流層の中で混ぜられます。観測されているEMP星の多くは巨星であり、 $0.2 M_{\odot}$ の対流層をもつとすると³⁴⁾、表面組成はおよそ [Fe/H] = -5になります。

降着を受けた種族III星の、現在の表面組成の

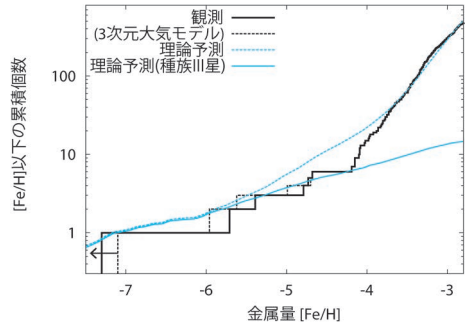


図5 表面汚染を受けた種族III星の金属量の分布を累積個数分布で描いた(青)。点線は、その他の星を含めた分布。黒の折れ線は、観測されたEMP星の個数。点線は、3次元大気モデルによる観測結果への補正。[Fe/H] < -7.1の星を含め、HMP星の組成分布は種族III星への表面汚染で説明できる。

分布を示したものが、図3の黒破線になります。降着量には星ごとに大きな違いがあり、種族III星の表面金属量の分布をみると、[Fe/H] = -7を下回るものから、[Fe/H] = -3以上まで、およそ5桁にもわたるなだらかな分布をしています。この組成の違いは、銀河の合体史の違いなどに依存しています。原始矮小銀河が、早い段階でより大きな銀河と合体した場合、降着量は下がりますが、一方で、他の銀河に落ちることなく化学進化を続けていった場合、種族III星へのガス降着は続き、高い金属量が実現されます。

このような分布は観測と一致するでしょうか。図5をご覧ください。HMP星の数は少ないので、累積個数分布により表面金属量の分布を比較してみました。私たちのモデルが予測する種族III星の金属量分布は、HMP星の分布とよく一致することがわかります。特に、[Fe/H] < -5に分布している星は、その多くが種族III星です。これは、[Fe/H] < -5の星が、表面汚染を受けた種族III星と解釈できることを示しています。そうだとすれば、われわれはすでに種族III星の生き残りを目にしている、ということになります。一方、 $-5 < [Fe/H] < -4$ では、原始矮小銀河からのガ

ス流出を受けて低い金属量となった星など、種族 III ではない星のほうが多数となっています。

前述のように、HMP 星には炭素過剰な星が多いですが、これは連星の寄与で説明できると考えられます。種族 III の中・小質量星では、進化が進むと炭素が合成され、表面にまでくみ上げられることがわかっています。HMP 星が中質量星との連星であれば、恒星風による質量輸送で、伴星のほうも炭素過剰となることができるとは考えられます¹⁸⁾。

3.2 rプロセス元素の場合

ここで少し種族 III 星から離れて、他の星において表面汚染の影響がないか見てみましょう。

EMP 星における r プロセス元素の組成分布に着目してみます。r プロセス元素とは、速い中性子捕獲過程により合成された鉄より重い元素です。鉄より重い元素の合成過程にはもう一つ、中質量星で起きる s プロセスがありますが、EMP 星の場合は、まだ中質量星が進化する前の初期宇宙で生まれた星なので、s プロセスの影響は無視できると考えられます*6。金属欠乏星では、r プロセスで合成される元素のうちバリウム (Ba) が最も観測されやすいので、Ba を代表例として話を進めます。

金属欠乏星の r プロセス元素組成には、大きなばらつきが見られることから、r プロセス元素を供給する現象は、鉄を作る超新星よりも発生頻度の低い、希な現象であったと考えられています³⁵⁾。r プロセス元素の供給源となった天体が何なのかについては、超新星のうちの一部であるとする説と、中性子星連星の合体であるとする説の二つがあり、いまでも決着はついていません。ただ、多くの一般的な超新星においては、r プロセス元素を作るのは難しいだろうと考えられています。

r プロセスの供給が希な現象だとすると、Ba を

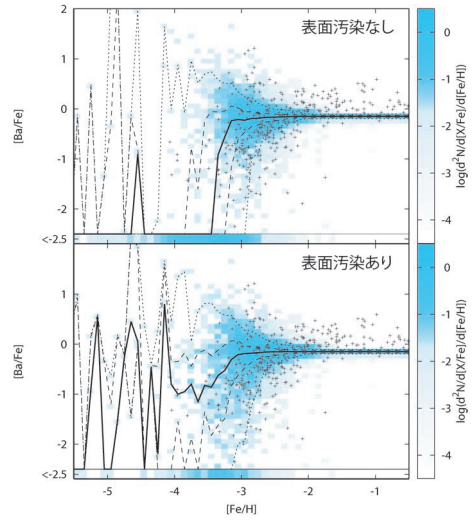


図6 バリウム組成 $[Ba/Fe]$ と金属量 $[Fe/H]$ の分布。“+”が観測された金属欠乏星組成、背景の色がモデルの予測。下縁の < -2.5 の帯の部分の色がBaをもたない星 ($[Ba/Fe] < -2.5$) の数を表す。実線は、モデル予測の中央値で、破線、点線はそれぞれ50%、90%の星が分布する範囲。rプロセスの供給源は、超新星爆発のうち元の星質量が $9-10 M_{\odot}$ の場合としている。表面汚染を考えない場合 (上図)、rプロセスを持たない星 ($[Ba/Fe] = -\infty$) が多数生まれ、 $[Fe/H] < -3$ では約4割を占める。表面汚染を考えると (下図)、これらの星の表面組成が $[Ba/H] = -5$ 程度に変わる。 $[Fe/H] > -2$ で観測された星の $[Ba/Fe]$ が予測より高いのは、モデルで考慮されていないsプロセスの寄与。

全くもたない星も数多く存在することが予想されます。私たちの計算では、図6上に示したように、EMP 星の4割ほどが r プロセス元素をもたないと予想されます。しかし、観測データをみると、実際にはそうした星は少ないようなのです。Ba の検出限界は、巨星であれば $[Ba/H] = -5$ から -6 程度です。Roederer は金属欠乏星の観測文献を調査した結果、Ba をもたないといえる星がほとんどないことを指摘しました³⁶⁾。私たちが

*6 ただしEMP 星であっても、中質量星との連星で、連星質量輸送を受けた星では、s プロセスの寄与が見られる。その他の星の場合、およそ $[Fe/H] > -2.3$ でs プロセスの寄与が表れ、種族 I 星の Ba は主に s プロセス起源である。

2014年に、SAGAデータベース中の、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ の巨星で、分解能20,000以上の高分散分光観測データがある星について調べた結果、216天体中184個ではBaが検出されており、上限しかついでいない天体は4個だけでした²⁷⁾。*7 (残り26天体については、論文中にBaについて記述がなく、検出可能かどうか不明)。より新しいデータも加え、有効温度5,000度以下の星に限った場合には、101個の星のうち、97個でBaが検出されています。

一方で、金属欠乏星の平均的なBa/Fe比は太陽より低く、 $[\text{Ba}/\text{H}] = -5$ 程度の星はめずらしくありません。金属量分布において、鉄を全くもたない星はないが、HMP星はある、という状況と似ています。しかも、金属量分布の場合、種族IIIでは小質量星ができなかった、という可能性もありますが、rプロセス元素の場合の $[\text{Ba}/\text{H}] = -5$ の星たちは、金属量では $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ 程度あり、小質量星形成は可能だったはずです。ということは、表面汚染があったか、もしくは通常の超新星も実はみな微量のrプロセス元素を生成したか、のどちらかだろうと考えられます。

実際に、表面汚染を考慮してBa組成分布を計算すると、図6下のように観測を再現することができます²⁶⁾。前節の計算で種族III星が $[\text{Fe}/\text{H}] = -5$ 前後にくると同じ機構で、Baをもたずに生まれた星たちは、典型的には $[\text{Ba}/\text{H}] = -5$ 程度に変わります。ただし、前述のように星間物質の降着量には数桁にわたるばらつきがあり、またBaの場合は降着してくるガスのBa組成にもばらつきがあるので、汚染後もEMP星の数パーセントはBaの検出限界以下に残ります。

表面汚染が観測を説明できることはわかりましたが、しかしこれだけでは、もう一つのシナリオ、通常の超新星でも微量のrプロセス元素を生

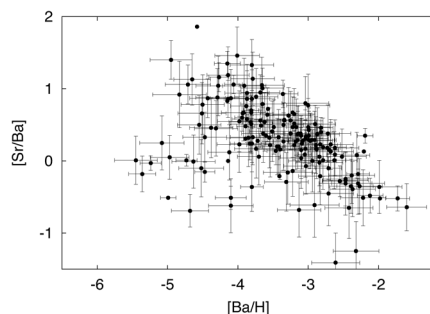


図7 観測されたEMP星の、バリウム組成 $[\text{Ba}/\text{H}]$ と、ストロンチウム：バリウムの相対組成 $[\text{Sr}/\text{Ba}]$ の分布。 $[\text{Ba}/\text{H}] = -4$ 付近では、多くの星でSrの超過が見られるが、最もBaが少ない $[\text{Ba}/\text{H}] \leq -5$ の星たちでは、 $[\text{Sr}/\text{Ba}] \sim 0$ 程度が多い。これらの星は、rプロセス元素をもたずに生まれ、表面汚染を受けた星と考えられる。

成した、という可能性も否定できません。

ここで、rプロセス元素の中で、より重い元素とより軽い元素の比に注目してみましょう。金属欠乏星では星によって、rプロセスで作られる元素のうち原子番号56未満の元素（ストロンチウムSrなど）と、それより重い元素（Baなど）の比率に、ばらつきがあることが知られています。図7は、SAGAデータベースにある $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ の巨星について、 $[\text{Sr}/\text{Ba}]$ と $[\text{Ba}/\text{H}]$ の値を示したものです。 $[\text{Ba}/\text{H}] \geq -4$ の範囲では、Baの少ない星ほどSr/Ba比が高い傾向が見られる一方で、最もBa組成の少ない、 $[\text{Ba}/\text{H}] = -5$ 付近においては $[\text{Sr}/\text{Ba}] = 0$ 程度の星が多い、という特徴が見られます。

表面汚染シナリオの場合、 $[\text{Ba}/\text{H}] = -5$ 付近の星のrプロセス組成は、星間ガス降着によるものです。降着してくるガスは、星形成時よりやや化学進化が進み組成が平均化されたガスで、Sr/Ba比は典型的には $[\text{Sr}/\text{Ba}] = 0$ 程度になります。一部の星は、 $[\text{Sr}/\text{Ba}]$ が高いガスの降着により、

*7 表面温度が高い星では、吸収線の検出が難しくなり、検出できない例も多い。分解能のより低い観測では当然、検出できない場合が多くなる。また、炭素過剰星は、連星質量輸送によるsプロセスの寄与を受けている可能性が高いので、サンプルから除外した。

[Sr/Ba] が高くなっていると予想されますが、そうした星ではBa組成がさらに低く、検出限界以下にいると考えられます。

一方、もう一つのシナリオ、多くの超新星からの微量のrプロセス元素があったとする場合には、rプロセス元素の生成量が中間的な超新星でだけSr/Baが高く、rプロセスが多い場合と少ない場合にはSr/Baが低い、ということを説明しなければなりません。表面汚染による影響と考えるのが、より自然な解釈と思われる。

4. 故郷から 100 kpc

話を種族III星に戻します。3.1節での議論から、もし小質量の種族III星が存在したとすれば、それらは原始矮小銀河の中で表面汚染を受けてHMP星として観測されることが予想されます。しかしこれは必ずしも、HMP星が種族III星であることを意味しません。原始矮小銀河から放出されたガスが希釈されたことで生まれたHMP星もあるかもしれません。また、HMP星の元素組成については、鉄の放出量が極めて少ない超新星があったのではないかという説も有力視されています^{37), 38)}。種族III星に小質量星があったのかどうか、明確な結論を得るには、やはり表面組成変化を被っていない星を見つけたいところです。

そうした、表面汚染を受けていない、純粋な種族III星は存在するのでしょうか。

表面組成変化を受けない場合として、考えられるのは、原始矮小銀河の外に飛び出した星です。原始矮小銀河は質量が小さいので、脱出速度は20 km/s程度と、銀河系などよりずっと小さな値になります。星団の中では、三つ（以上）の星の重力相互作用により、そのうち一つ（以上）の星がはじき出される場合があります。また、連星系の一方の星が超新星爆発を起こし、連星系の総質量が半分以下になった場合、伴星は主星の重力から解放され飛んでいきます。銀河系の若い星の中にも、暴走星（runaway star）と呼ばれる、星団

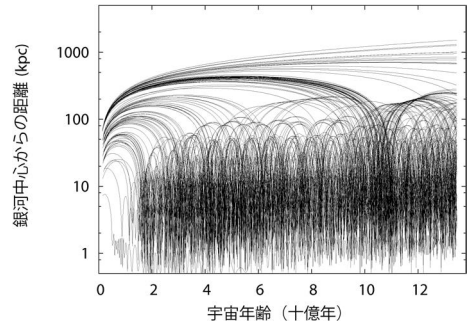


図8 原始矮小銀河から飛び出した種族III星たちの、その後の運動。連星の主星が超新星となって放出される場合を考えた。大半の星は、銀河系ハローの重力に捕らえられ、現在は100 kpc前後の距離に分布する。一部の星はそのまま飛んでいき、数Mpcにまで達する。

から飛び出した星があることが知られていますが、種族III星の場合はそのままダークハローからも飛び出し、銀河間空間に出ていくと考えられます³⁹⁾。

原始矮小銀河の外に飛び出した星は、その後どうなるのでしょうか。図8に示したように、そのまま現在まで飛び続ければ、銀河系から1 Mpc付近まで到達します。一方、多くの星は銀河系の重力を受けて戻ってきます。その場合には、銀河系のダークマターハローのサイズより近い程度、およそ100 kpc付近に分布していると考えられます。これまで行われてきた金属欠乏星探査の対象は、銀河系恒星ハローのうち比較的太陽近傍に限られていましたので、こうした星が今まで観測されなかったことは、不思議ではありません。

しかし今後、すばる望遠鏡のPrime Focus SpectrographやThirty Meter Telescopeといった、より深く広い分光探査を可能にする観測装置の開発が進めば、将来的にはこうした遠い星の観測も視野に入ってくるのが期待されます。また、銀河系ハロー内の星については今後、Gaia衛星により運動学的な情報が詳しくわかってくるはずで、初代星や銀河の始まりの姿が本格的に明らかになってくるのは、これからといえるでしょう。

謝 辞

本稿の内容は、学生時代から指導いただいた藤本正行氏、および須田拓馬氏との共同研究の成果であり、両氏に感謝いたします。階層的銀河形成モデルについては、羽部朝男氏に助言をいただきました。また本稿で示した観測データはSAGAデータベースを用いて得たものであり、SAGA開発チームの皆様にご感謝いたします。最後に、本稿の執筆を勧めてくださった、青木和光氏、町田正博氏に感謝いたします。

参考文献

- 1) プラトン (種山恭子訳), 1975, プラトン全集 (12) ティマイオス・クリティアス (岩波書店)
- 2) Beers T. C., Christlieb N., 2005, ARA&A 43, 531
- 3) Suda T., et al., 2008, PASJ 60, 1159
- 4) Suda T., et al., 2011, MNRAS 412, 843
- 5) Christlieb N., et al., 2002, Nature 419, 904
- 6) Frebel A., et al., 2005, Nature 434, 871
- 7) Norris J. E., et al., 2007, ApJ 670, 774
- 8) Caffau E., et al., 2011, Nature 477, 67
- 9) Keller S. C., et al., 2014, Nature 506, 463
- 10) Hansen T., et al., 2014, ApJ 787, 162
- 11) Bond H. E., 1981, ApJ 248, 606
- 12) Bromm V., 2013, Reports on Progress in Physics 76, k2901
- 13) Brook C. B., et al., 2007, ApJ 661, 10
- 14) Gao L., et al., 2010, MNRAS 403, 1283
- 15) Iben I. Jr., 1983, Mem. S. A. It. 54, 321
- 16) Yoshii Y., 1981, A&A 97, 280
- 17) Shigeyama T., et al., 2003, ApJ 586, L57
- 18) Suda T., et al., 2004, ApJ 611, 476
- 19) Peacock J. A., 1999, Cosmological Physics (Cambridge Univ. Press)
- 20) Tegmark M., et al., 1997, ApJ 474, 1
- 21) Yoshida N., et al., 2003, ApJ 592, 645
- 22) Komiya Y., et al., 2007, ApJ 658, 367
- 23) Lucatello S., et al., 2005, ApJ 625, 825
- 24) Aoki W., et al., 2015, AJ 149, 39
- 25) Komiya Y., et al., 2009, ApJ 696, L79
- 26) Komiya Y., et al., 2014, ApJ 783, 132
- 27) Lacey C., Cole S., 1993, MNRAS 262, 627
- 28) Somerville R. S., Kolatt T. S., 1999, MNRAS 305, 1
- 29) Komiya Y., et al., 2009, ApJ 694, 1577
- 30) Suda T., et al., 2013, MNRAS 432, L46
- 31) Komiya Y., et al., 2010, ApJ 717, 542
- 32) Bondi H., 1952, MNRAS 112, 195
- 33) Komiya Y., et al., 2015, ApJL accepted (arXiv: 1507.01664)
- 34) Fujimoto M. Y., et al., 1995, ApJ 444, 175
- 35) 和南城伸也, 田中雅臣, 西村信哉, 滝脇知也, 青木和光, 本田敏志, 石丸友里, 2014, 天文月報2014年1, 2月号: rプロセス特集 (日本天文学会)
- 36) Roederer I. U., 2014, AJ 145, 26
- 37) Umeda H., Nomoto K., 2003, Nature 422, 871
- 38) Iwamoto N., et al., 2005, Science 309, 451
- 39) Komiya Y., et al., 2014, Mem. S. A. It. 85, 531

Hyper Metal-Poor Stars: Stellar Relics from the First Star Era

Yutaka KOMIYA

Research Center for the Early Universe, University of Tokyo, 7-3-1 Hongo, Bunkyo-ku, Tokyo 113-0033, Japan

Abstract: Extremely metal-poor stars are stellar relics from the early universe, and probes to the first billion years of the universe. We have investigated the evolution of metal-poor stars and the chemical evolution of the Milky Way. In this paper, we focus on the most iron-deficient object with $[\text{Fe}/\text{H}] < -5$, referred to as hyper metal-poor (HMP) stars. We trace the change of surface abundance of metal-free (population III) stars by accretion of interstellar matter, and show that the surface pollution on the population III stars can account for the surface iron abundance of HMP stars.