

金属欠乏星で探る初期宇宙の星形成史

須田 拓馬

〈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: suda@resceu.s.u.-tokyo.ac.jp



初期宇宙の進化、銀河の成り立ちを知る手段として金属欠乏星が重要な手がかりを与えてくれる。金属欠乏星とは、宇宙初期に誕生したと考えられている主に鉄組成の少ない星である。このような星は世代交代をあまり経ていない星、すなわち宇宙最初の星または数世代後の星であり、ビッグバンから数億年以内の宇宙の情報を保持していると考えられる。近年の理論と観測の発展によって、金属欠乏星の起源について幅広く論じられるとともに、恒星の進化を手がかりに銀河系の形成過程に迫る研究も行われている。本稿では、恒星進化の理論モデルから予測される炭素過剰星の形成過程を通じて、宇宙初期に誕生した星の痕跡を探る筆者の研究について紹介する。

1. 宇宙最初の星の発見を目指して

天文学における重要な興味の一つは、宇宙がどのように進化(=時間変化)してきたかを理解することである。われわれ人類がどこから来てどこへ行くのか、という問いを突き詰めていったときにたどりつく一つの疑問は、われわれの住む宇宙の歴史はどうなっているのか、ということである。宇宙の過去を直接見るには遠くの宇宙を観測するのが最も単純な方法である。すなわち、130億光年離れた宇宙を見ることは、130億年前の宇宙を見ることに相当する(厳密には光がどう進むかで異なるが)。もう一つの方法は近傍の宇宙、例えば銀河系内に宇宙最古の天体を発見し、そこから情報を引き出すことによって宇宙の過去の姿を推測するという方法である。この考え方は「近傍宇宙論」とも呼ばれ、この十数年間で急速に発展を遂げてきた分野である。本稿では後者について筆者の研究を紹介する。

さて、近くの宇宙を観測して初期宇宙の情報を得るには、寿命の長い古い星を詳しく調べるこ

が必要である。恒星は内部での核融合反応によって元素を作り、超新星爆発や質量放出によって宇宙空間に還元する。宇宙誕生時はビッグバンで作られる元素、すなわち水素、ヘリウム、リチウムのみであるので、それよりも重い元素はすべて星起源である。したがって、理論的には宇宙で最初に誕生した星はこれらの元素のみを含んだ星であり、炭素よりも重い元素(重元素あるいは金属と呼ぶ)を含まない星ということになる。また、宇宙誕生時から現在まで生き残る星というのは太陽の約0.8倍以下の質量をもつ軽い星に限られる。では、宇宙で最初に誕生した星、初代星は、果たして生き残っているのか? また発見は可能なのか?

現時点では、確実に初代星と呼べるような天体はまだ発見されていない。しかし、その候補、あるいは、その次世代の星とも言える金属量^{*1}の非常に小さい星は少ないながらも発見されている。近傍宇宙論で研究対象となる星はこのような金属欠乏星であり、その大規模な探査は1970年代以来、現在も行われている¹⁾⁻³⁾。金属欠乏星は

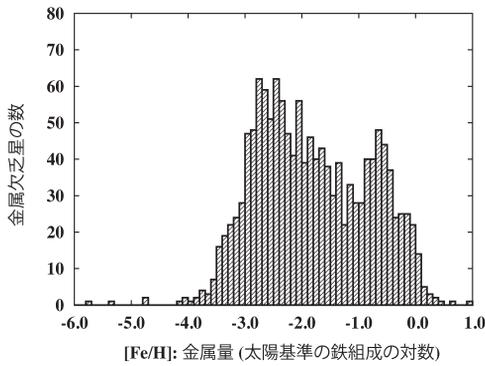


図1 銀河系ハロー星の金属量分布. データはSAGAデータベース⁶⁾(後述)より取得. $[Fe/H] = -2.5$ 以下の星についてはすべての文献を網羅しているが, $[Fe/H] = -2.5$ 以上の星については完全にはデータ登録されていない.

主に銀河系ハローの外縁部に存在しているが, 分光観測によって表面元素組成の情報を得られるのは太陽系からそれほど遠く離れていない星に限られている. 現時点では, 金属量 $[Fe/H] = -3$ 以下の星は数百個, $[Fe/H] = -4$ 以下では数個, $[Fe/H] = -5$ 以下が2個, $[Fe/H] = -6$ 以下は0個となっている^{*2}. 図1に銀河系の星の金属量分布を示した. ただし, $[Fe/H] = -2.5$ よりも大きい星はサンプルが不完全であることに注意してほしい. ちなみに, $[Fe/H] = -5$ 以下の星が同定されたのはすばる望遠鏡で1個⁴⁾, VLTで1個⁵⁾となっている. 金属欠乏星の探査は引き続き行われており, より広い領域を探すことによって, より多くのサンプルが得られると期待されている.

では, 初代星の生き残りはいずれ見つかるのだろうか? 上にも述べたように, この疑問に答

えるには二つの可能性を考慮しなければならない. 一つは, 現在まで生き残るような低質量な初代星は存在するかどうかという点である. 本稿では割愛するが, 初代星形成は長い間論争となっており, この疑問にはまだ決着がつかない. しかしながら, 活発な研究を行っている日本の研究グループを含めて, 多くの研究者は太陽の0.8倍以下の初代星が作られる可能性は低いと考えている. 一方, 低質量な初代星が形成される可能性が全くないと言い切る人もそれほど多くはない(と筆者は感じている)ので, もう一つの可能性, すなわち, われわれが発見する可能性についても考慮すべきであろう. この点については, 理論的な困難さのために, 近傍宇宙についてはよく検討されているとは言い難い. 遠方宇宙については最遠方銀河の観測や初代星の爆発, 初代星のガンマ線バーストといった特定の天体に絞って発見可能性が議論されているようである.

いずれにせよ, 観測された星の性質やその解釈を明確にしておくことは, 宇宙の初期進化を理解するうえで必須である. 以下では, 恒星の観測と恒星進化理論から出発して, 宇宙初期に誕生した星の初期質量関数を推定するまでを見ていくことにしよう.

2. 初期宇宙の星形成史

宇宙最初とは言わないまでも, 第二世代の星, あるいは宇宙誕生後数億年以内に誕生したと考えられているような星は実際に発見されている^{*3}. こうした星の生い立ちや性質を調べるのに, すば

^{*1} 元素の組成は単位体積中に含まれる元素の個数比(個数密度の比)として表される. 金属量とは鉄の水素に対する個数比であり, 太陽組成で規格化した値として次のように定義される: $[Fe/H] = \log(n_{Fe}/n_H) - \log(n_{Fe}/n_H)_{\odot}$. 例えば, $[Fe/H] = 0$ が太陽と同じ鉄組成比であり, $[Fe/H] = -3$ は鉄の量が太陽の千分の一であることを意味する.

^{*2} 金属量の導出方法にもよるが $[Fe/H] = -4.99$ という星が見つかった⁷⁾ので $[Fe/H] = -5$ 以下は3個としても差し支えないであろう. この星はチリにあるVLTによる発見である. また, 本稿執筆中に $[Fe/H] < -7$ の星の発見が報告された⁸⁾! この星はSkyMapperによるサーベイ観測で発見され, マゼラン望遠鏡による高分散分光観測で金属量の上限値が求められた.

^{*3} その中には, 見かけ(恒星表面の元素組成)とは違って実はビッグバン元素合成を反映した, 初代星と呼ぶべき星も含まれているかもしれない. これは, 表面汚染の問題として知られ, 星が宇宙空間をただよう間に表面に金属が付着する可能性について検討すべきとされているが, 実際にそういった天体を見分けるのは困難である.

る望遠鏡を含めた地上8m級望遠鏡が大きな活躍をしてきた⁹⁾。その成果の一端は前号のrプロセス特集の青木・本田両氏の記事^{10), 11)}にも見られる。恒星の分光観測を行っている世界の8m級望遠鏡と言えば、すばる望遠鏡のほかに同じマウナケアにあるKeck望遠鏡と8m望遠鏡4台を擁するVLTがあるが、研究チームの規模や設備の面からもすばる望遠鏡はかなり健闘しているといえる。

これまで発見されてきた金属欠乏星は、宇宙初期にどのような星が誕生したのかをわれわれに教えてくれる重要な手がかりである。後で述べるように、星の性質は誕生時の質量が重要な要素であり、どの質量をもった星がどのくらい作られるか、という情報は宇宙の元素がどのように作られ、どのように蓄積されてきたのかを知るための重要な指標となる。星の誕生時の質量分布を初期質量関数、宇宙空間での元素（物質）の循環過程を化学進化と呼び、どちらも宇宙の進化を記述するための基本的な概念である。

3. 金属欠乏星

すでに見てきたように、金属欠乏星の数は決して多くはないものの、1,000個程度のあるので統計的な議論は十分可能である。ここでは金属欠乏星の定義を $[Fe/H] \leq -2.5$ である星とする。筆者らは理論モデルと大量にある観測データとを直接比較できるようなシステムを構築したいと考え、観測データのデータベース化を行ってきた^{6), 12)}。このデータベースは観測データそのものをデータベース化するのではなく、論文からデータを抽出しているのが特徴である。採録されたデータは金属欠乏星データベース（SAGAデータベース）として2008年からWeb上で公開されており^{*4}、誰でも利用することができるように

なっている。SAGAデータベースには元素組成に関する情報だけでなく、星の表面大気に関する情報（温度や重力など）や観測記録、測光データ、データを採録した書誌情報も含まれる。本稿でも観測データとの比較には主にSAGAデータベースに登録されているデータを使っている。

金属欠乏星に見られる重要な性質として、炭素過剰星の割合が大きいことが挙げられる¹³⁾。炭素過剰星とは、文字通り表面の炭素組成が大きい星で金属欠乏星の場合には $[C/Fe] > 0.7$ 、つまり炭素が太陽の場合の鉄との組成比に対して5倍以上増大している星のことである。この炭素過剰星は、金属欠乏星の中に20%ほど含まれていることがわかっている。これは、太陽近傍にある金属量の大きい星ではたかだか星全体の1%程度にすぎない¹⁴⁾のとは大きく異なる^{*5}。一般に、金属欠乏星に分類され、かつ炭素過剰な性質をもつ星は金属欠乏炭素過剰星（Carbon-Enhanced Metal-Poor Star; 以下CEMP星）と呼ばれ、金属量の多い炭素星とは区別される。以下ではこのCEMP星を取り上げる。

CEMP星とはどういった星なのか？なぜ金属欠乏星には炭素過剰星が多く含まれているのか？この疑問が宇宙初期の星形成史を理解するうえで重要な鍵を握っているのである。このつながりを理解するために、少々遠回りではあるが、次節から恒星の進化について簡単におさらいしていきたい。

4. 恒星の進化

太陽のような恒星は宇宙を構成する最も基本的な天体であるといえる。恒星は内部の核融合反応によって光を放出しており、夜空に見える星だけでなく、遠くの星団や銀河、銀河団といった巨大

*4 <http://saga.sci.hokudai.ac.jp/>

*5 金属量の多い星における炭素過剰星（炭素星）の定義は炭素と酸素の個数比が1以上である星を指すので厳密な比較はできない。金属欠乏星の性質上統一した定義で比較するのは難しいが、金属量が少ないほど炭素組成が大きくなる傾向は観測的には明らかである。

な天体も、見えているのは大部分が恒星からの光である。それら恒星の寿命や大きさ、明るさといった基本的な性質は星が誕生した時の質量（初期質量）と金属量（初期金属量）によって決定される。星の大まかな性質はほぼ質量によって決まっており、重い星ほど寿命が短く、半径が大きく、明るい。ただし、星の大きさや明るさは星の一生の間で一定ではなく、軽い星でも半径が大きく明るくなることもある。特に、星の性質の時間的な変化のことを天文学では恒星の進化と呼んでいる。

太陽質量の0.6倍から8倍程度の質量をもつ恒星は、内部で水素燃焼とヘリウム燃焼を経験し、その後核融合反応の燃料を失って白色矮星として寿命を全うする。水素燃焼からはヘリウムが作られ、ヘリウム燃焼からは炭素と酸素が作られる。これらの反応によってできた核燃焼物は、核反応領域が変化するとき起こる表面对流層の侵入によって星の内部から表面へと運ばれる（third dredge-up: サード・ドレッジアップ^{*6}）。このような恒星内部での元素合成と物質輸送は恒星の一次元球対称モデルによってシミュレーションが可能であり、理論モデルと観測との比較の手段として恒星表面の元素組成が用いられる。実際、星の理論モデルによって予測される恒星表面の元素組成変化は様々な天体で観測されており、恒星進化の標準理論と呼ばれる枠組みで定量的にもうまく説明されることが多い¹⁵⁾。

低・中質量星の最後は、水素燃焼とヘリウム燃焼が交互に起こる漸近巨星分枝（AGB）段階の間で起こる質量放出によって終わりを迎える。AGB星は炭素と酸素からなる中心核の周りにヘリウム燃焼殻と水素燃焼殻をもち、その外側は水素とヘリウムからなる表面对流層で覆われている。質量放出の機構は不明であるが、最終的には表面对流層を含んだ外層をすべて失い水素燃焼が

消えるとともに白色矮星へと進化する。AGB段階の進化は、その複雑な構造から、恒星モデルの不定性が大きく、研究者の間でもモデル計算に食い違いがある。特に、不定性の原因となっているのが物質混合と質量放出であり、両者はAGB段階で重要な役割を果たす。

次に述べるように、炭素星やCEMP星の起源はAGB段階の進化と密接にかかわりをもっていると考えられている。以下では、炭素過剰な星がどのように作られるのかを見ていこう。

4.1 炭素星

CEMP星の起源は何か？ それを知るには、近傍で見つかっている炭素星について考えるのがよいであろう。炭素は星の内部でヘリウムの三体核融合反応によって作られる。そのような核融合反応を十分に起こすためには1億度近い温度が必要であり、星の中心（付近）の温度が高い、初期質量の大きい星あるいは明るい巨星に限られる。太陽近傍で見つかっている炭素星の多くは太陽の数倍の質量をもったAGB段階にある星であることがわかっている。AGB段階では内部で作られた炭素が表面对流層の侵入によって表面に運ばれると考えられている（図2a）。しかし、炭素星はすべてがAGB段階にあるわけではなく、中心で水素燃焼が起こっている主系列段階やヘリウム中心核の周りで水素燃焼が起こっている赤色巨星段階にいる星でも見つかっている。もちろん、これらの星では炭素を表面にくみ上げる機構はない。

AGB段階にいない炭素星は、かつてAGB星であった伴星をもつ連星系に属している（あるいはかつて属していた）という仮説が有力である。主系列に存在する星のうち、その半分は連星系に属しており^{16), 17)}、重い星（主星）が先にAGB段階に進化した後、質量放出によって放出されたガスが軽い星（伴星）に降り積もるといった連星間質量輸送が起こると考えられている。これまでの観測

^{*6} AGB段階でのヘリウム燃焼に起因する表面对流層の侵入の場合にこう呼ばれる。ちなみに、first dredge-upは赤色巨星段階で、second dredge-upはAGB段階への移行期に起こる。

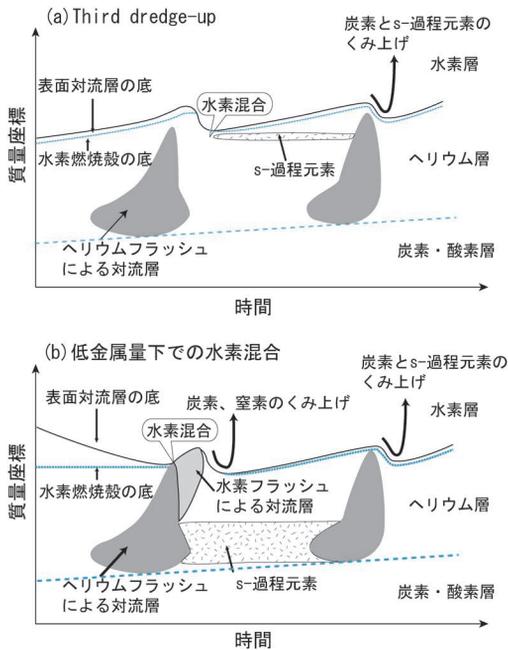


図2 AGB星の構造と進化. 表面对流層の侵入によって表面に炭素やsプロセス(S過程)元素がくみ上げられる機構を表している. a) third dredge-upの場合. b) $[Fe/H] < -2.5$ で起こる水素混合の場合.

では炭素星の一種であるCH星やBa星はすべて白色矮星を伴星にもつ連星系に属していると考えられている¹⁸⁾. 連星間質量輸送にはいくつかのチャンネルがあると考えられており、炭素星の起源だけでなくIa型超新星¹⁹⁾やX線バースト²⁰⁾などの突発天体の起源を説明するシナリオとしても広く受け入れられている.

4.2 低金属量星の進化

炭素星はAGB星を伴星にもつ連星系に属するということを見てきた. しかし, 低金属量な星では二つの理由で少し事情が異なる. 一つは理論モデルから予測される炭素過剰星の形成機構である. 低金属量星では水素燃焼をつかさどる炭素や窒素が少ないため水素燃焼の温度が上昇し水素燃焼殻とヘリウム層とのエントロピー差が減少する. このため, AGB段階で発生するヘリウム燃焼による対流層が水素燃焼殻に到達し, 水素が内

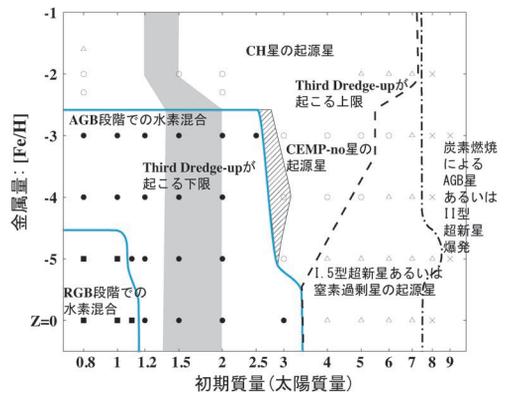


図3 低金属量星進化の概要. 炭素過剰星へと進化する初期質量と初期金属量の条件を表す. 各点は計算を行ったモデルである. 実線は水素混合が起こる領域を示し, 内側の領域は赤色巨星の, 外側の領域はAGB星での混合が起こる場合である. 破線はthird dredge-upが起こる条件を表す.

部に持ち込まれることによって激しい水素燃焼が起こる²¹⁾(図2b). このことは水素燃焼領域が内側に移動することを意味するので, 上で述べたように表面对流層の侵入をもたらす. すなわち, ヘリウム燃焼で作られた炭素が表面へと運ばれるのである. 低金属量星では水素混合に起因する炭素の増大と, (金属量に強く依存しない) third dredge-upとの二つのチャンネルによって表面が炭素過剰になると考えられる. この場合, どちらの機構にせよ, 観測されたCEMP星の起源は連星間質量輸送によって説明される.

図3は筆者の数値計算に基づく低金属量星の進化の末路を表している²²⁾. 水素混合によってCEMP星へと進化する領域を実線で囲っている. 低質量かつ低金属量側の領域は赤色巨星段階での水素混合を表す. third dredge-upが起こる質量の下限と上限をそれぞれ, 灰色の領域と破線で示している. 先にも述べたように, AGB段階の進化はモデルの不定性があるため, third dredge-upの上限については必ずしも共通認識となっているわけではなく, モデルごとの違いが大きく見られる²²⁾⁻²⁵⁾. さらに注意が必要なのは, 炭素過剰星

は表面对流層の底の温度が上昇することによってCNサイクルが働き、窒素過剰星へと変化する可能性もあるという点である。初期質量が大きい星ほど窒素過剰になりやすいと考えられている²⁶⁾。

もう一つの理由は観測的な側面によっている。CEMP星には2種類あることがわかっておりAGB星内部で主に作られると考えられているsプロセス元素の増大を示す星(CEMP-s星)とそうでない星(CEMP-no星)とに分類される²⁷⁾。このうち、CEMP-s星は観測的にもすべて連星に属していると見なしてよく²⁸⁾、AGB星からの質量輸送で説明できると考えられている。ところが、CEMP-no星は連星に属していない可能性が高いと考えられており²⁹⁾、その起源は依然として不明である。しかも、CEMP-noとCEMP-sの比を見ると金属量が少ないほどCEMP-noが支配的になるという特徴をもっている³⁰⁾。この理由を説明する理論モデルはまだ確立していないが、金属欠乏星の起源を考えるうえで今後重要な意味をもってくると思われる。特に、最も鉄組成の少ない星4個のうち実に3個が大きな炭素過剰を示しており^{*7)}、CEMP星の割合が金属欠乏星ほど大きくなっている可能性が高い。これらの星は観測の限界のためにsプロセス元素の増大を示しているかどうかは確定しておらず今後の観測が待たれるところである。

最後に質量が1-3 M_{\odot} (太陽質量)程度の星で起こると考えられているsプロセスについて述べておく³¹⁾。sプロセスは図2(a)のように表面对流層の底から水素が混入することによって起こる¹³Cポケットと呼ばれる機構³²⁾と図2(b)、および上で述べたように水素のヘリウム対流層への混入によって起こると考えられている³³⁾⁻³⁷⁾。

5. CEMP星から推定する初期質量関数

ここまでの話からほぼ確実に言えることは、CEMP-s星の起源は金属欠乏星の進化と連星シナリオで説明しようということであった。ここからはいくつかの仮定を盛り込んだうえで宇宙初期の初期質量関数を推定することを目指す。

まず、CEMP-no星も連星シナリオで説明されると仮定しよう。この仮定は、観測されたsプロセス元素の組成比を見ると、 $[Fe/H] < -2.5$ では通常考えられているsプロセスが効いていないように見える、すなわち、CEMP-s星の組成がAGB段階での水素混合のみに起因している傾向が見えるという根拠に基づいている³³⁾、^{*8)}。sプロセスの標準シナリオである¹³Cポケット機構は物理的な解釈が確立されておらず、金属量が変わるとsプロセスが起こるかどうかは定かではない。したがって、ここでは、CEMP-s星は低金属量、低質量星($< 3.5M_{\odot}$)が起源、CEMP-no星は低金属量、中質量星($> 3.5M_{\odot}$)が起源と仮定する。

われわれの先行研究³⁸⁾では、この仮定に基づいて金属欠乏星に対するCEMP星の割合とCEMP星に対するCEMP-no星の割合を観測と比較し、初期質量関数を導出した。定性的には、CEMP星の割合を増やすためにはAGB星と0.8 M_{\odot} 以下の星の連星が必要であり、中質量星を最も多く作る初期質量関数を仮定するとCEMP星の割合が最大となる。この研究では、初期質量関数の形状を定量的に見積もるために、初期質量関数が対数正規分布に従うと仮定し、質量分布のピークと分布の幅を変数とし、観測と合うように値を決めた。その結果、連星の周期分布や連星間質量輸送のモデルを考慮し、観測を再現するような初期質量関数

*7 脚注2で述べた最も鉄の少ない星も炭素過剰星であり、「5個のうち4個」が最新の結果である。

*8 sプロセス元素であるPbとBaの比を取ると、金属量が下がっているにもかかわらず $[Pb/Ba]$ の値が上がり続けている(あるいは少し下がっている)。これはsプロセス元素がヘリウム燃焼による対流層で希釈され、種核(鉄)当たりの中性子数が減少したと解釈できる。

は、驚くべきことにピークの星の質量が $10 M_{\odot}$ と見積もられたのである。この結果は、銀河系内の星について観測によって求められた初期質量関数—低質量星が圧倒的に多く質量とともにべき乗で減少するような分布関数、すなわち、Salpeter型初期質量関数³⁹⁾—とは大きく異なる。

この結果は炭素過剰星の割合を説明できる唯一の解であるように思われた。だが、連星種族合成の計算を行っている研究グループ⁴⁰⁾からは異議が申し立てられた。 $10 M_{\odot}$ の星を最も多く作るような初期質量関数は、窒素過剰な星を大量に作るはずだ、というのである。実際、彼らの計算では観測されているよりもはるかに多い窒素過剰星を作り出している⁴¹⁾。

しかし、これまでも散々述べたように、AGB星の進化は不定性が大きく、窒素過剰になる条件や質量放出についてはほとんどわかっていないのが現状である。そこで、われわれはこの窒素過剰星を作る条件と質量放出をパラメーターとして連星種族合成の計算を行うことにした。連星種族合成の計算では恒星進化と連星進化を入力物理として取り入れ^{38), 42)}、モンテカルロ法によるシミュレーションコードを構築した。ここで注意すべきは質量放出の取り扱いである。質量放出は金属量、つまり外層に含まれるダストの材料に依存するという点である。中質量星は寿命が短いため低金属量星では直接観測することはできず、モデルに頼るしかないが、近年の計算では、中質量星では質量放出が抑制されるという計算結果が提出されている⁴³⁾。質量放出が起これなければ連星シナリオは適用されず中質量星から窒素過剰星の生成を抑制することになる。

この効果を取り入れて、改めてCEMP星の割合を導出した⁴⁴⁾ものが図4である。この計算では窒素過剰星の割合が観測と合うように質量放出のパラメーターを設定してある。また、連星種族合成モデルでは初期質量、初期金属量に対する恒星進化モデルの結果を細かく取り入れている。特

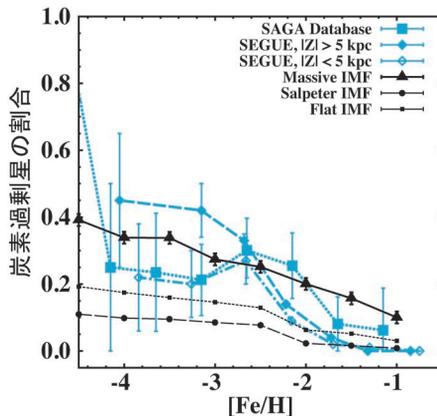


図4 炭素過剰星の割合と金属量との相関。青線は観測データを表し、SAGAデータベース⁶⁾とスローン・サーベイのデータ⁴⁵⁾を表示している。後者については銀河円盤より5キロパーセク以上(以下)に分類した。黒線は筆者のモデル計算によるもので、初期質量関数を、Salpeter型、べきが0の平坦型、 $10 M_{\odot}$ にピークをもつ大質量星型を示している。 $[Fe/H] < -2$ では大質量星が、 $[Fe/H] > -2$ ではSalpeter型が観測とよく一致していることがわかる。

に $[Fe/H] < -2.5$ のモデル計算の結果を取り入れたことが上の研究グループとの違いである。また、この計算では、初めて金属量ごとに炭素過剰星の割合を求めることができ、それによって観測との詳細な比較が可能になった。

観測との比較には最新のスローン・サーベイ(SDSS)の結果も取り入れてある⁴⁵⁾。SAGAデータベースは $[Fe/H] < -2.5$ のデータを集中的に取り扱っているが、SDSSのデータは高金属量のデータの信頼性が高い。その一方で、低金属量星のデータはSAGAデータベースに若干分があるので相補的と言えよう。

この図から明らかなことは、Salpeter型のべき型の初期質量関数では、低金属量での炭素過剰星の割合が全く足りないということである。一方、金属量が十分に大きいときはSalpeter型のモデルが観測とよく一致しており、さまざまな仮定を含んだ連星種族合成モデルがそれなりに妥当であることを示している。われわれの先行研究で求めた

10 M_{\odot} にピークをもつ初期質量関数は低金属量星の観測データをよく再現している。[Fe/H] < -2.5 では金属量に対する勾配もうまく再現できている点も重要である*9。また、傾き0のフラットな初期質量関数も棄却してよさそうである。

Salpeter型の初期質量関数でCEMP星の割合を説明することは本当に不可能であろうか？そこで、三つの極端な仮定を設定し、検証を行った。一つ目の仮定は、連星の割合に関するものである。標準モデルでの連星の割合は、近傍の星を基準として50%としている^{16), 17)}が、100%として計算を行った。この仮定は炭素星の割合をほぼ2倍にする。二つ目は、大質量星連星の主星が超新星爆発を起こしたときのキック速度で銀河から脱出するという仮定である。この仮定に基づいて、(炭素過剰星を作らない)大質量星連星はすべて取り除かれるとした。三つ目は、AGB星から放出される炭素の量を10倍にするという仮定である。この仮定は恒星モデルの観点からは非現実的ではあるが、連星間質量輸送の効率を極端に上げた場合と考えると差し支えない。図5に、この三つの仮定、およびすべての仮定を取り入れたモデルによる結果を示した。これらの仮定のうち、炭素過剰星の割合に最も影響を与えるのは連星の割合の変更である。Salpeter型の初期質量関数では大質量星とAGB星の個数が少ないので、二つ目と三つ目の仮定は結果にほとんど影響を与えない。したがって、このテストでは炭素過剰星の数を十分に増やすことはできず、Salpeter型の初期質量関数を用いて観測を再現するのは相当困難であることが示された。

さらに、この結果から、初期質量関数は [Fe/H] = -2 の付近で変遷があったことを想起させる。初期質量関数の変化をもたらすものが金属量であるかどうかは不明であり、今後の課題であるが、この金属量が球状星団の金属量の下限值に近

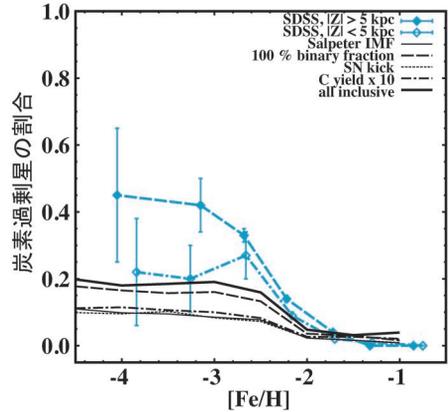


図5 図4と同じであるが、Salpeter型の初期質量関数を仮定し、連星進化のパラメーターを変更した。パラメーターの極限值として取り入れた仮定は、1) 星はすべて連星として形成、2) すべての大質量星が系から脱出、3) AGB星から放出される炭素の量が10倍大きい、4) これらの仮定をすべて含む、である。

いということは注目に値するであろう。

上で述べた、他の研究グループの連星種族合成の計算^{40), 41)}では連星の割合が100%であると仮定している。彼らの結果も炭素過剰星の割合については観測を再現しないという点で、われわれと同じであるということに触れておきたい。

6. まとめと今後の課題

本稿では、金属欠乏星の進化モデル、特に炭素過剰星のモデルを用いて宇宙初期の初期質量関数が現在のものとは異なることを示した。筆者が計算を行った連星種族合成モデルには恒星進化と連星進化について多くの不定性を含んでいるが、太陽の数百分の一から太陽程度の金属量の範囲では観測を一貫してうまく説明できており、それほど悪い仮定を用いた結果ではなさそうである。

一つの重要な問題点は [Fe/H] < -3.5 における金属欠乏星の性質の変化である。この領域ではデータの数極端に少なく統計的な議論が困難で

*9 この勾配はAGB星進化の特徴を反映している。AGB星から放出される炭素の量は金属量に対する依存性が小さく、鉄組成の少ない星の表面に降り積もるほど炭素過剰星 ([C/Fe] > 0.7) になりやすくなることを意味する。

はあるが、CEMP星（炭素過剰： $[C/Fe] \geq 0.7$ を示す金属欠乏星： $[Fe/H] \leq -2.5$ ）の割合が上昇する^{12), 45)} 一方で、CEMP-s星（sプロセス元素が増大しているCEMP星）の割合が減少し、CEMP-no星（sプロセス元素組成が増大していないCEMP星）が支配的になっている³⁰⁾。CEMP-no星に連星の証拠が見つかっていない²⁹⁾ことから、炭素過剰星がAGB星以外の起源^{46), 47)}をもつ可能性がある。しかし一方で、CEMP-s星が少ないということは、AGB星の寄与（つまり、連星間質量輸送）を減らさなくてはならないことを意味する。この金属量領域では中性子捕獲元素（rプロセス元素）の組成の特徴にも変化が見られており⁴⁸⁾、今後はこれらの星の起源を明らかにすることが重要であろう⁴⁹⁾。

また、窒素過剰な金属欠乏星で質量放出が起こるかどうか重要な問題である。質量放出のモデル化が困難であること、また対応する天体の観測がほぼ不可能であることを考えると、低質量星での質量放出を決定するには、理論と観測との比較から制限を与えるのが最も近道になるかもしれない。

さて、本研究で得られた宇宙初期の初期質量関数はこれまでの理解からは突拍子もない結果と言える。初期質量関数の形状やその普遍性については古くから議論がなされているが、その多くは初期質量に対するべきの値の大小を論じるものである⁵⁰⁾。これまでの基本的な理解は、低質量星（ $0.8M_{\odot}$ よりもずっと小さい）の数が最も多く、質量が大きい星ほど少なくなるというもので、極端な初期質量関数と呼ばれるものでもべきが0、つまりどの質量の星も等しい数だけ作られるという平坦な初期質量関数である。一方、本研究の結果は、その極端な初期質量関数ですら棄却される可能性が高く、大質量星のほうが圧倒的に多いとする分布関数なのである。

その一方で、本研究は、初代星形成の理論をある程度サポートする結果にもなっている⁵¹⁾。本

研究と初代星形成の理論とを組み合わせると、星が誕生する典型的な質量はあたかも金属量の関数になっているように見える。つまり、金属量が少ないほど、重い星を作りやすくなるという傾向が、独立した理論研究から示唆されているのである。

本研究の結果が初めて出版された2007年以来、この結果が本当に正しいのか筆者自身問い続けてきた。しかし、今回の数々のテスト計算の結果を見ても、初期質量関数の劇的な変化は避けられないように見える。また、本稿では触れなかったが、炭素過剰星の割合だけでなく、超新星爆発の数の見積もりからも大質量星が支配的な初期質量関数が望まれるという結果も出ている⁵²⁾。将来、この仮説が正しいかどうか決着がつくのであろうか？ 理論と観測の今後の進展が楽しみである。

謝 辞

本稿は筆者が学位論文を取得して以来、一貫して続けてきた研究の現時点でのまとめである。長年の共同研究者である藤本正行氏、小宮 悠氏との議論なしには筆者の研究成果は得られなかったであろう。本稿について小宮氏からは有益なコメントをいただいた。また、金属欠乏星の観測については青木和光氏による助言を数多くいただいた。SAGAデータベースの運用で手助けしていただいた勝田 豊氏、山田志真子氏に感謝したい。最後に、本稿を詳細にチェックしていただいた富永 望氏にも謝意を述べたい。

参考文献

- 1) Bond H. E., 1980, ApJS 44, 517
- 2) Beers T. C., Preston G. W., Shectman A., 1992, AJ 103, 1087
- 3) Christlieb N., Wisotzki L., Reimers D., Gehren T., Reetz J., Beers T. C., 1999, ASPC 165, 259
- 4) Frebel A., et al., 2005, Nature 434, 871
- 5) Christlieb N., et al., 2002, Nature 419, 904
- 6) Suda T., et al., 2008, PASJ 60, 1159
- 7) Caffau E., et al., 2011, Nature 477, 67
- 8) Keller S., et al., 2014, Nature 506, 463
- 9) Beers T. C., Christlieb N., 2005, A&AR 43, 531
- 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) Suda T., Yamada S., Katsuta Y., Komiya Y., Ishizuka C., Aoki W., Fujimoto M. Y., 2011, MNRAS 412, 843
- 13) Norris J. E., Ryan S. G., Beers T. C., 1997, ApJ 488, 350
- 14) Luck R. E., Bond H. E., 1991, ApJS 77, 515
- 15) Iben I. Jr., Renzini A., 1983, A&AR 21, 271
- 16) Duquennoy A., Mayor M., 1991, A&A 248, 485
- 17) Raghavan D., et al., 2010, ApJS 190, 1
- 18) McClure R. D., Woodsworth A. W., 1990, ApJ 352, 709
- 19) Whelan J., Iben I. Jr., 1973, ApJ 186, 1007
- 20) Joss P. C., Rappaport S. A., 1984, A&AR 22, 537
- 21) Fujimoto M. Y., Iben I., Jr, Hollowell D., 1990, ApJ 349, 580
- 22) Suda T., Fujimoto M. Y., 2010, MNRAS 405, 177
- 23) Campbell S. W., Lattanzio J. C., 2008, A&A, 490, 769
- 24) Lau H. H. B., Stancliffe R. J., Tout C. A., 2009, MNRAS 396, 1046
- 25) Iwamoto N., 2009, PASA 26, 145
- 26) Siess L., Livio M., Lattanzio J., 2002, ApJ 570, 329
- 27) Aoki W., Norris J. E., Ryan S. G., Beers T. C., Ando H., 2002, ApJ 567, 1166
- 28) Lucatello S., Tsangarides S., Beers T. C., Carretta E., Gratton R. G., Ryan S. G., 2005, ApJ 625, 825
- 29) Norris J. E., et al., 2013, ApJ 762, 28
- 30) Aoki W., Beers T. C., Christlieb N., Norris J. E., Ryan S. G., Tsangarides S., 2007, ApJ 655, 492
- 31) Käppeler F., Gallino R., Bisterzo S., Aoki W., 2011, RvMP 83, 157
- 32) Busso M., Gallino R., Wasserburg G. J., 1999, A&AR 37, 239
- 33) Suda T., Aikawa M., Machida M. N., Fujimoto M. Y., Iben I., Jr., 2004, ApJ 611, 476
- 34) Nishimura T., Aikawa M., Suda T., Fujimoto M. Y., 2009, PASJ 61, 909
- 35) Cristallo S., et al., 2009, PASA 26, 139
- 36) Campbell S. W., Lugaro M., Karakas A. I., 2010, A&A 522, 6
- 37) Cruz M. A., Serenelli A., Weiss A., 2013, A&A 559, A4
- 38) Komiya Y., Suda T., Minaguchi H., Shigeyama T., Aoki W., Fujimoto M. Y., 2007, ApJ 658, 367
- 39) Salpeter E. E., 1955, ApJ 121, 161
- 40) Izzard R. G., Glebbeek E., Stancliffe R. J., Pols O. R., 2009, A&A 508, 1359
- 41) Pols O., Izzard R. G., Stancliffe R. J., Glebbeek E., 2012, A&A 547, A76
- 42) Hurley J. R., Tout C. A., Pols O. R., 2002, MNRAS 329, 897
- 43) Wood P. R., Wood P. R., 2011, ASPC 451, 87
- 44) Suda T., et al., 2013, MNRAS 432, L46
- 45) Lee Y.-S., Suda, T., Beers T.C., et al., ApJ submitted, arXiv:1310.3277
- 46) Umeda, H., Nomoto K., 2005, ApJ 619, 427
- 47) Meynet G., Ekström S., Maeder A., 2006, A&A 447, 623
- 48) Aoki W., Suda T., Boyd R. N., Kajino T., Famiano M. A., 2013, ApJ 766, L13
- 49) Tominaga N., Iwamoto N., Nomoto K., ApJ, in press, arXiv:1309.6734
- 50) Chabrier G., 2003, PASP 115, 763
- 51) Hosokawa T., Omuka, K., Yoshida N., Yorke H. W., 2011, Science 334, 1250
- 52) Komiya Y., Suda T., Fujimoto M. Y., 2009, ApJ 694, 1577

Star Formation History in the Early Universe Explored Using Metal-Poor Stars

Takuma SUDA

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

Abstract: Metal-poor stars in the Galaxy, having small iron abundance on the surface, provide us with a clue to understand the evolution of the universe and the formation of the Galaxy. These stars are thought to be the representatives of the first stars or younger generations of stars that were formed within several 100 Myrs after the big bang. Thanks to the recent progress of theory and observations, metal-poor stars play an important role in understanding the formation history of the Galaxy as well as our investigation into their origins. This paper focuses on my recent work in tracing the star formation history in the early universe using the stellar evolution models, in particular, the models of carbon-enhanced stars.