



宇宙で最初の超新星爆発から生まれた 重元素の最も少ない星

日本原子力研究開発機構
核データ評価研究グループ
岩本 信之
iwamoto.nobuyuki@jaea.go.jp

1. はじめに

現在見られる多様な元素及びその同位体のほとんどは、星の内部で合成されたのちに超新星爆発や星表面からのガス放出によって星間空間に還元され、新たに合成された元素を含んだガスが周りのガスと混ざり、これを元にして再び星が形成され、その内部で元素が合成される、というサイクルを何世代にも渡って繰り返してきたことによるものです。しかし、およそ 140 億年前の宇宙誕生直後にはビッグバンで創られた水素やヘリウムとごく僅かの軽い元素しかなかったために、宇宙初期には炭素よりも重い元素を持たない星（第一世代星、または種族 III の星と呼ばれる）が生まれたと考えられています。この第一世代の星がどのような質量をもつ星であったのかということを知り明かすことは、宇宙再電離（宇宙は一度中性化した後、大質量星からの紫外線により現在の銀河間空間のように再び電離された状態になったと考えられている）や銀河形成などに関わる問題と密接に関連しているために、現在の天文学の重要なトピックの一つになっています。

では、どうして誕生する星の「質量」が問題になるかというと質量は星の寿命や内部で創り出せる元素と密接に関連しているからです。質量が重い星では中心温度が高いために寿命が短くなるので、宇宙最初の重元素汚染源になったと考えられており、また反対に質量が軽いと長寿命になり、特に太陽よりも軽い星であったならば宇宙年齢以上の寿命を持つようになるため、宇宙誕生後まもなくしてこのような星が誕生していたとすれば、現在まで生き残っている可能性が出てきます。現在の星形成理論によれば、ビッグバン元素合成による水素やヘリウムしかない（始原ガス）環境でも、太陽のような軽い星が誕生していたという可能性が指摘されていますが、宇宙最初の星形成環境の特異性（重元素を全く含まない）のために、むしろ最初に誕生した星は太陽質量（これ以降は M_{\odot} と表すことにする）の数 100 倍もあるような非常に重い星であったと考えられてい

ます。その理由として、重元素が無いために周りからガスが集まり収縮しても、そのガスの冷却効率が低いために（解放された熱を効率良く放射できる一酸化炭素やダストなどが無いために）温度が高いままとなり、より小さなガス塊へのさらなる収縮・分裂が出来なくなることやガスの放射に対する不透明度が低いために、放射圧によって周りからのガスの降着を止めることが出来なくなることなどが挙げられます[1-5]。

2. 宇宙最初の星はどこに？

さてどのような星が宇宙で最初に誕生していたのかを知るためにはどうしたらいいのでしょうか？ もし小質量の星が形成されずに、大質量星だけが誕生していたのであれば、その数 100 万年という非常に短い寿命のために（太陽は生まれてから、およそ 46 億年程度経っていると推定されており、その寿命は 100 億年ほどと予想されている）、ずっと以前に超新星爆発を起こして一生を終えていることになり、直接その星を観測することは不可能です。しかしながら、この爆発によって星の中で創られた重元素が星間空間の広い範囲に渡って撒き散らされるために、この重元素によって汚染されたガスとビッグバンによって創られた始原ガスとが混ざり、この混合ガスから小質量の星、特に太陽よりも軽い星が形成されたならば、その超新星が放出した組成を持った第二世代の星が現在まで銀河系のどこかに生き残っている可能性が出てきます。また一方で、重元素をまったく含まないガスから太陽よりも軽い星が誕生していたとすると、このような星も銀河系のどこかに存在していても不思議ではありません。

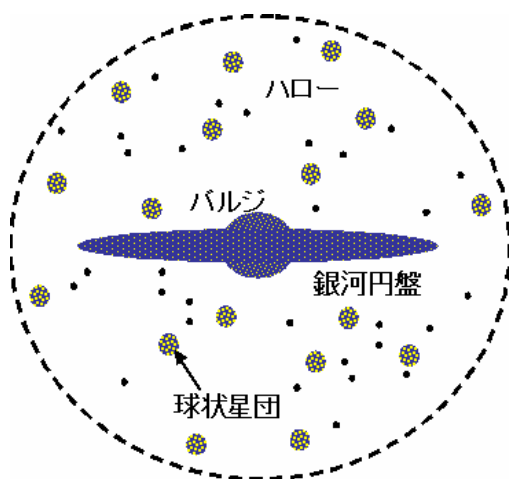


図 1：銀河円盤とハローの位置関係。
銀河円盤とその中心にあるバルジ（比較的古い星の集まり）をほぼ球状に覆っているのがハローである。ハロー内には古い星の集まりである球状星団が百数十個ほど点在している。我々のシナリオによると、ハローには第一世代として超新星爆発した大質量星が残した多くのブラックホールも存在していると考えられる。

では、銀河系のどこを探せばこのような宇宙初期に誕生したと考えられる星を見つけられるのかというと、それは星が多く密集している銀河円盤よりもそれを取り囲むように存在するハローと呼ばれる領域を探索すれば良いことが分かっています（図 1）。その理由は、銀河系がその形成過程において球に近い形から潰れて平らな円盤を形成していくという進化をするためです。大きなガスから銀河円盤が形成されるのにかかるタイム

スケールはそのガス内で星が形成されるタイムスケールよりもはるかに長いために、銀河系で最初に誕生した星は銀河円盤内よりもむしろハローに取り残されてしまうからです。そして、このような場所にある星はおそらく少数回の重元素汚染しか受けていないために、銀河円盤にある星よりも重元素、特にその指標として利用される鉄が少ないということが知られています。したがって、ハローで鉄の少ない星を探すことが第一世代星の探査の重要な第一歩となります。

3. 重元素の最も少ない星の発見！

重元素の少ない星は宇宙そして銀河初期に起こった現象を詳細に記録していると考えられていたために、このような星の探査は、すでに 20 年以上も前から行われてきました。しかし、これまでは太陽の鉄組成比と比べて 1/10,000 程度の星しか発見されませんでした[6]。この観測結果から、これよりも鉄の少ない星は存在しないのではないかと考えられたこともありました。2002 年になって鉄組成比が太陽の 1/200,000 とこれまでに比べてさらに 1/20 も少ない HE0107-5240 という名前のほうおう座にある天体が報告されました[7-9]。この星は太陽よりも質量が軽く、比較的進化の進んだ赤色巨星であることが分かりました。この星の組成分布は図 2 に示してあり、その鉄組成比の極端な少なさに加えて、C/Fe 比及び N/Fe 比が太陽に比べてはるかに大きい（つまり、炭素や窒素が鉄に

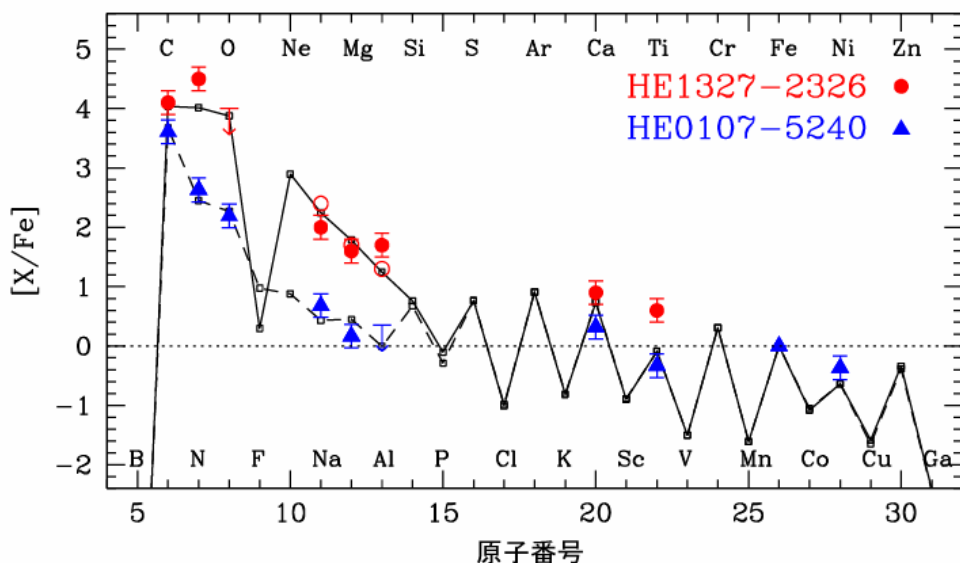


図 2: 鉄が極端に少ない 2 つの星 HE1327-2326 と HE0107-5240 の元素組成分布と太陽質量の 25 倍の種族 III 超新星モデルによる再現結果（実線が HE1327-2326、破線が HE0107-5240 にそれぞれ対応している）。縦軸は $[X/Fe] = \log_{10}(N_X/N_{Fe}) - \log_{10}(N_X/N_{Fe})_{\odot}$ を表し、 N_X と N_{Fe} は元素 X と鉄の組成比、 \odot は太陽系組成での元素組成比を表している。例えば、 $[C/Fe] = 4$ は、炭素と鉄の比が太陽の 1 万倍ほど多いことを表している。

比べて非常に豊富であること)、Mg/Fe比は太陽程度しかないという特異な元素組成をしていることが分かりました。発見当初よりこの星は「宇宙誕生後に生まれた最初の星そのものではないか」という可能性が指摘されてきました。もし発見された星が第一世代の星であった場合には、観測された様々な元素（第一世代なら無いはず!）はいったいどこからやってきたのでしょうか？ 観測された鉄やカルシウムなどの重い元素は長い寿命の間に超新星が放出したガスを表面にまとったもの、そして、さらに鉄に比べて過剰な炭素や窒素などの比較的軽い元素はこの星が連星系（二つの星が重力によって引き合い、お互いの重心の周りを軌道運動している天体のこと）に属していて、主星と呼ばれるもう一方の星（もし存在していれば、現在は暗い白色矮星に進化していて観測できないと考えられている）からの質量輸送によって供給されたものと考えられます[10]。このような質量輸送のために、進化のあまり進んでいない伴星の表面汚染が数多くの天体で起こっていることが確認されています。私たちからこの星を見る角度によっては連星系を成しているかどうか分からない可能性もありますが、今のところ、HE0107-5240 が連星系に属しているという証拠は見つかっていません。また一方では、大質量星の超新星爆発により汚染されたガスからできた第二世代の星であるという議論もあり、この場合には1つだけ、または2つ以上の超新星によって汚染されたガスからこの星の表面組成比を説明するモデルが提案されています[11,12]。

そして、2005年にすばる望遠鏡などによって、新たにうみへび座でこれまでで最も鉄組成比の少ない HE1327-2326 という準巨星（または主系列星）が発見されました[13]。この星の鉄組成比は太陽と比べて $1/250,000$ しかなく、それまで知られていた HE0107-5240 の最小記録を更新しました。この星が準巨星という進化段階にあるということも重要です。それはこの星がまだ主系列から赤色巨星へと進化していく途中の段階にあるために、表面組成はまだ内部で合成された元素による影響を受けておらず、星が形成されたときの組成そのものであるか、または長い一生の間に周りからのガス降着によって汚染されたかのどちらかであるということになるからです。この星の元素組成も HE0107-5240 と同様に極めて特異であり、炭素と窒素が豊富なことに加えて、ナトリウムやアルミニウムも過剰であることが特徴的でした（図 2）。これらのことに加えて、この星には大量にストロンチウム ($[Sr/Fe]=1.1$) が存在していることが分かりました。ストロンチウムは中性子捕獲過程によって合成されることが知られていますが、この星で見つかったストロンチウムはどのようにして作られたものなのかということも重要な問題の一つとなりました。なお、この星についても現在までのところ、連星系に属しているかどうかは判明していません。

4. 重元素の少ない星の形成シナリオ

宇宙で最初に生まれた星が重かったのか、それとも軽い星も生まれたのかという論争

に決着をつけるヒントとして、私たちは観測された重元素の非常に少ない二つの星 ($[\text{Fe}/\text{H}] < -5$ の星は、特に hyper metal-poor (HMP) star と分類されているので[14]、この後は二つの星のことを HMP 星と呼ぶことにする) の元素組成比に着目しました。二つの HMP 星では、鉄の少なさがほぼ同じであることに加えて、炭素と鉄の比が太陽の 10,000 倍と異常に多いという共通の特徴を持っていました。このことから二つの HMP 星は同じような物理過程を経て形成された星であると考えられます。その一方で、ナトリウムやマグネシウムについてはその比が 10 倍、窒素では 100 倍も異なるという大きな違いもありました (図 2)。したがって、このような共通点と相違点を同時に説明できる星形成シナリオをつくることこそ、HMP 星がどのような物理過程を経て誕生したのかを理解する上で重要なこととなります。

これらの HMP 星に対して、私たちは、(1) 第一世代の星は、重くて寿命の短い星であり、それが一生の終わりに超新星爆発を起して重元素を放出すること、(2) 観測された小質量星は第一世代ではなく、それより先行する第一世代の超新星が放出した重元素によって汚染されたガスから生まれた第二世代の星であると考えました。これは先に挙げた重元素が非常に少ないガスでは、冷却効率が低いために大質量星が生まれるという理論的予想に基づいたものです。

私たちが得た結果を示す前に、まず HE0107-5240 の組成 (特に、炭素などの軽い元素) を説明するために提案されていた「連星系における主星からの質量降着」シナリオでは再現することが困難であることを指摘しておきます。この連星系シナリオは、HE1327-2326 がほとんど進化していない天体であるので、表面で観測された炭素などの軽元素の組成分布は主星が持っていた組成分布そのものであるという考え方[10]であり、HE0107-5240 に対してはある程度成功していました。このシナリオでは主星が太陽質量の 10 倍より軽い小中質量星である場合に、その進化の終末期 (AGB 段階) に星内部で合成された炭素や窒素が内部過程によって表面に運ばれ、炭素や窒素を含むガスがいま観測されている HMP 星に供給されたものであると考えています。これらの組成比は星の質量によって異なりますが、C/N 比は太陽と比べて $[\text{C}/\text{N}] > 0$ か $[\text{C}/\text{N}] = -2 \sim -1$ という値をとると予想されています[15,16]。このような C/N 比をもつ期間は十分長いのですが、主星の進化とともに変化するために、観測されたような $[\text{C}/\text{N}] \sim 0$ という値をとる期間も短いながら存在する可能性があります。しかし、その期間の短さから HE1327-2326 に対する表面汚染への影響は小さいと考えられるので[17]、この星の元素組成比 (特に、炭素と窒素の組成比) を連星系シナリオで説明するのは難しいと結論づけられます。

5. 星の進化と超新星爆発

ここで、星の進化と超新星爆発について簡単に紹介しておくことにします。星は形成されたときの質量の違いにより最後に到達することができる進化段階が異なります。

まず星はほとんど水素（太陽では質量の70%）とヘリウム（28%）からなるガスが集まって誕生しますが、このガスは冷たいので自分の重さを支えられないために、重力収縮しながら重力エネルギーを解放します。この重力エネルギーが熱エネルギーへ転化することによって温度が上昇し、中心部の温度がおよそ1千万度を超えると、4つの水素原子核から1つのヘリウム原子核を合成する（天文学ではこれを水素燃焼と呼ぶ）熱核融合反応が起こり始めます。この反応過程が進むことにより、中心部で重力に対抗する熱エネルギーが供給されるので、その間、星は安定に輝くことができます。やがて、中心付近にある水素が使い尽くされると、残ったヘリウムからなるコアは再び重力収縮を始め、コアの温度を上昇させます。しかし、このコアの周りにはまだ水素が残っているので、コアを囲む球殻上で水素燃焼が続いており、この場所で作られたヘリウムがコアに降り積もるため、コアの質量が徐々に増大していきます。やがてコアの中で温度が1億度を超えると3つのヘリウム原子核から1つの炭素原子核を合成するヘリウム燃焼段階に入ります。この段階の末期には炭素とヘリウムが反応するようになり酸素原子核も合成されるようになります。したがって、この燃焼段階を終えると中心には炭素と酸素原子核からなるコアが形成され、その周りにはコアを囲む球殻上でヘリウム燃焼、さらにヘリウム層を囲む球殻上で水素燃焼がそれぞれ起きています。

質量がおよそ $7 M_{\odot}$ よりも軽いと、コアでの重力エネルギーの解放による温度上昇がニュートリノによるエネルギー損失に勝てず、この先の中心燃焼段階へ進めなくなるために、超新星爆発は起こさず、星表面からのガス放出により、最期には白色矮星を残すこととなります。

質量がおよそ $10 M_{\odot}$ よりも重ければ、温度上昇が進み、中心温度がおよそ5億度に達すると2つの炭素原子核からネオン、ナトリウム、マグネシウム原子核などが合成されます（炭素燃焼）。さらに温度が高くなるとより重い原子核の合成が進み、シリコンや硫黄、そしてカルシウムなどを合成しながら、最終的に鉄を合成します。鉄は1核子当たりの結合エネルギーが最も高く安定であるために、鉄を合成するまでは核融合反応によってエネルギーを放出することができます。しかし、それより先の重い元素を合成することができないために、鉄を主成分とするコアが形成されます。コアの質量がチャンドラセカール限界と呼ばれている限界質量（およそ $1.4 M_{\odot}$ ）を超えるとその重みを支えることができなくなり収縮を始めます。この重力崩壊により中心付近が核密度程度まで圧縮されると、その硬い表面に落下してきた物質が衝突し、外側へ向けて衝撃波が発生します。この衝撃波が星表面へ向かって伝播しながら、ガスの温度を増加させることによって爆発的な元素合成を引き起こします。そして、最終的に星のほとんどを吹き飛ばして、中心には中性子星かブラックホールを残すこととなります。

6. 超新星モデルと組成の起源

では、大質量星の超新星爆発によって放出された重元素を含むガスの組成比は、観測された HMP 星の元素組成比を説明できるのでしょうか。以下では、私たちが行ったことについて説明していきます[17]。私たちが HMP 星の親星として考えているのは $20\sim 130 M_{\odot}$ の質量範囲にある大質量星であるので、この研究では超新星のモデルとして質量が太陽の 25 倍の星で、典型的な爆発のエネルギー (10^{51} エルグ) よりもやや小さいおよそ 0.7×10^{51} エルグで爆発したと仮定しました。そして、衝撃波の通過により爆発的元素合成を受けた領域の大部分が均一に混ぜられると仮定しています[11,18,19] (図 3、この物理メカニズムとしてはレイリー・テイラー不安定性[20]や非球対称ジェット状爆発[21]による混合などが考えられています)。このほとんどの領域はその小さな爆発エネルギーのために強い重力に引かれて、数日後には中心に落下してしまい (図 3、図 4)、およそ $6 M_{\odot}$ のブラックホールを残すと予想されます。このとき中心付近で合成された鉄族元素は、大規模混合によってヘリウム層の底部まで混ぜられたのちに、ごくわずかな量だけが放出されることとなります (図 5)。二つの HMP 星の元素組成を再現するモデルでは、放出色

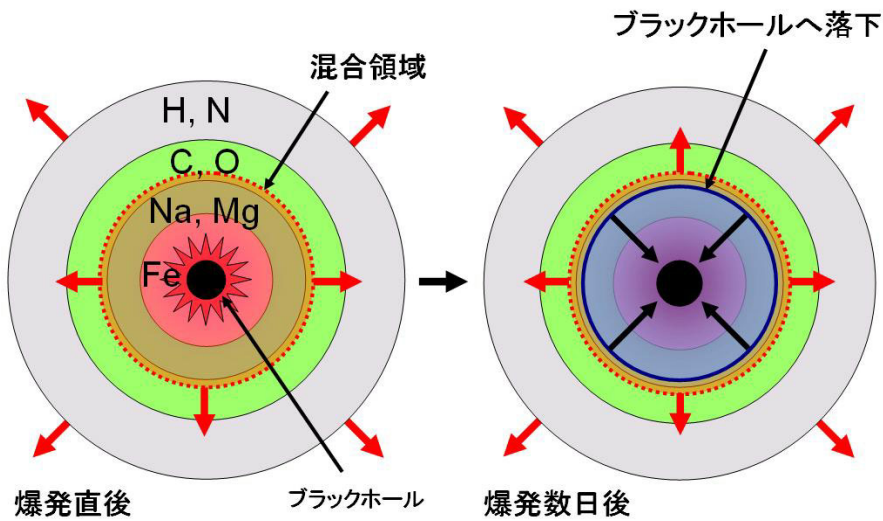


図 3： ブラックホールを形成するような大質量星の超新星爆発で、衝撃波の通過に伴う加熱により爆発的元素合成が起こり、重い元素が合成され (左図)、その後、混合領域が広がり (破線より内側の領域)、この内部の元素組成を均一にする。これにより中心近くで合成されていた鉄族元素などが外側へ運ばれることになる。爆発発生から数日後には (右図)、混合領域の大部分がブラックホールへと落下する (太い実線の内側の領域)。このとき、ごく僅かの鉄族元素を含むガス (破線と太い実線の間) が、その外側にあるガスと一緒に星間空間へと放出される、というモデルの模式図。

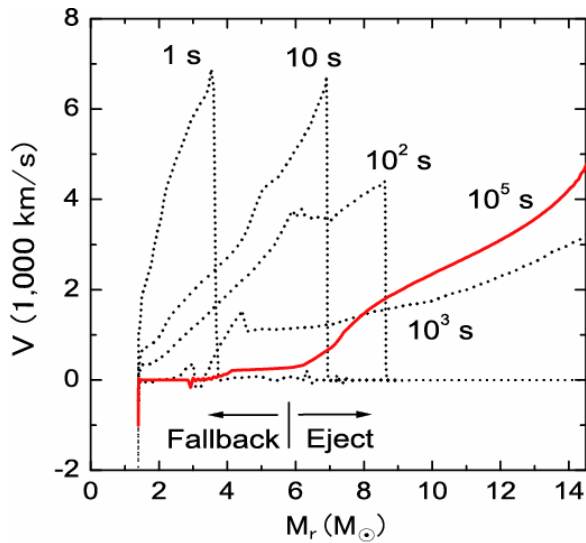


図 4： HE1327-2326 に対する超新星モデルでの衝撃波の伝播による速度の分布図。横軸は半径 r の球の中に含まれる質量 M_r (太陽質量単位) で測った質量座標である。衝撃波 (例えば、衝撃波面は爆発の 1 秒後には $M_r \sim 4 M_\odot$ の位置にある) が発生し、内部から徐々に外側へ移動しながら、外層を通過していく。その間に内部物質は強い重力のために次第に減速していき、最終的に中心に向かって落下 (fallback) する。その境界は 10^5 秒後 (実線) での脱出速度との比較から決められており、 $M_r \sim 6 M_\odot$ である。

れる鉄の質量は太陽質量のたった $1/100,000$ 程度であり、超新星 1987A で放出されたと推定される $0.07 M_\odot$ と比べるとごく僅かです。一方、星の外側にあった炭素などの元素は、中心に落下することなく放出されるので (図 5)、放出される爆発物質は観測値のように非常に大きな炭素と鉄の比を持つこととなります (図 2)。また、ナトリウムやマグネシウム、そしてアルミニウムは、ブラックホールへ落下するかどうかの境界付近にあるために ($M_r = 3.5 \sim 6 M_\odot$)、二つの星での組成比の違いは爆発エネルギーの僅かな違いによって、その境界の位置が変化したために生じたものであると考えられます。

二つの星で共通に見られる豊富な窒素の起源について、私たちは大質量星が超新星爆発を起こす以前の進化段階 (典型的には中心での炭素燃焼段階) において、ヘリウム燃焼で出されたエネルギーによって発生した対流層が外側に広がっていき、水素に富んだ外層に侵入したときに生じたものであることを見出しました [22,23]。この現象が起これば、ヘリウム燃焼で合成されていた ^{12}C と外層にあった陽子が核反応することによって、 $^{12}\text{C}(p,\gamma)^{13}\text{N}(\beta^+\nu)^{13}\text{C}(p,\gamma)^{14}\text{N}$ という連鎖反応が起こり、 ^{14}N が合成されます。この現象は、重元素が多い (例えば太陽ほどの重元素を持つような) 環境では、ヘリウム層と水素外層との間のエントロピー差が大きいために起こらず、重元素の少ない (または無い) 星

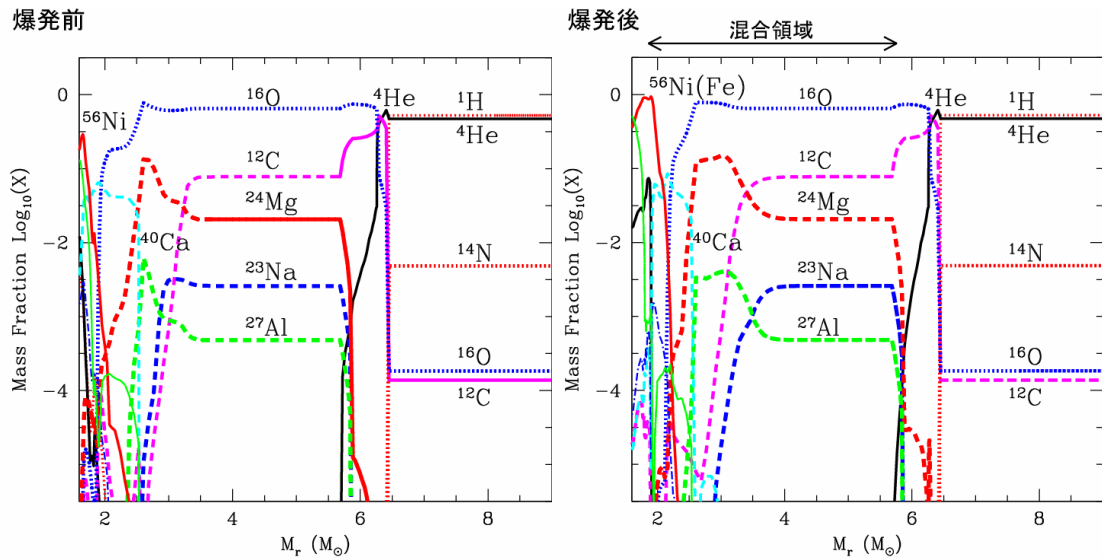


図 5： 爆発前の星の進化によってできた元素の組成分布（左図）と中心の重力崩壊に伴って発生した衝撃波が星内部を表面へ向かって通過する際に起こった爆発的元素合成によって作られた元素の組成分布（右図）。縦軸は単位質量あたりに含まれるそれぞれの原子核の割合を対数で表示してある。この図は HE1327-2326 を再現するための種族 III $25 M_{\odot}$ モデルであるが、HE0107-5240 に対するモデルもほとんど同じである。爆発後の図の上枠部には、HE1327-2326 の元となった超新星において、大規模混合が発生したと仮定した領域 ($M_r=1.9 \sim 5.8 M_{\odot}$ 、HE0107-5240 に対しては $M_r=1.9 \sim 6.3 M_{\odot}$ の領域) を示してある。爆発エネルギーが 0.74×10^{51} エルグ (HE0107-5240 に対しては 0.71×10^{51} エルグ) と典型的な超新星に比べると小さいエネルギーであったために爆発的元素合成を受けた層は $M_r < \sim 3.5 M_{\odot}$ に限られている。放出された鉄の量は太陽質量の僅か $1/100,000$ ほどであった。鉄とは対照的に、混合領域よりも外側にあった炭素は $0.2 M_{\odot}$ も放出されている。

特有のもので、二つの星での窒素組成比の違いはヘリウム対流層と水素外層とが接触したときにヘリウム層内に運ばれた陽子の量の違いとして捉えることができます。私たちは、この輸送量の違いが星の自転速度の違いによって生じた混合スピードの違いに起因すると推測しています[24]。

HE1327-2326 で観測された中性子捕獲元素であるストロンチウムの起源については以下のように考察しています。ストロンチウムは大質量星でも遅い中性子捕獲過程 (s 過程) で合成されることが知られています[25]。s 過程は中性子数密度が比較的小さい環境で起こると考えられており、不安定核ではその核が中性子を捕獲するタイムスケールと比べてベータ崩壊の方が早いために、ほぼ安定核上を進みながら鉄よりも重い元素を合成

していきます。ストロンチウムは中性子数 $N=50$ の魔法数を持つ同位体 (^{88}Sr) があるため s 過程の第一ピーク元素の一つとして知られており、この星での Sr の発見に対して s 過程が深く関わっているとも考えられます。しかし、第一世代の大質量星での s 過程によって、観測値を説明できるほど Sr が合成されるかどうか分かっていません。では、速い中性子捕獲過程 (r 過程) ではどうでしょうか? r 過程は、 s 過程とは対照的に中性子数密度が非常に高い状態で起こるために、中性子捕獲反応が急速に起こり安定核よりもむしろ中性子過剰側 (中性子ドリップ線近傍まで) にある不安定核を合成しながら重い原子核を創り、その後ベータ崩壊などによって安定核を合成します。いま考えている HMP 星と同じように重元素は少ないが、100 倍も鉄の組成比が多い星の中には太陽での r 過程元素の組成分布と似た分布を持つ星が存在することが知られています[26,27,28]。それらは超新星のときに合成されたと考えられており、このことは鉄よりも重い元素が比較的早くから存在していたということからもっともらしいと思われ (r 過程が起こる他のサイトとして連星中性子星の合体なども考えられている)。この r 過程を起源とする組成分布をもつ星では $[\text{Sr}/\text{Ba}]$ 比は $0.14 \sim -0.52$ であり、HE1327-2326 とほぼ一致しています。したがって、この星で観測された Sr は r 過程元素合成によって創られたものであろうと考えることができます。

星形成理論から宇宙で最初の重元素汚染源として考えられてきた大質量星は質量が太陽の 130~300 倍を持つ星でした (これよりも重い星は何も放出せずに、最期はブラックホールになると予想されています[29])。この質量範囲にある超新星は、先に説明したものと爆発メカニズムが異なるために、放出される元素の量が異なることが知られています。このような星の進化では中心に鉄コアを形成する前に、中心部で電子・陽電子対生成が起こるため、内部が不安定となり超新星爆発が引き起こされます[18,29]。この超新星 (pair instability supernova と呼ばれる) は中心に何も残すことなく吹き飛ばすため、合成されたすべての重元素を星間空間に撒き散らすことになります。このタイプの超新星によって放出される鉄の質量は非常に多くなってしまいうために、次に形成される星の Fe/H が大きくなりすぎることと C/Fe 比が小さくなってしまいうことが原因で[11,18]、観測された HMP 星の組成分布を説明することはできないと考えられています。

7. 非常に暗い超新星

HMP 星をつくった超新星は爆発エネルギーが比較的小さかったために、鉄の放出量が著しく少なく、爆発後期の明るさは典型的な超新星に比べて非常に暗かったと予想されます。これは超新星の後期の明るさは、主として、放出された放射性元素であるニッケル (Ni-56) がコバルト (Co-56)、さらに鉄 (Fe-56) へと放射性崩壊していく過程で放出されたガンマ線のエネルギーによって賄われているためです。現在は似たような「暗いタイプの超新星」が数例だけ観測されています[30]。しかし、重元素の最も少ない星を作っ

た超新星が放出した鉄の量は、現在観測されている「暗いタイプの超新星」のさらに 1/100 であったと推定されるため、新種の「非常に暗い超新星」であった可能性があります。一方、二つの星に比べて鉄組成比が 10~100 倍ほど大きい天体も観測されており、これらは同様の爆発機構により現在見られるタイプの「暗い超新星」によって作られたと考えると統一的に第二世代の星として解釈することが出来ます。「非常に暗い超新星」と「暗い超新星」の違いがなぜ現れるのかはいまだに謎であり、これらの中間の超新星も存在するのか、などの疑問に答えるためには、すばる望遠鏡などによる更なる観測結果が期待されます。

8. 重元素の最も少ない星が作られるためには？

炭素よりも重い元素がまったく無いような宇宙初期には、小質量の星が形成されにくく、そのような星が形成されるためにはガス中に十分な量の重元素を含んでいる必要があると考えられます[11,31]。私たちの超新星モデルでは大量の炭素（及び酸素）を放出することができるので、この豊富にある炭素によってガスの冷却が十分効率良く行われるようになり、第二世代では小質量の星が形成されると期待されます。このことから、重元素の最も少ない星 ($[\text{Fe}/\text{H}] < -5$) が誕生するためには、C/H 比がある値よりも大きくなる必要があると考えられます。つまり、HMP 星がもつ C/Fe 比は太陽での値と比べて非常に大きくなると予想されます。

このように、私たちは宇宙の第一世代の大質量星の進化と超新星爆発をシミュレートし、超新星爆発によって放出された重元素を含むガスの組成比を推定したところ、HMP 星の極めて特異な元素組成比と合致することを示しました。それにより、(1) HE1327-2326 と HE0107-5240 は第一世代の超新星から生まれた第二世代の星であること、(2)この超新星は、ブラックホールを形成しつつ爆発する特殊な超新星であったことを明らかにしました。私たちの研究は、第一世代の星は大質量星であり、その中でも、ブラックホールを形成しつつ超新星爆発を起すものが、宇宙初期の元素の増加、化学進化に重要な寄与をしていたことを初めて示したのとなりました。

9. 核データと元素合成

おわりに星の進化やその超新星爆発で起こる元素合成と核データとの関係について補足しておくことにします。先に説明したとおり、星が輝き続けるためには、重力に抗するための核融合反応によるエネルギー生成が必要不可欠であり、そのエネルギー源は原子核が融合したときに生じる質量欠損によるものです。つまり、星が進化するということは、星内部で水素から様々な重い原子核が合成されていくことを意味します。それらの原子核が星の中でどのくらい合成されるのかは、銀河系の化学進化（そして、太陽系

組成比)を理解する上で非常に重要となります。その根幹を成しているのが陽子や α 粒子、そして中性子などと様々な核との間の核反応率です。星の進化や超新星爆発に係わる元素合成では、その数多くの原子核に対して、0.1keV~1MeV 程度に渡る温度範囲での核反応率を知っている必要があります。しかし、このような温度や原子核に対して、実験によって測定されているものはごく僅かしかありません。そのために Hauser- Feshbach などによる統計理論に基づいた理論的な核反応率 (例えば、[32]) に頼らざるを得ず、今回の元素合成の計算に使った核反応率のほとんどは理論モデルによるものとなっています。多くの実験がある $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$ のようにファクター2 程度の不確定性が星の進化に大きな影響を与えるものや未だに実験が行われたことのない不安定核に係わる数多くの反応があるので、今後このような核に対する実験が行われ、精度良く測定されるようになることが期待されます。

本研究は野本憲一教授、梅田秀之氏、富永望氏 (東京大学大学院理学系研究科天文学専攻)、前田啓一氏 (東京大学大学院総合文化研究科) との共同研究で行われた。

参考文献

- [1] T. Abel, G.L. Bryan & M.L. Norman, *Science* 295, 93 (2002)
- [2] T. Abel, G.L. Bryan & M.L. Norman, *Astrophys. J.* 540, 39 (2000)
- [3] V. Bromm, P.S. Coppi & R.B. Larson, *Astrophys. J.* 564, 23 (2002)
- [4] V. Bromm, P.S. Coppi & R.B. Larson, *Astrophys. J.* 527, L5 (1999)
- [5] K. Omukai & F. Palla, *Astrophys. J.* 589, 677 (2003)
- [6] M.S. Bessell & J. Norris, *Astrophys. J.* 285, 622 (1984)
- [7] N. Christlieb et al., *Nature* 419, 904 (2002)
- [8] M.S. Bessell, N. Christlieb & B. Gustafsson, *Astrophys. J.* 612, L61 (2004)
- [9] N. Christlieb et al., *Astrophys. J.* 603, 708 (2004)
- [10] T. Suda et al., *Astrophys. J.* 611, 476 (2004)
- [11] H. Umeda & K. Nomoto, *Nature* 422, 871 (2003)
- [12] P. Bonifacio, M. Limongi & A. Chieffi, *Nature* 422, 834 (2003)
- [13] A. Frebel et al., *Nature* 434, 871 (2005)
- [14] T.C. Beers & N. Christlieb, *Ann. Rev. Astron. and Astrophys.* 43, 531 (2005)
- [15] A. Chieffi et al., *Astrophys. J.* 554, 1159 (2001)
- [16] L. Siess, M. Livio & J. Lattanzio, *Astrophys. J.* 570, 329 (2002)
- [17] N. Iwamoto et al., *Science* 309, 451 (2005)
- [18] H. Umeda & K. Nomoto, *Astrophys. J.* 565, 385 (2002)
- [19] H. Umeda & K. Nomoto, *Astrophys. J.* 619, 427 (2005)

- [20] K. Kifonidis et al., *Astron. Astrophys.* 408, 621 (2003)
- [21] K. Maeda & K. Nomoto, *Astrophys. J.*, 598, 1163 (2003)
- [22] .E. Woosley & T.A. Weaver, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 101, 181 (1995)
- [23] H. Umeda, K. Nomoto & T. Nakamura, in *The First Stars*, A. Weiss, T.G. Abel, V. Hill, Eds. (Springer-Verlag, Berlin), p.150 (2000)
- [24] A. Heger, N. Langer & S.E. Woosley, *Astrophys. J.* 528, 368 (2000)
- [25] I. Baraffe, M.F. El Eid & N. Prantzos, *Astron. Astrophys.* 258, 357 (1992)
- [26] V. Hill et al., *Astron. Astrophys.* 387, 560 (2002)
- [27] C. Sneden et al., *Astrophys. J.* 591, 936 (2003)
- [28] J. Westin et al., *Astrophys. J.* 530, 783 (2000)
- [29] A. Heger & S.E. Woosley, *Astrophys. J.* 567, 532 (2002)
- [30] M. Turatto et al., *Astrophys. J.* 498, L129 (1998)
- [31] R. Schneider et al., *Nature* 422, 869 (2003)
- [32] T. Rauscher & F.-K. Thielemann, *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, 75, 1 (2000)