

超新星爆発における νp プロセス

和南城伸也

〈東京大学数物連携宇宙研究機構 〒277-8568 千葉県柏市柏の葉 5-1-5〉

e-mail: wanajo@astron.s.u-tokyo.ac.jp

最近の研究により、これまで知られていなかった新しい元素合成過程「 νp プロセス」が超新星爆発の際に起こっていることが明らかになった。 νp プロセスは、未解決の陽子過剰同位体の起源となりうるだけでなく、いまだに明らかにされていない超新星爆発の爆発メカニズムに対しても重要なヒントを与えてくれると期待されている。

1. 陽子過剰同位体の起源

私たちの体をつくる炭素・酸素や身の回りに存在するヘリウムより重い元素のすべては、星の進化の過程やその最終段階である超新星爆発の際に合成されたと考えられている¹⁾。星の中心では、最初に水素が燃えてヘリウムになり、次にヘリウムが燃えて炭素と酸素になる。このような過程を繰り返して、 $10M_{\odot}$ 以上の星の場合 (M_{\odot} は太陽質量)、その中心は最終的に最も安定な原子核である鉄 (質量数 56) のコアになり、重力崩壊型 (II/Ibc 型) 超新星爆発を起こしてそれまでに作られた元素を星間空間に放出する。近接連星系における白色矮星の核爆発型 (Ia 型) 超新星爆発も鉄族元素の多くを作り出すことができる。しかしながら、このような過程では、元素の周期表で 2/3 を占める鉄より重い元素の存在は説明できない。

鉄より重い元素を合成するには、二つの方法がある。一つは、鉄などの「種核」に陽子やヘリウムなどの原子番号の小さい粒子を捕獲させる方法である。陽子は荷電粒子の中でも電荷が最も小さいので反応のクーロン障壁が低く、比較的低い温度 (20-30 億度) でも反応する。ヘリウム捕獲の場合はより高い温度 (30-40 億度) を要する。さらに

高い温度 (約 50 億度) になると、物質はすべての原子核反応と光分解の熱平衡状態 (原子核統計平衡) に達して最も安定な鉄族元素になってしまうので、ヘリウムより重い粒子の捕獲によって鉄より重い元素を作ることはできない。

もう一つは、種核に中性子を捕獲させる方法である。この反応はクーロン障壁が存在しないために低温でも可能であり、荷電粒子捕獲よりもはるかに起こりやすい。この中性子捕獲反応過程には「s プロセス」(遅い中性子捕獲反応過程) と「r プロセス」(速い中性子捕獲反応過程) が存在することが、約 50 年前にすでに提唱されている^{2), 3)}。現在、s プロセスは主に低質量星 (約 $10M_{\odot}$ 以下) の赤色巨星 (AGB 星) 段階におけるヘリウム殻燃焼⁴⁾と大質量星 (約 $10M_{\odot}$ 以上) のヘリウムコア燃焼⁵⁾で起こると考えられている。r プロセスについてはいまだにはっきりした結論は得られていないものの、超新星爆発の際に形成される原始中性子星付近で起こるとい説が有力である⁶⁾。

しかしながら、太陽系の鉄より重い元素には、中性子捕獲では決して作ることでできない陽子過剰な同位体が存在する (図 1)。その割合は各元素のせいぜい 1-10% 程度であるが、鉄より重い元素の多くについて存在している。これらの陽子過剰同位体は p プロセス核 (以下、「p 核」と名づけ

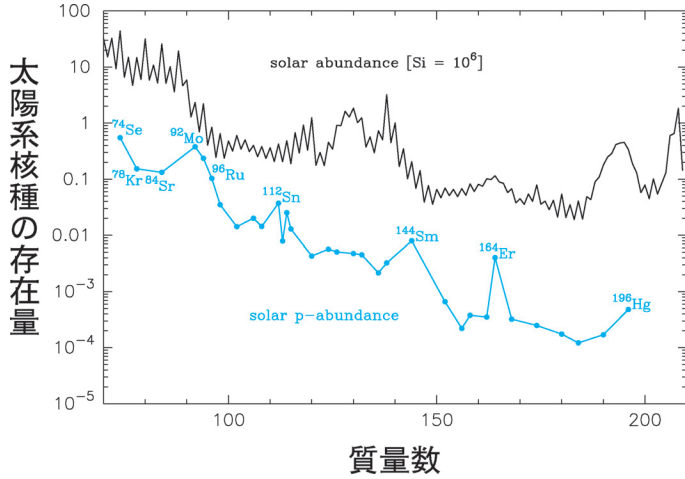


図1 太陽系元素組成比（黒線）とそのp核成分（青線）. Si=10⁶としてある.

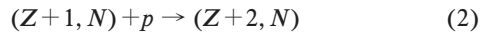
られているものの、p核がどのような元素合成プロセスで作られたかについては不明な点が多い⁷⁾.

これらのp核は、大質量星の酸素・ネオン層に含まれているsプロセス元素が超新星爆発の際の衝撃波加熱により高温に熱せられ（20-30億度）、光分解により中性子を放出することにより生じた（γプロセスという）という説が有力である^{8),9)}. しかし、いくつかのp核、とくに、元素に対する割合が最大（約24%）であるモリブデンのp核（⁹²Moは約15%、⁹⁴Moは約9%）の起源はγプロセス説では全く説明できない. この「軽いp核の起源」の解明は50年来の問題となっていた.

2. rpプロセス

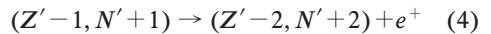
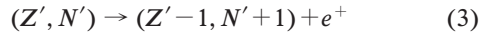
sプロセスやrプロセスとの類推から、これらのp核は陽子捕獲反応により作られたのではないかと誰もが思いつくであろう. そのほうが上述のγプロセスよりはるかにシンプルである. 実は、約30年前に、「rpプロセス」という速い陽子捕獲反応過程が提唱されている¹⁰⁾. これは、rプロセスの陽子過剰バージョンであり、陽子捕獲とβ⁺崩壊を繰り返して陽子過剰な同位体が作られるというものである. 原子番号Z、中性子数N

の核種 (Z, N) は、陽子捕獲反応



...

により (p は陽子)、原子番号と質量数 (A = Z + N) を増やす. こうしてできた陽子過剰な不安定核種 (Z', N') は、β⁺崩壊



...

により (e⁺ は陽電子) 質量数はそのまま原子番号は小さくなる. この一連の反応の繰り返しによって、より質量数大きい元素を合成することができる. 現実には、rpプロセスはX線バースト（中性子星と主系列星の近接連星系で、主系列星から降着した水素過剰なガスが中性子星の表面で起こす爆発現象）で起きていると考えられている¹¹⁾. しかし、X線バーストでは爆発物質はほとんど放出されないので、これがp核の起源になっているとは考えにくい.

それでは、これまでなぜ超新星爆発でrpプロセスが起こると誰も考えなかったのであろうか. 第1に、超新星爆発の際に形成される原始中性子星付近は中性子過剰であり、rpプロセスに必要な

陽子が存在しないと思われていたからである。第2に、rpプロセスの流れの道筋には半減期の比較的長い(1分程度)不安定核がいくつか存在するからである。超新星爆発に伴う元素合成のタイムスケールはせいぜい1秒くらいなので、鉄を種核としてrpプロセスがスタートしたとしても、半減期が約1分の⁶⁴Geでその流れは止まってしまう、それより先へは進まないと考えられていたのである。

3. 原始中性子星付近は陽子過剰?

上述の第1の理由については、最近になって状況が変わってきた。ここ数年の詳細な超新星爆発の数値流体シミュレーションにより、超新星爆発直後の原始中性子星付近の物質の大部分は陽子過剰であることがわかってきたのである。その理由は次のように説明される。

原始中性子星表面は極めて高温なため(数百億度)、すべての物質は自由核子(中性子と陽子)になっている。そのうち約9割が中性子、残りが陽子である。これは、物質の密度が極めて高く(10¹² g cm⁻³程度)電子が縮退しているために、陽子は電子を捕獲して中性子になったほうが安定なためである。ところが、ひとたび原始中性子星の表面を離れると物質の密度は10⁵ g cm⁻³程度まで急激に減少するため、それに伴って電子の縮退も弱くなる。原始中性子星からは強いニュートリノの風が吹いているので(5章参照)、次のニュートリノ捕獲反応

$$\nu_e + n \rightarrow p + e^- \tag{5}$$

$$\bar{\nu}_e + p \rightarrow n + e^+ \tag{6}$$

がほぼ同じ程度起きている(n は中性子、 e^- は電子、 ν_e は電子ニュートリノ、 $\bar{\nu}_e$ は反電子ニュートリノ)。(5)式の逆反応である陽子の電子捕獲は電子縮退が解けるとともに急激に弱くなるので、(5)、(6)式の反応により、ニュートリノ風を構成する物質の構成要素は、ほぼ同数の中性子と陽子になる。

最終的に物質が中性子過剰になるか陽子過剰になるかは簡単には結論できない。それは、(5)式のニュートリノ捕獲反応の進む速さは、その逆反応の電子捕獲との競合によって決まるためである。もし電子縮退が解けるのが速ければ、中性子より質量の小さい陽子になるほうが安定なために、物質は陽子過剰になると考えられる。逆に、電子縮退が解けるのが遅ければ、物質は中性子過剰な状態で凍結してしまう。以前の近似的なニュートリノ輸送による超新星爆発のシミュレーションでは後者、すなわち原始中性子星から放出される物質は中性子過剰(1核子あたりの陽子比 $Y_e=0.4-0.5$)になるという結果が得られていた。そのために、これまでは超新星ではrpプロセスは起きないと考えられていたのである。しかしながら、信頼できる陽子比 Y_e を計算するには、詳細なニュートリノ輸送過程を考慮した研究を待たねばならなかった。

最近になって、ようやくそのようなシミュレーションがなされるようになり、その結果は、超新星爆発直後の少なくとも最初の1秒間に原始中性子星から放出される物質の大部分は陽子過剰($Y_e=0.5-0.6$)であるというものだった^{12),13)}(数秒後には大部分が中性子過剰になると考えられている)。このようにして、上述の第1の問題は解決されたのである。

4. νp プロセスの発見

それでもなお、第2の問題、すなわち、超新星の元素合成のタイムスケール(1秒程度)よりはるかに長い β^+ 崩壊半減期(1分程度)をもつ不安定核がrpプロセスの途上に存在するという問題が残る。ところが、以下に述べるように、この問題はいとも簡単に解決されてしまったのである。

筆者は以前より、超新星爆発の際に原始中性子星からニュートリノ加熱により放出される物質流、すなわち「ニュートリノ風」(5章参照)における元素合成の計算を行っていた⁶⁾。ニュート

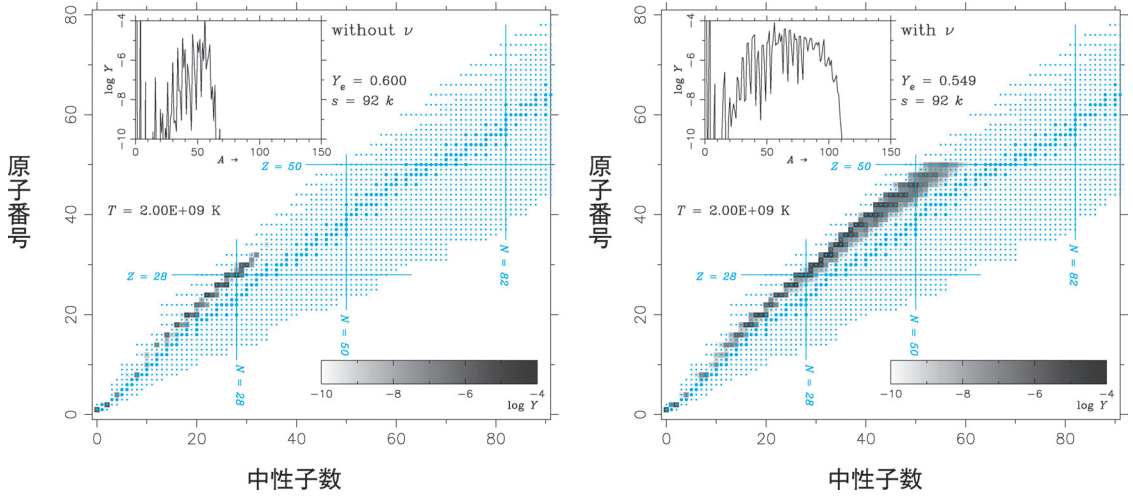


図2 陽子過剰ニュートリノ風における元素合成の計算例 (1核子当たりのエントロピーが $92k$ のニュートリノ風の場合. k はボルツマン定数). 青い点は元素合成コードに含まれている不安定および安定 (濃い点) 核種, グレースケールおよび左上のグラフは温度が20億度下がったときの核種の存在量を表す. 右, 左はそれぞれはニュートリノ反応を on, off にしたときの結果である.

リノ風モデルは、いわゆる「恒星風」の(半解析)解にニュートリノ反応や一般相対論効果を考慮して、原始中性子星の場合に応用したものである^{14), 15)}. ニュートリノ風モデルにより得られた温度・密度の時間変化を、中性子、陽子、ヘリウムから超ウラン元素まで存在の確認されているすべての元素の安定および不安定同位体(約6,000核種)とその間の反応を考慮した元素合成コードに適用して、元素合成の計算を行っていた。

これは、主としてrプロセスの研究に用いてきたものであり、それまではニュートリノ風を構成する物質が中性子過剰な場合のみを調べてきた。これを、3章に述べた最近の超新星シミュレーションの結果を考慮して計算の範囲を陽子過剰な場合にまで拡張してみたところ、なんとrpプロセスが起っていたのである。図2(右)にその1例を示す。このとき、物質が原始中性子星表面を後にしてからわずか0.2秒しか経っていないのに、元素合成の流れは β^+ 崩壊半減期が約1分の ^{64}Ge ($N=Z=32$)で止まることなく、 $Z=50$ ($A=110$ 程度)まで進んでいるのがわかる。

なぜrpプロセスが起っているのかを調べるうちに、思いもよらないことが原因であることがわかった。ここで重要なのは、筆者の元素合成コードはニュートリノ風における元素合成の計算を目的としていたため、すでに(5)、(6)式のニュートリノ反応も含まれていたことである。この(6)式の反応をoffにしてみると、rpプロセスは起らなかった(図2左)。元素合成の流れは前から予測されていたとおり ^{64}Ge で完全に途絶えてしまっている。すなわち、rpプロセスが起きた原因は(6)式の反応、すなわち陽子の反電子ニュートリノ捕獲にある。

ニュートリノ風を構成する物質が、中性子とそれより多い陽子で構成されているとき ($Y_e > 0.5$)、温度が下がるにつれて中性子は陽子と結合してヘリウムになるために、すぐなくなるはずである。ところが、超新星ニュートリノ風の場合はニュートリノの存在のために(6)式の反応が起き、わずかながら(質量比 10^{-10} 程度)中性子が存在するのである。したがって、陽子過剰物質中であるにもかかわらず、中性子捕獲反応

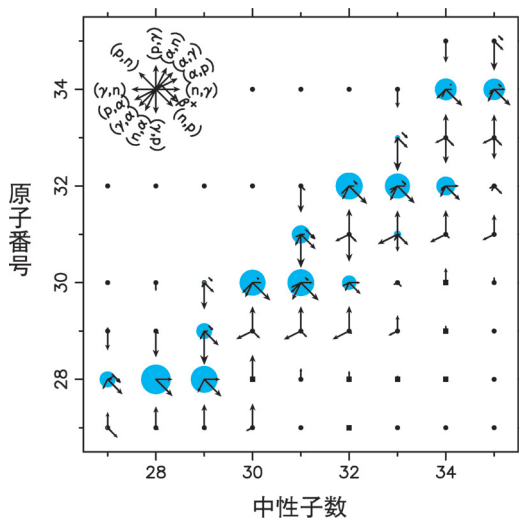


図3 温度が25億度になったときの νp プロセスの流れの様子。点は元素合成コードに含まれている不安定および安定核種、青丸は核種の存在量を表す。矢印は左上に示されている各反応の流れの強さを表す。見やすくするために、 β^+ 崩壊については位置を少しずらしてある。

$$(Z, N) + n \rightarrow (Z-1, N+1) + p \quad (7)$$

$$(Z, N) + n \rightarrow (Z, N+1) + \gamma \quad (8)$$

(γ はガンマ線) が起きることになる。以下、(7)式の反応は (n, p) 、(8)式の反応は (n, γ) と表す。陽子過剰物質の中性子捕獲は非常に速い(0.1秒以下のタイムスケール)ので、わざわざ遅い β^+ 崩壊を待つまでもなく、(7)、(8)式の中性子捕獲がその代わりの役割を果たすために、 rp プロセスが先まで進むのである。図3に ^{64}Ge 周辺の元素合成の流れの様子を示す。(3)式と(7)式からもわかるように、 β^+ 崩壊と (n, p) 反応は全く同じ役目を果たす。矢印の長さで表されているように、 β^+ 崩壊に代わって (n, p) 反応または (n, γ) 反応が陽子捕獲の間の橋渡しをしていることがわかる。

この新しいタイプの rp プロセスは筆者¹⁶⁾と他の2グループ^{13), 17)}がほぼ同時期に提唱し、従来の rp プロセス(以下、クラシカル rp プロセス)と区

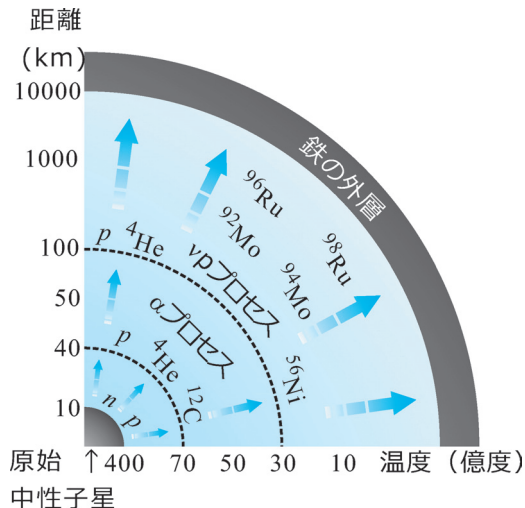


図4 ニュートリノ風の中で νp プロセスが起こる様子。

別して「 νp プロセス」(または「ニュートリノ誘起 rp プロセス」)と呼ばれている。これは、クラシカル rp プロセス以来約30年ぶりに発見された新しい元素合成過程としてすでに広く知られるようになっていく。

5. νp プロセスの詳細

ここで、超新星ニュートリノ風の中で νp プロセスが起きる様子について詳しく見てみることにしよう。その概念図を図4に示す。これは、ニュートリノ風で r プロセスが起きる様子によく似ているが¹⁾、異なる点も多い。

大質量星(10 M_{\odot} 以上)の重力崩壊により原始中性子星が誕生したとき、その表面温度は数百億度にもなり、あらゆる原子核はばらばらの中性子と陽子になっている。前述のとおり、その大部分は中性子である。これがニュートリノ加熱によりその表面を離れるとすぐに(5)、(6)式の反応により中性子は陽子へと変換され、ニュートリノ風を構成する物質の大部分は中性子とそれより少し多い陽子($Y_e=0.5-0.6$ 程度)となる。物質が中性子星表面から遠ざかるにつれて温度は下がり、温度

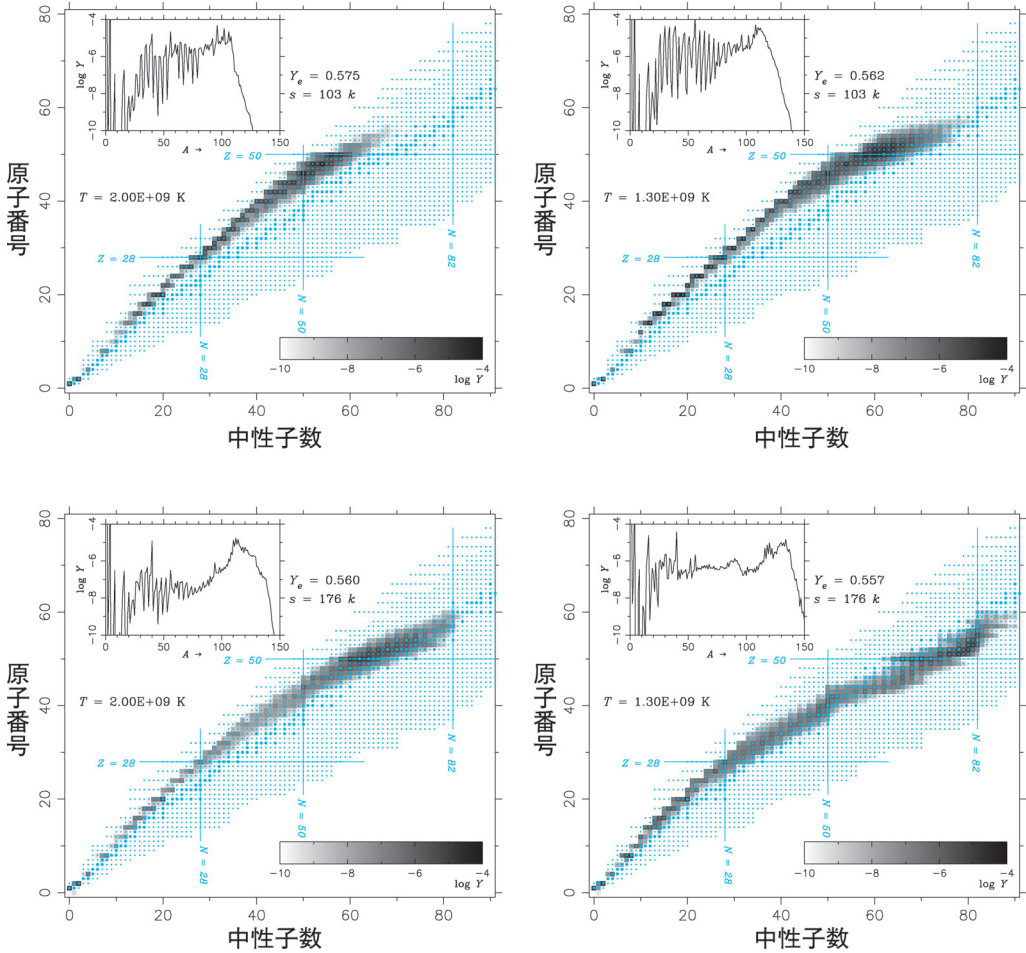


図5 陽子過剰ニュートリノ風における元素合成の計算例(図2と同様). 左は温度が20億度に下がったとき, 右は温度がさらに13億度にまで下がったときの様子を表す. 上段および下段はそれぞれ1核子当たりのエントロピーが103kおよび176kのニュートリノ風の場合.

が約70億度になると, ほぼすべての中性子は陽子と結合し, ニュートリノ風を構成する物質は陽子とヘリウムになる. さらに温度が下がるにつれて, トリプル α 反応(α は ${}^4\text{He}$ 原子核)



により炭素が作られると, この炭素から始まる α 捕獲反応過程(α プロセス)により ${}^{56}\text{Ni}$ にピークをもつ鉄族元素が作られ, これが後の νp プロセスの種核となる. このように, ニュートリノ風では, 種核を自ら作り出すことができる(これは r プロセスの場合も同様である).

やがて温度が約30億度まで下がると α 粒子がクーロン障壁を突破するのが困難になり, α プロセスは凍結する. このとき, ニュートリノ風を構成する物質は, 陽子(約20%), ヘリウム(約80%), 鉄族元素(約1%), そして, (6)式の反応による微量の中性子(質量比 10^{-10} 程度)となっている. そして, クーロン障壁の最も低い陽子の捕獲反応, すなわち νp プロセスがスタートする.

ここで重要なのは, 陽子過剰物質中($Y_e > 0.5$)では, 温度が約30億度まで下がっても自由陽子が必ず存在することである. これは, 中性子過剰

ニュートリノ風 ($Y_e < 0.5$) の場合とは大きく異なる。r プロセスが始まる時 (約 30 億度) に自由中性子が残されているためには、高エントロピー (1 核子あたり約 200 k 以上、 k はボルツマン定数)、速い冷却タイムスケール (約 0.01 秒以下)、または高い中性子過剰率 ($Y_e < 0.2$) などの極限的な物理条件が要求される⁶⁾。これが、r プロセスが難しいと言われるゆえんである。これに対し、陽子過剰物質中では、このような物理条件にかかわらず (原子核統計平衡の場合でも)、質量比 0.1–0.01 程度の自由陽子が「必ず」存在する¹⁸⁾。つまり、陽子過剰ニュートリノ風では、程度の差こそあれ、疑いの余地なく νp プロセスが起きているのである。

r プロセスは中性子がなくなるまで続くのに対し、 νp プロセスはあまり長くは続かない。陽子は荷電粒子であるので、温度が 20 億度くらいまで下がるとしだいにクーロン障壁を突破するのが困難になるからである。それでも陽子の大部分は残されたままなので、(6) 式の反応により引き続き微量の中性子が供給され続ける。したがって、しだいに陽子捕獲と中性子捕獲が競合するようになる。これは陽子捕獲のクーロン障壁が高い質量数の大きい核種で顕著になり、その結果、より高エントロピー (すなわち陽子過剰¹⁶⁾) なニュートリノ風の場合は、 νp プロセスの流れの先端は安定核へ向かっていく (図 5)。温度が約 10 億度にまで下がると、陽子捕獲反応は凍結する。そして、物質が中性子星から約 10,000 km まで遠ざかると、ニュートリノのフラックスが弱くなり (6) 式の反応による中性子の供給も止むため、中性子捕獲も凍結する。物質が中性子星表面を離れてからこうして νp プロセスが終了するまでに要する時間はほんの 1 秒以下である。この後は、陽子過剰な不安定核が β^+ 崩壊して安定核へ向かっていくのを待つのみである。

νp プロセスの流れはいったいどれくらいの質量数まで進むのだろうか。クラシカル rp プロセ

スの場合、その終着点の質量数は 108 である。それは、クラシカル rp プロセスの道筋の先には直ちに α 崩壊をする核 ^{106}Te , ^{107}Te , ^{108}Te が存在し、これより先に進めないからである¹⁹⁾。高エントロピーニュートリノ風での νp プロセスの場合は、その道筋はこれらの核種 ($Z=52$, $N=54-56$) を内側にそれて、さらに先へと進んでいるのがわかる (図 5 上)。しかし、陽子過剰率が高くなりすぎると、(6) 式の反応により中性子密度も高くなり、その結果、 νp プロセスの流れはベータ安定線を越えて中性子過剰領域に突入するという奇妙なことが起こる (図 5 下)。したがって、 νp プロセスで作られる p 核の質量数の上限は 110–130 程度であると考えられる。

6. 軽い p 核の起源

νp プロセスによって質量数 110–130 程度までの陽子過剰同位体が作られるので、これで 50 年来的謎である、 ^{92}Mo や ^{94}Mo などの軽い p 核の起源を説明できそうである。しかしながら、問題は完全に解決されたわけではない。例えば、 νp プロセスで予測される ^{92}Mo の太陽系組成に対する比は ^{94}Mo のそれに比べて半分程度である。異なる元素どうしの比較であれば、ニュートリノ風のモデルパラメーターの違いなどによって説明できるかもしれないが、同じ元素の質量数がほぼ隣り合った核種どうしの比は、このようなモデルパラメーターにほとんど影響されない。考えられる原因は、原子核データに問題があるか、または ^{92}Mo に νp プロセスとは異なる起源が存在するかの二つである。

実は、 ^{92}Mo までの軽い p 核の起源の一つの説として、従来の中性子過剰ニュートリノ風 ($Y_e = 0.46-0.49$) が提唱されている^{16), 20), 21)}。例えば、 α プロセスで合成された ^{90}Zr が陽子を二つ捕獲して ^{92}Mo が作られるというわけである。ただし、この説では ^{94}Mo やそれより質量数の大きい p 核の存在は全く説明できない。よって、質量数

110-130 までの軽い p 核の起源は νp プロセスで説明できそうであるが、そのいくつか、とくに ^{92}Mo に関しては、中性子過剰ニュートリノ風の α プロセスによる寄与も必要である可能性が高い。これは、原始中性子星形成直後のニュートリノ風には陽子過剰な領域と中性子過剰な領域が混在していることを示唆している。実際に、最近の 2 次元の数値流体シミュレーションによると、爆発の最初の 1 秒以内では、陽子過剰な物質流の中に、中性子過剰な泡状の領域が存在することが確かめられている¹²⁾。

7. 今後の展望

νp プロセスが発見されてから 3 年余り経ち、これはすでに超新星爆発における重要な元素合成過程として認識されるに至っている。しかしながら、 νp プロセスの研究はまだ始まったばかりであり、今後取り組むべき課題は山積している。

まず第 1 に、 νp プロセスによる p 核などの合成量を正確に計算するためには、詳細なニュートリノ輸送過程を考慮した超新星爆発の多次元数値流体シミュレーションの結果に基づいた元素合成の計算を行う必要がある。これまで長い間、超新星の爆発メカニズムは未解明のままであったが、最近になって、比較的低質量の超新星（約 $15M_{\odot}$ 以下）の場合はモデルパラメーターを用いないセルフコンシステントな爆発が再現できるようになりつつある²²⁾⁻²⁴⁾。 νp プロセスは温度変化や陽子過剰率などに極めて敏感なので、このようなセルフコンシステントな爆発モデルに基づく元素合成の計算を行うべきであろう。

しかしながら、ニュートリノ輸送過程を正確に考慮した多次元数値流体シミュレーションをもってしても、陽子比 Y_e の分布を正確に計算することは極めて困難であり、数%の誤差は避けられないであろう。それは、(5)、(6) 式の反応の電子ニュートリノと反電子ニュートリノの平均エネルギーのわずかな差が陽子過剰率に大きく影響する

からである。したがって、 νp プロセスは、逆に超新星の爆発モデルに強い制限を与える可能性がある。例えば、 ^{92}Mo は陽子過剰および中性子過剰ニュートリノ風の双方に起源にもつ可能性が高いので、 ^{92}Mo と ^{94}Mo の組成比が太陽系の値と一致するような、中性子過剰から陽子過剰領域にわたる Y_e 分布を正確に再現するような超新星爆発モデルが求められることになる。

第 2 に、 νp プロセスにかかわる原子核反応率データの多くについては実験値が存在せず、不定性の大きい理論値を用いざるをえないことである。とくに、陽子過剰不安定核の (n, p) および (n, γ) 反応については実験値は皆無である。これは、 νp プロセスが発見される以前は、陽子過剰物質中で中性子捕獲が起きるとは誰も思っていなかったもので、無理もないことである。今後、 νp プロセスは天体核物理の分野においても最重要課題の一つとなることは間違いないであろう。

最後に、 νp プロセスが超新星爆発で起きていることはほぼ間違いないと考えられているものの、 νp プロセスに関する直接的な観測事実は今のところ存在しない。金属欠乏星における r プロセスや s プロセス元素の観測と異なり、p 核の存在量はそれぞれの元素のわずか 1-10% しかないで、その同位体測定は極めて困難である。それに対し、原始太陽系の組成を反映していると考えられる始原的隕石の同位体比異常には、p 核の存在を示すものもある⁷⁾。今後、これらの観測データを用いて、より直接的な νp プロセスの痕跡を探ることが求められるであろう。

参考文献

- 1) 野本憲一編, 2007, 元素はいかにつくられたか—超新星爆発と宇宙の化学進化—, 岩波書店 (2007)
- 2) Burbidge E. M., Burbidge G. R., Fowler W. A., Hoyle F., 1957, Rev. Mod. Phys. 29, 547
- 3) Cameron A. G. W., 1957, Chalk River Report, CRL-41
- 4) Busso M., Gallino R., Wasserburg G. J., 1999, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 37, 239
- 5) Prantzos N., Hashimoto M., Nomoto K., 1990, Astron.

Astrophys. 234, 211

6) Wanajo S., Ishimaru I., 2006, Nucl. Phys. A 777, 676

7) Arnould M., Goriely S., 2003, Phys. Rep. 384, 1

8) Rayet M., Arnould M., Hashimoto M., Prantzos N., Nomoto K., 1995, Astron. Astrophys. 298, 517

9) Hayakawa T., Iwamoto N., Kajino T., Shizuma T., Umeda H., Nomoto K., 2008, Astrophys. J. 685, 1089

10) Wallace R. K., Woosley S. E., 1981, Astrophys. J. Suppl. 45, 389

11) Koike O., Hashimoto M., Arai K., Wanajo S., 1999, Astron. Astrophys. 342, 464

12) Buras R., Rampp M., Janka H.-Th., Kifonidis K., 2006, Astron. Astrophys. 447, 1049

13) Fröhlich C., et al., 2006, Astrophys. J. 637, 415

14) Otsuki K., Tagoshi H., Kajino T., Wanajo S., 2000, Astrophys. J. 533, 424

15) Wanajo S., Kajino T., Mathews G. J., Otsuki K., 2001, Astrophys. J. 554, 578

16) Wanajo S., 2006, Astrophys. J. 647, 1323

17) Pruet J., Hoffman R. D., Woosley S. E., Janka H.-Th., Buras R., 2006, Astrophys. J. 644, 1028

18) Seitenzahl I. R., Timmes F. X., Marin-Lafleche A., Brown E., Magkotsios G., Truran J., 2008, Astrophys. J. 685, L129

19) Schatz H., Aprahamian A., Barnard V., Bildsten L., Cumming A., Ouellette M., Rauscher T., Thielemann F.-K., Wiescher M., 2001, Phys. Rev. Lett. 86, 3471

20) Hoffman R. D., Woosley S. E., Fuller G. M., Meyer B. S., 1996, Astrophys. J. 460, 478

21) Wanajo S., Nomoto K., Janka H.-Th., Kitaura F. S., Müller Astrophys J., submitted; arXiv0810.3999

22) Kitaura F. S., Janka H.-Th., Hillebrandt W., 2006, Astron. Astrophys. 450, 345

23) Buras R., Janka H.-Th., Rampp M., Kifonidis K., 2006, Astron. Astrophys. 457, 281

24) Marek A., Janka H.-Th., 2007, Astrophys. J., submitted; arXiv0708.3372

The νp -Process in Supernovae
Shinya WANAJO
Institute for the Physics and Mathematics of the Universe, University of Tokyo, Kashiwa, Chiba 277-8568, Japan

Abstract: Recent studies have revealed that the newly identified nucleosynthesis process, “ νp -process,” operates in supernova explosions. The νp -process is expected to synthesize the proton-rich isotopes of heavy nuclei whose astrophysical origin remains a long-standing mystery, as well as to provide hints for the yet unknown mechanism that causes the supernova explosion.