

# 重力崩壊型超新星爆発における r 過程元素合成の研究

大槻かおり<sup>1)</sup>, Grant James MATHEWS<sup>1)</sup>, James WILSON<sup>1)</sup>, and Adam BURROWS<sup>1)</sup>

(平成26年12月9日受理)

## R-process Nucleosynthesis in Core-collapse Supernovae

Kaori OTSUKI<sup>1)</sup>, Grant James MATHEWS<sup>1)</sup>, James WILSON<sup>1)</sup>, and Adam BURROWS<sup>1)</sup>

(Received December 9, 2014)

### Abstract

The astrophysical site for r-process is still unknown despite of a half decade of studies. It is supposed to be explosive event. Core-collapse supernovae and neutron star merger are two dominant candidates at the present time. Nobody reaches conclusive discussion since there are so many uncertainties to study such explosive events. In this paper, r-process nucleosynthesis calculations based on two different simulations are presented. No one could say which is correct, but we still can study the suitable conditions for successful r-process from these calculations.

### 1. 序論

自然界に存在する鉄より重い元素は、主に中性子捕獲反応によって生成される。中性子捕獲反応は時間スケールによって2つにわけられ、 $\beta$ 崩壊よりも遅い中性子捕獲反応をs(-low)過程、 $\beta$ 崩壊よりもはやいものをr(-apid)過程と呼ぶ。s過程は100年から1000年に一度程度のペースで種核による中性子捕獲反応が進み、星の内部で起こるとされている。一方、r過程では、種核は約1秒間に200個近い中性子を捕獲しなくてはならず、おそらく爆発的な天体現象で起こると考えられている。

半世紀以上にわたってr過程の起源となる天体現象を探る研究がなされてきたが、r過程がどのような天体現象で起こるのかは、未だ明らかではない。中でも有力と考えられてきたのは中性子星連星の合体と重力崩壊型超新星爆発であるが、どちらも確立したモデルがなく、不定性が大きい。決定的な議論には至っていない。これらの不定性は、天体の爆発現象の機構自体がまだ不明なことや、爆発現象の数値シミュレーションが困難であることに起因している。

重力崩壊型超新星爆発では、爆発後残った原始中性子星から放出されるニュートリノによって加熱され、

放出される中性子星表面の物質からなるニュートリノ風が有力な候補の一つであった。解析的なモデルでは反電子ニュートリノのエネルギーの方が高いと予想されるため、ニュートリノ風は中性子過剰であると考えられてきたが、近年ニュートリノ風が陽子過剰になるというシミュレーション結果が報告されている。しかしニュートリノ輸送についてはまだ不定性が大きく、ニュートリノ風モデルを棄却することはできない。また、超新星爆発の数値シミュレーションにおいても、爆発が成功するモデルはまだ少なく、元素合成が起こりはじめると考えられているコアバウンス数秒後まで続いた計算はまだ報告されていない。

このような数値シミュレーションに由来する不定性に加えて、r過程元素は、中性子過剰不安定核を経由して生成される。そのため、元素合成の計算には、安定核から中性子ドリップ線までに存在するすべての中性子過剰核について中性子捕獲反応率と $\beta$ 寿命が必要である。また、r過程元素合成では核分裂も考慮する必要がある。さらに背景のニュートリノが多ければ、ニュートリノとこれらの原子核の反応率も必要である。しかしこれらの実験データはほとんどなく、理論モデルを用いて求めたデータで計算することになる。その際、同じ理論モデルに基づいた反応率のセットを適用

1) 福岡大学理学部物理科学科, 〒814-0180 福岡市城南区七隈 8-19-1

Department of Applied Physics, Faculty of Science, Fukuoka University, 8-19-1, Nanakuma, Jonan-ku, Fukuoka 814-0180, Japan

することが重要である。現時点でも原子核モデルは複数あり、元素合成の計算結果は明らかに適用した原子核モデルに依存する。

これらの不定性を考慮すると、元素組成パターンと観測を比較することは、現時点ではまだ意味がない。この研究では、 $r$  過程で生成されなくてはならないアクチノイド元素が生成されるかどうか、という点を議論する。

本研究では、異なる 2 つの超新星爆発シミュレーション結果に基づいて、それぞれのモデルで現れる環境における  $r$  過程元素合成の計算を行った。前述の数値シミュレーションおよび原子核モデルの不定性を考慮すると、元素組成パターンと観測を比較することは、現時点ではまだ意味がない。この研究では、 $r$  過程で生成されなくてはならないアクチノイド元素が生成されるかどうか、という点を議論する。

ひとつのモデルでは、第三ピーク元素までは生成されたものの、アクチノイドは少ししか生成されなかった。もう一方のモデルでは、十分なアクチノイドが生成されたが、第三ピーク付近の重い元素にたいして、第二ピーク付近の元素が過剰に生成され、どちらも観測結果を再現することはできなかった。しかしシミュレーションおよび元素合成の不定性を考慮すると、どちらも可能性のあるモデルだといえる。また、これらの計算過程で、 $r$  過程元素合成に必要な物理条件に関しても、新しい見地が得られた。

## 2. $r$ 過程元素合成の計算と物理条件

$r$  過程元素合成の結果は、与えられた温度、密度の時間変化にそって核反応のネットワークを解くことで求められる。元素合成の環境を特徴づける変数として、エントロピー ( $S$ )、力学的時間スケール ( $\tau_{\text{dyn}}$ )、電子分率 ( $Y_e$ ) があげられる。エントロピーは NSE 状態において原子核に束縛されていない自由な核子 (中性子

と陽子の合計数) の数を決める。エントロピーが高いほど自由な核子の数は多く、中性子の数も多くなる。そのため、 $r$  過程元素合成で重い元素まで生成する環境として、高いエントロピーが望ましいということになる。

力学的時間スケールは、温度の低下する時間スケールとして定義され、 $r$  過程元素の種核となる元素を生成するための時間と解釈される。種核の生成は中性子を消費するため、力学的時間スケールが短い方が  $r$  過程開始時に多くの中性子が残っている事になり、重い元素を生成するためには短い力学的時間スケールが望ましい。

電子分率は電子の比率をあらわす。元素合成の環境は中性であるため、電子分率は陽子と中性子の割合に対応する。電子分率が 0.5 以上なら陽子過剰、以下なら中性子過剰ということになる。したがって電子分率は低ければ低いほど良い。

今回の元素合成の計算には、FRDM モデルに基づいて計算された中性子捕獲反応率と  $\beta$  寿命、 $\beta$  遅延中性子放出のデータを用いた (Moller et al. 1995 Moller et al. 2003, Rauscher et al 2000, Panov 2007)。また、核分裂に関しては、質量数 250 でただちに対称分裂するという単純なモデルを用いた。元素合成のコードは Meyer (1997) をベースとし、Terasawa & Orito (2001), Otsuki (2003) によって改良されたものを用いた。

## 3. バロウズモデルに基づいた元素合成の結果

この超新星爆発モデルは、非対称コアの振動が強い音波として外層に伝わり外層を吹き飛ばすモデルである。ニュートリノによるエネルギー輸送には損失が多すぎて爆発するために十分なエネルギーを得ることができなかったが、この縦波は効率よくエネルギーを運ぶため、爆発が成功している (Burrows et al. 2006, 2007)。このモデルでは、ニュートリノは爆発に寄与

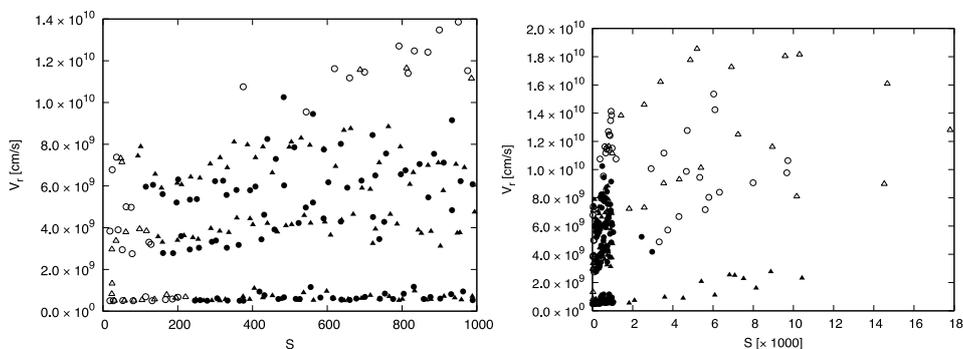


図 1

バロウズのシミュレーションから得られた、半径 1000 km の地点でのエントロピー ( $S$ ) および半径方向の速度 ( $V_r$ )。右図と左図は同じものを、スケールを変えてプロットしてある。マーカーの違いは、生成された元素の違いに対応する。

しない。

今回は、 $R = 1000\text{km}$ にある質量片の半径方向の速度 ( $V_r$ ) とエントロピー ( $S$ )、電子分率 ( $Y_e$ ) のデータのみが得られていたので、半径方向の速度一定、エントロピー一定の仮定のもとで、温度、密度の時間変化を求め、与えられた  $Y_e$  を初期条件として元素合成の計算を行った。シミュレーションから得られたエントロピーと半径方向速度は図1のようになる。かなり高速の質量片がふくまれている。また、超新星爆発時の r 過程の物理条件としていままではせいぜい400から500のエントロピーが考えられてきたが、このシミュレーションではエントロピーが1000を超えるものもあった。

代表的な物理条件における元素合成の結果を図2に示す。エントロピーが134程度でも、力学的時間スケールが短ければ、アクチノイドまで生成されていることがわかる。これらはどれも、超新星爆発時の r 過程の環境としては、比較的低い電子分率、0.4近傍を示している。また、エントロピーが1000を超えても、半径方向の速度が速すぎると核反応がすすむ前に密度が薄くなってしまい、重い元素が生成されない。前節で述べたように力学的時間スケールは短くエントロピーは高い方が r 過程には望ましいと考えられていたが、エントロピーが1000を超えると必ずしも重い元素が生成されるとは限らない事がわかった。これら極端に高いエ

ントロピーや速い力学的時間スケールの r 過程についてはあまり計算されておらず、今回初めて明らかになった結果である。

質量片の重みをつけてすべての計算結果を足し合わせたものが図3である。観測値である太陽系の r 過程元素と比較すると、第2ピーク近傍の元素が過剰になっているのがわかる。これらはエントロピー100以下の質量片からの寄与であり、全体でみると低エントロピーの質量片が多かった。また、第3ピークの位置が重い方にずれている。これは、一部の物理条件では、中性子が非常に過剰なため、ベータ崩壊が始まってからも中性子捕獲反応が進み続けているためである。

観測値と比較するには原子核物理の不定性も考慮しなくてはならない。また、前述のようにシミュレーションから得たデータは半径1000kmにおける値だけなので、1000km以内の質量片の温度変化をもう少し丁寧に追うことができれば、これらの結果に大きく影響する可能性がある。さらに、このシミュレーションはまだ試験的なもので、電子分率の決定に重要な役割を果たすと予想されるニュートリノは考慮されていない。しかしこれらの不定性を考慮したうえでも、超新星爆発においてこのような高いエントロピーが実現する可能性がしめされたのは、意義のあることである。

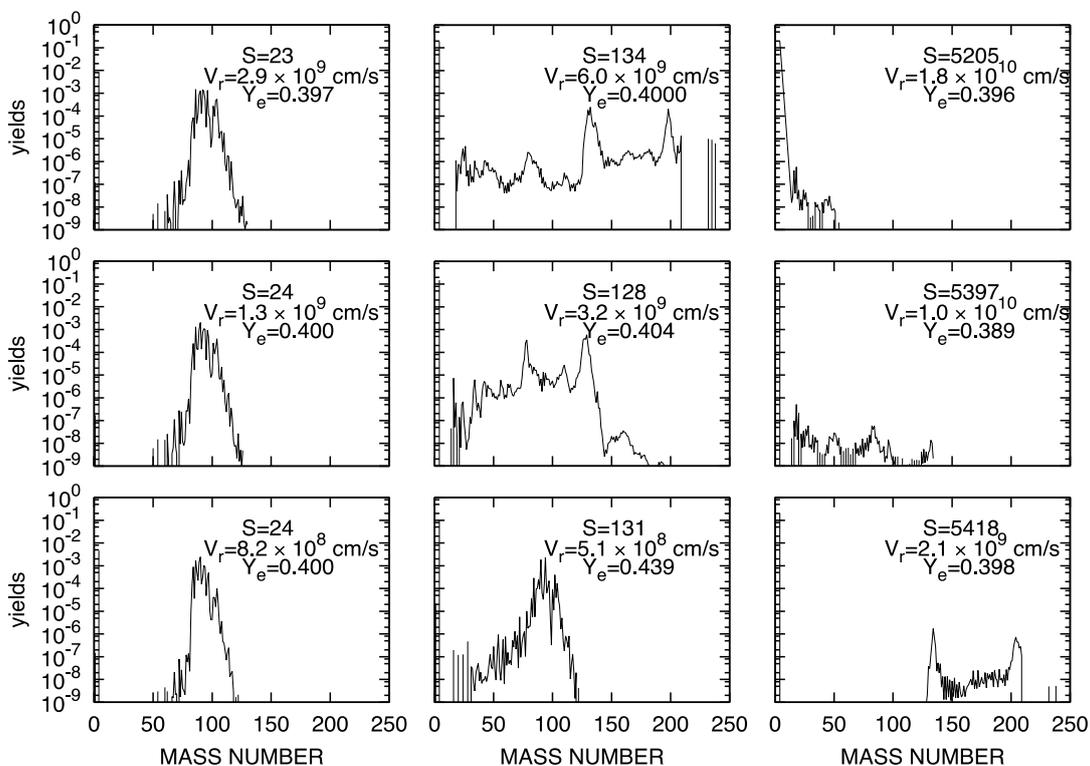


図2

パロウズモデルの代表的な物理環境における元素合成の計算結果。左が比較的低いエントロピー、右は高いエントロピーになる。また、上になるほど半径方向の速度が速く、力学的時間スケールが短い。

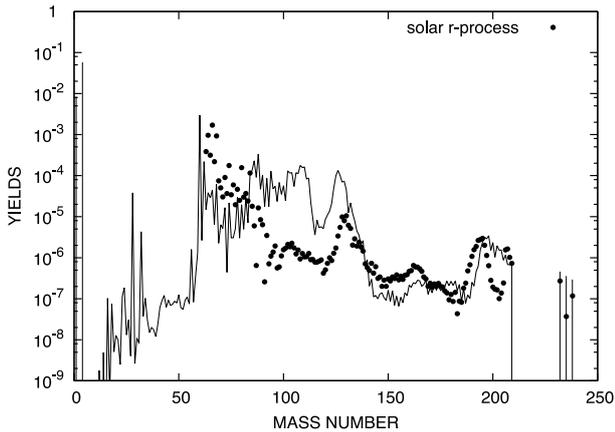


図3

パロウズモデルの元素合成の最終結果。黒丸は太陽系の r 過程元素をスケールしたものの。

#### 4. ウィルソンモデルに基づいた計算結果

ウィルソンのモデルは、ニュートリノ遅延爆発モデルである。コアバウンス時のエネルギーだけでは衝撃波が外層までたどり着けないという問題があり、それを解決するために提案されたモデルである。原始中性子星から出てくるニュートリノによる加熱が衝撃波を後押しし、爆発を成功させる。しかしこの爆発機構を用いても爆発が成功した1D 数値シミュレーションは他に無く、他の爆発機構が必要だと考えられている。

1994年にウィルソンらの超新星爆発の1D 数値シミュレーションが成功し、そのデータを用いて r 過程元素合成が計算された。その結果、400前後の高いエントロピーの環境で、第3ピーク元素まで生成されたことが発表された (Woosley et al. 1994)。しかしその後1D

で成功した他グループによる数値シミュレーションは報告されていない。また、いくつかのグループにより、半解析的なモデルを用いて r 過程元素合成の環境が議論されたが、このような高いエントロピーは再現されていない (Janka et al. 1994, Qian & Woosley 1996, Cardall & Fuller 1997, Otsuki et al. 2000)。

一方、2006年のウィルソンらの数値シミュレーションでは、やはり高いエントロピーが再現されている。このシミュレーションは、1994年のモデルに、一般相対論効果を組み込んだものになる。一般相対論的效果がエントロピーを上げることはすでに指摘されており、この計算でも500近くのエントロピーが得られている。図4に各質量片のエントロピーを示す。コアバウンスから時間が経過するにつれ、質量片のエントロピーも高くなっている。しかし質量片の速度も遅くなっているため、力学的時間スケールも長くなっている。一つ一つの質量片について元素合成の計算をすると、やはり力学的時間スケールが長くなる効果よりもエントロピーが高いほうが効き、コアバウンス15秒以降にはがれた質量片では、第3ピークやアクチノイド元素が生成された。

図5に最終的な元素合成の計算結果を示す。第3ピークをスケールした太陽系の r 過程元素組成と合わせると、アクチノイドが不足する。今回はコアバウンス19秒後までに原始中性子星を離れた質量片の元素合成のみを計算した。しかし図5から分かるように、遅い時間の質量片のほうがエントロピーが高く、第3ピークやアクチノイドには、コアバウンス15秒後以降に中性子星表面を離れた質量片からの寄与が大きい。もし数値シミュレーションをもう少し長く続ける事ができ、

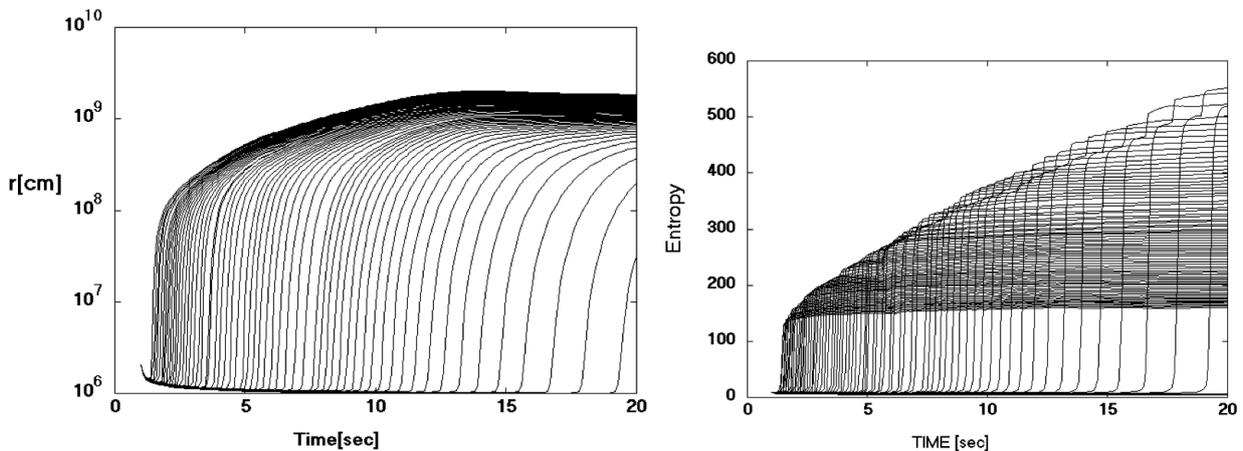


図4

左：ウィルソンの数値シミュレーションより、質量片が原始中性子星表面からはがれて行く様子をプロットしたもの。横軸がコアバウンスからの時間、縦軸が原始中性子星中心からの距離を表す。  
右：左図の質量片のエントロピー。横軸が時間となる。遅くなるにつれ、エントロピーが高くなっている事がわかる。

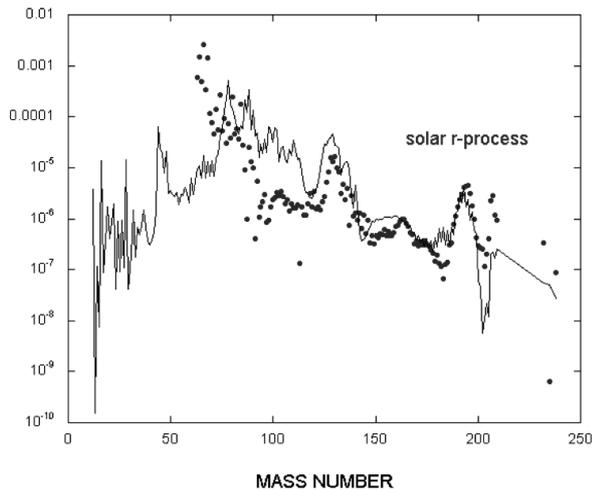


図5

ウィルソンモデルに基づいた元素合成の計算結果。黒丸でプロットされているのが太陽系の r 過程元素組成比をプロットしたものである。このモデルでも第二ピーク近傍に過剰生成が見られる。また、アクチノイドは少ない。

遅い時間の質量片からの寄与を足し続けると、十分なアクチノイドが得られる可能性もある。

第二ピーク近傍の過剰生成は、1994年版の数値計算に基づいた元素合成の計算でも見られたものである。これらは、早い時間に原始中性子星を離れた、低エントロピーの質量片からの寄与である。早い時期のほうがニュートリノフラックスが大きく、多くの質量片がより大きい速度で飛んで行くため、低エントロピー質量片からの寄与は大きい。

## 5. まとめと議論

この研究では、2つの異なる超新星爆発の数値計算にもとづいて r 過程元素合成の計算を行った。どちらのモデルでも第3ピークからアクチノイドまでの元素が生成されたが、第2ピーク付近の元素が過剰に生成された。第2ピーク付近の元素は最近の観測から、別の元素合成過程からも寄与があると考えられている。第2ピーク付近の元素の過剰生成はこれらの観測事実と矛盾す

るため、低エントロピーの質量素片からの寄与は、解決しなければならない問題である。

バロウズモデルにみられた第3ピークのずれは、ウィルソンモデルではみられない。第3ピークのずれはバロウズモデルの質量片の速度が極端に大きいために起きている。このずれは中性子ドリップ線から安定核までの中性子捕獲反応率と  $\beta$  寿命によって変化する。現時点では、原子核モデルの不定性が大きいため、どちらの環境条件がふさわしいかという議論はまだ不可能である。

最近報告されている新しい超新星爆発の数値シミュレーションでは、原始中性子星回りの電子分率が0.5を超える（陽子過剰）ものも報告されており、中性子星連星の合体モデルを有力とするむきもある。しかし中性子星連星モデルにも、連星形成までの時間スケールなど解決しなくてはならない問題がある。また、どちらの数値シミュレーションも爆発後1秒も続けられないため、元素合成の物理条件は、なんらかの形で数値シミュレーションの結果を捕外することになる。現時点では、数値シミュレーションにもとづいた r 過程元素の天文学的起源の決定的な議論はまだ不可能である。観測からの新しい情報が待たれる。

## 参考文献

- Burrows et al. 2006 *Astrophysical Journal* 640,878
- Burrows et al. 2007 *Astrophysical Journal* 655,416
- Meyer et al. 1994
- Terasawa & Orito 2001
- Otsuki et al. 2003 *New Astronomy* 8, 767
- Otsuki et al. 2000 *Astrophysical Journal* 533,424
- Moller et al. 1995 *ADNDT*59, 185
- Moller et al. 2003 *Physical Review C* 67,055802
- Raucher et al. 2000 *ADNDT*75,1
- Panov 2007 private communication
- Woosley et al. 1994 *The Astrophysical Journal* 433, 229
- Qian & Woosley 1996 *The Astrophysical Journal* 471,331
- Cardall & Fuller 1997 *The Astrophysical Journal* 486, L111