

X線観測で調査する超新星爆発中心での元素合成とニュートリノの役割



佐藤 寿紀*¹
Sato Toshiki



前田 啓一*²
Maeda Keiichi



長瀧 重博*³
Nagataki Shigehiro



梅田 秀之*⁴
Umeda Hideyuki



吉田 敬*⁵
Yoshida Takashi

1 はじめに

ビッグバン直後の宇宙には、HやHe等の軽い元素しか存在しなかった。我々人類の身体や地球を構成しているOやFe等の重い元素は、星の内部や超新星と呼ばれる星の大爆発中の核融合反応を通して合成されてきたと考えられている。つまり、宇宙年齢138億年の間の様々な天体内の核融合反応の結果が、現在の宇宙の主要構成要素だと言える。筆者らは、それらの重元素の誕生を宇宙観測で捉え、理論と照らし合わせ、宇宙における元素の合成過程に迫っている。

現在では、加速器実験で様々な元素を合成可能となっており、我々の身の回りに存在する元素がどのように誕生してきたかを、地上実験を通して理解することが可能になりつつある。一方で、宇宙の天文現象を用いて、元素の誕生の瞬間を捉えることは、なぜ宇宙にこれだけの多種多様な元素が存在しているかを示すだけでなく、謎に満ちた天体現象の物理的背景に迫る手段にもなる。今回は、「元素」と「超新星爆発」がどのように関連しているかを示しながら、近年の観測と理論の協力研究¹⁾で明らかになりつつある超新星の爆発メカニズムに関して紹介する。

2 超新星爆発と超新星残骸

超新星とは、星が最期に起こす大爆発である。この大爆発は、膨大なエネルギーを解放し、明るく輝く。長い人類の歴史の中で、実際に人の目によって観測され、歴史書に記録されているものもある。超新星は、突如夜空に現れる「明るい星」として、歴史書には記されていた。近年になると様々な観測結果から、この突発的に出現する天体の起源は星の大爆発であることが分かり始めた²⁾。では、この星の大爆発はどのようにして起きるのだろうか？この疑問は、現在でも天文学・宇宙物理学の大きな謎の1つであり、観測・理論の様々なアプローチで解明が目指されている。

超新星を理解しようとした時、超新星を観測すれば良いだろうと考えるかもしれない。しかし、筆者らは「超新星残骸」と呼ばれる、超新星爆発の名残を観測して、超新星の性質を調査している。超新星爆発が起きた後、その爆風が周囲の物質と衝突し、高温プラズマとして観測される天体が超新星残骸である。この高温プラズマからは、X線が放射されており、そのX線観測から、どんな元素が生まれて、どのように撒き散らされたのかを議論できる。超新星観測では取得困難な情報ですら得ることが可能である。まずは、それらの実際の観測の話に入る前に、爆発メカニズムや元素合成の紹介をしたい。

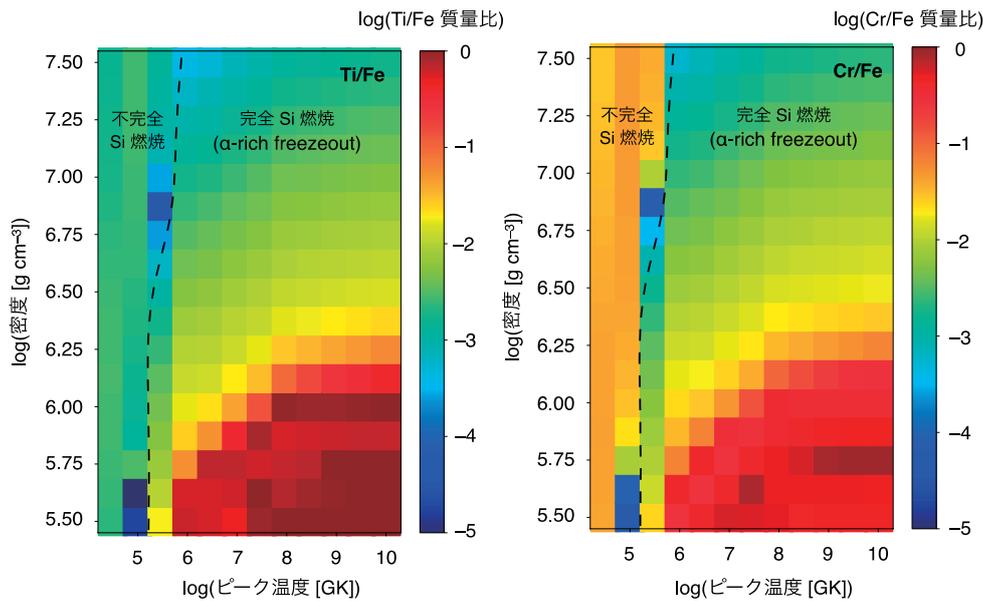


図1 爆発的 Si 燃焼時の温度 - 密度面上での Ti/Fe と Cr/Fe 質量比
 右下 (エントロピーが高い方) へ行くほど, Fe (= ^{56}Ni) に対して Ti (= ^{48}Cr) と Cr (= ^{52}Fe) の合成量が多くなる

3 重力崩壊型超新星の爆発メカニズム

太陽のような恒星は、核融合をエネルギー源として輝いている。そのため恒星の内部では、長い年月をかけて様々な元素が生成される。太陽の約 10 倍以上の質量を持つ大質量星の内部では、進化の最終段階で鉄のコアが形成される。この鉄のコアは、最終的には星自身の重力を支えきれずに潰れてしまう「重力崩壊」を引き起こすと考えられている。この潰れたコアの中心では原始中性子星が形成され、その表面に降り積もる物質が跳ね返されることで、星の外側へ向けて衝撃波が走る。この衝撃波が星の表面まで達すれば、その星は爆発することができる³⁾。

しかし、多くの理論計算では、反跳衝撃波は星の内部を伝搬する間にエネルギーを失ってしまい、星を爆発させることができなかった。そこで提案されたのが「ニュートリノ加熱」によって衝撃波を生き返らせるメカニズムである。1987年にカミオカンデで検出された、大マゼラン星雲で起きた超新星 1987A からのニュートリノ⁴⁾は、超新星爆発の中心領域から大量に放出されたものである(2002年ノーベル物理学賞)。仮に、この超新星ニュートリノの全エネルギーの1%だけでも、ニュートリノ加熱によって周囲の物質に引き渡すことができれば、衝撃波が復活し、爆発が成功すると考えられている。

このメカニズムの検証には、超新星内部の物理情報を引き出す必要がある。しかし、これまで観測から超新星内部の物理情報を探る手段が無かった。そこで筆者らが着目するのが、超新星最深部で行われる元素合成とその生成物である。

4 高エントロピー環境下での爆発的 Si 燃焼

超新星内部では、爆発の衝撃波が星の内部の物質を加熱し、核融合反応が起きる。特に、爆発中心部では 50 億度を超える超高温環境が実現され、そこでは Si 等の元素を燃やしながら、更に重い元素を生成する。これは、爆発的 Si 燃焼と呼ばれ、その主な生成物は Fe (^{56}Ni として合成され、崩壊を経て、最終的に安定な ^{56}Fe となる) である。

この爆発的 Si 燃焼の中では、Si が α 核 (^4He) に一度分解され、冷えていく段階で α 捕獲によってより重い元素を生成していく。この時、核種の統計平衡状態が実現されており、合成される核種の組成比は、その場所での温度、密度、電子の陽子・中性子の数に対する比(電子分率: Y_e)で決定される。一方で、重力崩壊型超新星の内部で起きる爆発的 Si 燃焼では、燃焼領域の密度が低いことが原因となり、通常の核統計平衡からは少し外れた燃焼を起こす。これは、“ α -rich freeze out” と呼ばれる⁵⁾。

この高温でかつ密度の低い、つまりエントロピー ($s \propto T^3/\rho$) が高い環境下では、 α 捕獲の反応率が減少し、 α 核を豊富に保った状態で元素合成が進行する。この効果によって、 α 捕獲によって合成される中間質量元素 (例えば、 ^{44}Ti , ^{48}Cr , ^{52}Fe) の合成量が大きく変化することが理論的に指摘されている⁶⁾。**図1**には、超新星内部で発生した衝撃波の温度と密度をパラメータとし、中間質量元素 (^{48}Cr , ^{52}Fe) の存在比がどのように変化するかを示した。エントロピーが高い状況 (**図1** 右下) ほど、これらの元素の存在比が高くなることが分かる。つまり、これらの元素の存在比を測定できれば、爆発中心部の物理状況を表す重要な指標であるエントロピーを推定することが可能になる。

この α -rich freeze out の生成物として Fe (= ^{56}Ni) の他に有名なものとして放射性元素 ^{44}Ti がある。 ^{44}Ti の半減期は 60 年程度と比較的長いので、爆発後数 10 年から 100 年前後の若い超新星残骸からの崩壊 γ 線を捉えることができる。その γ 線強度から爆発時の ^{44}Ti 総量を見積もれば、元素合成環境 (主に、エントロピー) の議論が可能になる。例えば、超新星 1987A やカシオペア座 A と呼ばれる超新星残骸から ^{44}Ti からの崩壊 γ 線が観測されており^{7,8)}、いずれも超新星爆発で実現される高エントロピー領域での元素合成を示唆している。しかし、崩壊 γ 線を用いた観測では、 ^{44}Ti 以外の原子核の存在量を測ることができない。 ^{44}Ti と同じ領域に存在する別の元素の情報が得られないため、定量的に物理パラメータを議論することは不可能だった。

5 爆発中心部の元素合成へのニュートリノの影響

爆発中心部では、ニュートリノ照射が元素合成へも影響を与える。ニュートリノと物質の相互作用には大きく分けて荷電カレント反応と中性カレント反応の 2 つの反応がある。例えば、 $\nu_e + n \rightleftharpoons p + e^-$ というように、反応の前後で電荷が変化するものが荷電カレント反応であり、この反応によって物質内の電子分率 Y_e が変化するため、組成比に影響を与える (核種の変換も可能)。ニュートリノ加熱最中の爆発中心部では、電子ニュートリノと反電子ニュートリノがほぼ同数放出されるが、陽子より中性子の質量の方がわずかに大きいので、電子ニュートリノ

の捕獲が勝り、陽子過剰に向かうということが理論的に指摘されている⁹⁾。また、中性カレント反応では、ニュートリノの非弾性散乱によって、エネルギーを得た原子核から陽子や中性子が飛び出し、異なる核種に変換される¹⁰⁾。結果として、荷電カレント反応も中性カレント反応も元素の組成比を変化させるため、爆発内部での元素組成の理解には、爆発的要素合成のみならず、これらのニュートリノと物質との相互作用も考慮する必要がある。

図2では、例としてニュートリノ照射が超新星内部の元素組成に与える影響を、いくつか特徴的な元素を用いて紹介する。例えば、爆発の最深部では、超新星衝撃波が通過後に大量の ^{56}Ni (= Fe) が合成される。この ^{56}Ni にニュートリノが照射されることで原子核内の 1 つの陽子が弾き飛ばされ、 ^{55}Co に変換される。 ^{55}Co は β 崩壊を通して、最終的には安定な ^{55}Mn となり、Mn の存在量が増加する (増加量はニュートリノの照射量に依存)。このニュートリノ照射の Mn 合成量への影響は、外側の領域ではほぼ無視できる。より外側の領域でも、 ^{20}Ne へのニュートリノ照射が ^{19}F の存在量を桁違いに増やすことが理論的に予測されている。したがって、爆発噴出物内における複数の元素の存在比を観測的に測定することで、超新星ニュートリノの性質、ひいては爆発の条件を調べることができる。

6 爆発中心部の物質の元素組成比測定

前記で説明した、ニュートリノの影響も含めた爆発中心部での元素合成プロセスは、理論計算を元に議論が可能である。そのため、仮に爆発中心部の物質を取り出して、その元素の組成比を測ることができれば、爆発中心部の物理パラメータの推定やニュートリノ相互作用の影響を観測値から議論できるようになる。一方で、都合良く内側の物質だけを取り出して元素組成を評価するという事は、困難であるように思える。例えば、天の川銀河系外で爆発した超新星を観測する場合は、点源として観測されるため、爆発中心部の物質だけを観測するのは難しい。そこで、筆者らが着目しているのが、銀河系内の超新星の名残である超新星残骸である。超新星残骸は、爆発から数百年から数千年の間膨張し続けているため、現在では広がった構造を持っている。

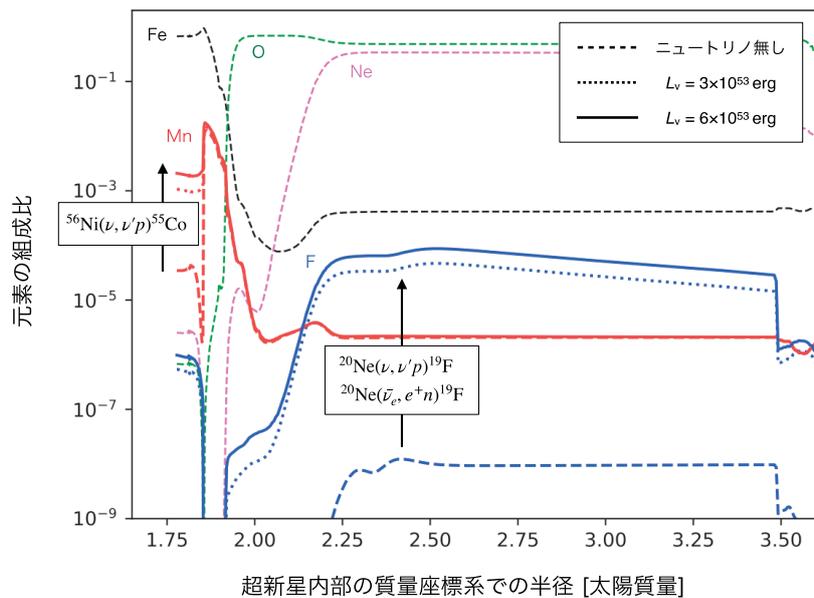


図2 超新星内部の元素組成とニュートリノ照射の影響
 特定の元素（ここでは、Mn（ $=^{55}\text{Co}$ ）とF）の合成量が、ニュートリノ照射によって変化している

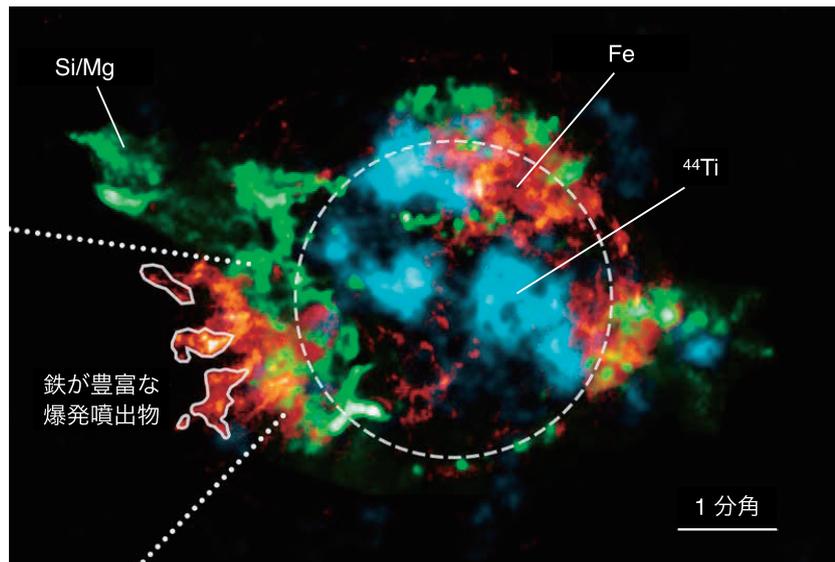


図3 超新星残骸カシオペア座AのX線画像
 非対称に飛び散った元素が確認できる

その広がった構造の中から、爆発中心部で生成された物質を見つけ出すことができれば、その組成比から合成領域の物理パラメータやニュートリノの効果の議論が可能になるはずである。

図3に天の川銀河内に存在する超新星残骸カシオペア座AのX線画像を示す。この超新星残骸は、爆発後約340年経った残骸として知られており、現在も数千キロ毎秒という速度で膨張を続けている。現在では視直径3分角程度の広がった構造が観測で

き、その中に非対称に散らばった様々な元素の分布が確認できる。ここで着目すべきは、爆発中心部で大量に合成されるFeに富んだ局所構造が存在する点である。この局所構造が、爆発最深部の元素合成の結果であれば、前述したとおり、その組成を用いて爆発中心部の物理情報を引き出すことが可能になる。筆者らは、この局所領域からX線スペクトルを抽出し、構造内の元素組成を算出することを試みた。結果として、前述したような爆発的Si燃焼領

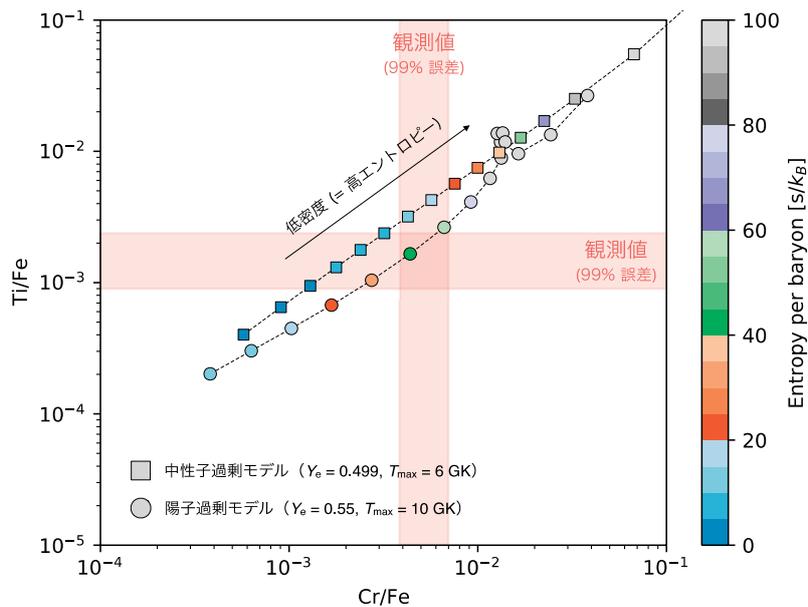


図4 観測で求めた Ti/Fe, Cr/Fe 質量比と元素合成モデルとの比較

四角のデータ点が中性子過剰, 円のデータ点が陽子過剰環境での元素合成モデルを示す。観測値 (オレンジ領域) は± 99%の誤差の範囲を示す

域のエントロピーに高い感度を持つ中間質量元素 Ti, Cr の測定に成功したことにより, 世界で初めて超新星内部の物理情報を観測から議論することに成功した (図4)。そして, 理論計算と照らし合わせることで, この構造が, 超新星エンジン周辺の強いニュートリノ照射で実現される高エントロピー状態かつ陽子過剰な環境 (図上の円のデータ点) での元素合成と良く一致することを示した。これは, 超新星内部で合成される元素の組成を観測的に検証したのみならず, 大質量星の爆発の主要メカニズム「ニュートリノ加熱」を支持する結果となった¹⁾。そして, 将来的には, より詳細なニュートリノの影響 (前章参照) も含めて, 観測から爆発メカニズムへの制限が可能になるだろう。

7 最後に

加速器実験, 地球惑星科学, 隕石研究, 宇宙物理学と様々な研究領域において, 元素は共通のキーワードである。そして現在では, それらの様々な視点の研究から宇宙に存在する元素の生成過程が明らかになってきている。一方で, 各分野では未だに多くの課題が残されており, その境界領域には, まだ誰も気づいていない謎の解明への糸口が眠っているのではないかと筆者らは考える。今回の研究では, 超新

星残骸観測, 超新星観測, 超新星理論の研究者がタッグを組むことで, 研究開始当初は誰も想像していなかった結論にたどり着くことになった。隣接する分野の門戸を叩き, 共通する謎の解明に向け議論を重ね, 互いに理解を深めていく研究活動に魅了された。

まだ我々はこの研究のスタート地点に立ったばかりである。元素に刻み込まれている多くの謎や, 背景にある魅力的な物理現象に真摯に向き合い, 領域間で刺激し合いながら, 新たな理解へ挑戦していきたい。

参考文献

- 1) T. Sato, *et al.*, *Nature*, **592**(7855), 537-540(2020)
- 2) W. Baade & F. Zwicky, *PNAS*, **20**(5), 254-259 (1934)
- 3) H. T. Janka, *ARNPS*, **62**(1), 407-451 (2012)
- 4) K. Hirata, *et al.*, *PRL*, **58**, 1490 (1987)
- 5) S. E. Woosley, *et al.*, *ApJS*, **26**, 231 (1973)
- 6) F. K. Thielemann, *et al.*, *ApJ*, **460**, 408 (1996)
- 7) S.E. Boggs, *et al.*, *Science*, **348**(62355), 670-671(2015)
- 8) B. Grefenstette, *et al.*, *Nature*, **506**(7488), 339-342 (2014)
- 9) C. Frohlich, *et al.*, *PRL*, **96**, 142502 (2006)
- 10) T. Yoshida, *et al.* *ApJ*, **672**, 1043 (2008)

(*¹ 立教大学理学部物理学科, *² 京都大学理学研究科宇宙物理学教室, *³ 国立研究開発法人理化学研究所, *⁴ 東京大学天文学科, *⁵ 京都大学基礎物理学研究所)