

電子捕獲型超新星の統一的描像 —超新星 1054 (かに星雲) の 正体—



富永



守屋

富 永 望

〈甲南大学理工学部物理学科 〒658-8501 神戸市東灘区岡本8-9-1〉

e-mail: tominaga@konan-u.ac.jp

守 屋 堯

〈ボン大学アルゲランダー天文学研究所 Auf dem Hügel 71, Bonn 53121, Germany〉

e-mail: moriyatk@astro.uni-bonn.de

太陽の約8-10倍の質量をもつ星は、一生の最期に電子の縮退圧で支えられる酸素・ネオン（・マグネシウム）からなるコアを形成し、超漸近赤色分枝星（Super Asymptotic Giant Branch 星, SAGB星）と呼ばれる星となる。酸素・ネオン（・マグネシウム）コアの密度が臨界密度を超えると、マグネシウム・ネオンおよび核統計平衡に達した物質による電子捕獲反応が起こる。それによって、SAGB星は重力崩壊し、それに続くコアバウンス・ニュートリノ加熱で外層が吹き飛ばされ超新星爆発を起こす。これは、電子捕獲型超新星と呼ばれ、第一原理計算によって再現された初めての重力崩壊型超新星爆発である。その結果に基づいて、われわれは、SAGB星の現実的な密度構造を用いて電子捕獲型超新星の多色光度曲線を初めて計算し、その観測的特徴を明らかにした。さらに、得られた光度曲線をこれまで電子捕獲型超新星と提案されたいくつかの超新星爆発の光度曲線と比較した。その結果、特に、超新星 1054およびII_n-P型超新星の光度曲線が電子捕獲型超新星の観測的特徴と非常によく一致することが明らかとなった。今後、鉄コアをもつ大質量星の超新星爆発が第一原理計算によって再現されれば、今回の研究と同様に元素合成モデル、光度曲線モデルを構築することで、理論と観測の直接比較が可能になるだろう。

1. 電子捕獲型超新星

1.1 超漸近赤色分枝星（SAGB星）

太陽の約10倍を超える質量をもつ大質量星は進化の最終段階で鉄からなるコアを形成し、その後、鉄の光分解によって重力崩壊を起こす。一方で太陽の約8倍を下回る質量をもつ星は、電子の

縮退圧だけでコアを支えることができるため、炭素燃焼が起こらない。そのため、ヘリウムコア燃焼後、漸近赤色分枝（Asymptotic Giant Branch; AGB）星として進化し、惑星状星雲と炭素・酸素からなる白色矮星を残し、その一生を終える。

それでは、その中間の質量をもつ星の最期はどうなるのだろうか。そのような星内部では炭素・

酸素からなるコアにおいて、炭素燃焼が起こり酸素・ネオン（・マグネシウム）からなるコア*1を形成する。このとき、星はAGB星より明るい超漸近赤色分枝（Super AGB; SAGB）星となっている。SAGB星外層では水素とヘリウムの殻燃焼が起き、それによってコアの質量が徐々に大きくなっていく。その一方で熱的不安定なヘリウム殻では熱パルスが起こり、SAGB星の外層を星間空間に放出する。熱パルス中の質量放出率を正確に見積もった研究は存在しないが、1年当たり 10^{-4} 太陽質量を超える高い質量放出率をもつとも言われている。SAGB星の最期はコアの質量増加と外層の質量放出のどちらが早いかによって決まる¹⁾。

もし、SAGB星外層が失われるより先にコアが成長し、その中心密度が臨界密度（ $\sim 4 \times 10^{12} \text{ kg m}^{-3}$ ）を超えると、マグネシウム原子核による電子捕獲が起こり、縮退圧が下がりコアが収縮し始め、やがてネオンによる電子捕獲反応が起こる。収縮と電子捕獲によって温度の上昇したコア内部では酸素・ネオン燃焼が起こるが、この反応で解放されるエネルギーは星の収縮を止めるには不十分なため、コアは収縮を続け、最終的に核統計平衡に達した物質による電子捕獲反応が起こり重力崩壊を起こす。

SAGB星のコアの進化に関する研究は、1980年代に先駆的な研究があり^{2),3)}、2013年に水素・ヘリウム外層も含めた進化に関する研究成果が相次いで発表されているので^{4),5)}、興味のある方はそちらを参照されたい。

1.2 重力崩壊から超新星爆発へ

重力崩壊後の進化は、ニュートリノ輻射輸送を正確に取り扱う第一原理に基づいた球対称流体計算⁶⁾や多次元流体計算⁷⁾によって調べられている。

これらの計算によって、SAGB星の重力崩壊で

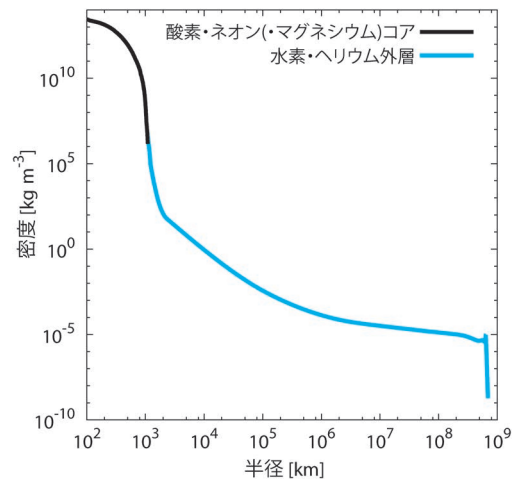


図1 SAGB星の密度構造。このモデルでは外層は3太陽質量、水素の質量比0.2をもつ。

は、コアバウンス後のニュートリノ加熱によって衝撃波が復活し、SAGB星外層とコアの一部が超新星爆発として星間空間に放出されること、また中心に1.36太陽質量ほどの中性子星が残されることが明らかとなった。この爆発は電子捕獲型超新星と呼ばれ、第一原理計算に基づいた数値計算で爆発することが示された初めての重力崩壊型超新星であった。

超新星爆発を起こすために多次元効果を必要とする鉄コアをもつ大質量星の場合と異なり、球対称でも電子捕獲型超新星が起こったのはSAGB星の外層の密度が非常に低いためである（図1）。その一方で、その爆発エネルギーは 10^{50} エルグ（ 10^{43} J）程度と、通常の超新星爆発の爆発エネルギー（ 10^{51} エルグ）より1桁ほど小さいことも明らかとなった。

第一原理計算によって爆発が再現されたことで、電子捕獲型超新星は理論的に一貫した元素合成モデルや光度曲線モデルを提出可能な初めての

*1 昔は酸素・ネオン・マグネシウムコアと呼ばれていたが、最近の数値計算によってマグネシウムの量が少ないことが明らかとなり、近年は酸素・ネオンコアと呼ばれることが多い。ただし、コアの電子捕獲反応による収縮は始めマグネシウムにより引き起こされるため、マグネシウムは進化の重要な役割を担っている。

重力崩壊型超新星となった。先行研究^{8), 9)}によって行われた電子捕獲型超新星における爆発的要素合成計算では、原子番号30-40、質量数90程度の原子核まで合成され、また超新星の光の源である放射性元素 ^{56}Ni (^{56}Co を経由して ^{56}Fe へ崩壊する)の合成量は0.003太陽質量程度と通常の超新星爆発(0.07太陽質量)の20分の1程度であることが明らかとなった。

それを受けて、われわれはSAGB星の現実的な構造に基づく電子捕獲型超新星の光度曲線を得るために、輻射流体計算を世界で初めて行った。

2. 光度曲線

電子捕獲型超新星の光度曲線を求めるためには、コアバウンス・ニュートリノ加熱によって形成された衝撃波がSAGB星内部および星間空間をどのように伝わるのかを計算しなければならない。酸素・ネオン(・マグネシウム)コアと星間空間の密度は20桁程度異なり(図1)、衝撃波の伝播および衝撃波からの放射を正しく取り扱うために、われわれはSergei Blinnikov氏と協力し、陰解法を用いた多波長輻射流体計算コード

STELLA¹⁰⁾を用いて電子捕獲型超新星の多色光度曲線を求めることとした。

また、多波長輻射流体計算の初期条件として、第一原理計算によって得られた爆発エネルギー 1.5×10^{50} エルグ⁶⁾、またそれに基づいて得られた元素組成分布(0.0025太陽質量の ^{56}Ni を放出するモデル)⁹⁾を用いた。また、表1のように、テイル期のエネルギー源として、 ^{56}Co の放射性崩壊、星周物質との相互作用、パルサーからのエネルギー供給を考慮した。

2.1 ショックブレイクアウト (shock breakout)

SAGB星内部を伝播する衝撃波が星表面に近づくとき、それまで流体とともに運動していた光子が星外部へ漏れ始める。これはショックブレイクアウトと呼ばれ、すべての超新星爆発において最初期に起こる現象である。電子捕獲型超新星におい

表1 電子捕獲型超新星モデル.

モデル名	テイル期のエネルギー源
A	^{56}Co の放射性崩壊のみ
B	^{56}Co +星周物質との相互作用
C	^{56}Co +パルサー

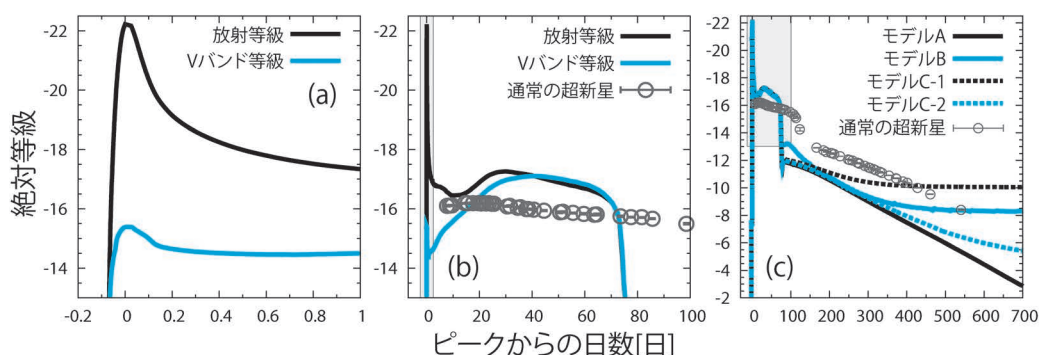


図2 電子捕獲型超新星の光度曲線。(a) ショックブレイクアウト期の放射等級(黒実線)およびVバンド等級(青実線)。(b) プラトー期の放射等級(黒実線)およびVバンド等級(青実線)、超新星2004etのVバンド光度曲線(灰丸)¹²⁾。(c) テイル期の放射等級および超新星2004etのVバンド光度曲線(灰丸)¹²⁾。 ^{56}Co の放射性崩壊のみ(モデルA: 黒実線)、星周物質との相互作用(モデルB: 1年当たり 10^{-5} 太陽質量の質量放出率を仮定、青実線)、中性子星のスピンダウン(モデルC: 全エネルギーが外層に注入されたとしたモデル[黒破線、モデルC-1]およびガンマ線で放射され一部が外層に注入されたとしたモデル[青破線、モデルC-2]、ここで、かにパルサーの形成時のスピンダウン光度を仮定した)によるエネルギーを考慮したモデル。左の図はそれぞれ右図のグレーで示された部分の拡大図。

でもショックブレイクアウトは起こるが、爆発エネルギーが小さいため、全放射光度は $2 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ と通常の超新星爆発に比べ、1桁ほど小さい。しかしながら、ピーク波長が長いので、可視光では約-15等（Vバンド）と通常の超新星爆発のショックブレイクアウトと同程度の明るさ¹¹⁾で光り輝く（図2a）。

2.2 プラトー (plateau)

ショックブレイクアウト後、衝撃波は膨張することにより徐々に冷え、衝撃波の熱エネルギーによって光るプラトー期に入る。プラトー期の光球は水素の再結合によって定まり、ほぼ一定の光度を保つ。

プラトー期の明るさは爆発エネルギーや親星の半径、水素外層の質量に依存することが知られている¹³⁾。電子捕獲型超新星は爆発エネルギーが小さいものの、SAGB星の大きな半径や低質量の外層を反映して、その明るさは通常の重力崩壊型超新星（II plateau [II-P] 型超新星）のプラトーの明るさより約1等ほど明るい（図2b）。その一方で、プラトーの継続時間は通常のII-P型超新星（約100日程度）より短くなる。また、プラトー期の光球の速度は $\sim 3,500 \text{ km s}^{-1}$ と、同時期の通常のII-P型超新星（ $\sim 4,500 \text{ km s}^{-1}$ ）¹²⁾より少し遅い、ということが示された。

2.3 テイル (tail)

プラトー期を終えると、通常は ^{56}Co の放射性崩壊で光るテイル期に入る。電子捕獲型超新星は ^{56}Ni の生成量が少ないことから、プラトー期に比べると約3-4等ほど暗くなる。

その一方で、衝撃波の熱エネルギーの寄与が小さくなることで、プラトー期には観測できなかった電子捕獲型超新星の特徴が見えてくる。通常の超新星と同様に ^{56}Co の放射性崩壊で光るとすると、図2cの黒実線のように徐々に暗くなる様子が観測されることが期待される。もしSAGB星として進化している間に放出した星周物質との相互作用で光るとすると、図2cの青実線のように観

測されると予想される。もし形成された中性子星がパルサーとして光りその放射が超新星放出物質に吸収されていたとすると、その吸収効率によって図2cの黒破線か青破線のように観測されることが期待される。

3. 電子捕獲型超新星の観測

さて、われわれは第一原理計算に基づく電子捕獲型超新星の光度曲線を理論的に求めることができた。それでは、次に電子捕獲型超新星が実際に観測されているのかを検証していこう。

3.1 超新星1054（かに星雲）

電子捕獲型超新星の候補天体として最もよく知られているのは、現在かに星雲（M1）として観測されているおうし座にある超新星残骸である（図3）。

かに星雲はその可視光・紫外線による観測からヘリウムが豊富であること（ヘリウムの質量比 $0.6-0.9$ ）¹⁴⁾、放出物質の質量が小さいこと（ $\sim 4.6 \pm 1.8$ 太陽質量）¹⁵⁾、放出物質の運動エネルギーが小さいこと（ $< 3 \times 10^{49} \text{ erg}$ ）¹⁶⁾が明らかとなっており、

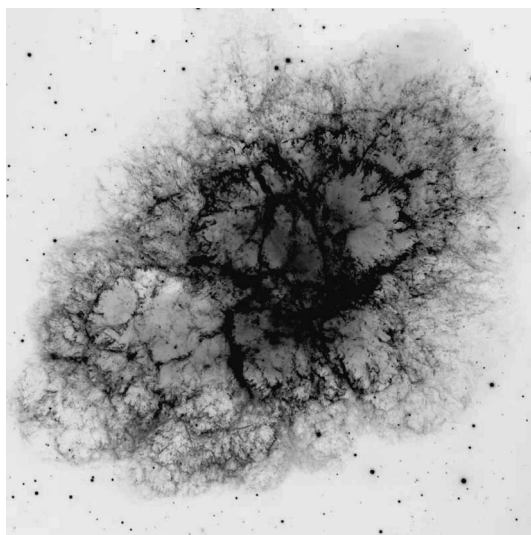


図3 現在のかに星雲。NASA, ESA, J. Hester and A. Loll (Arizona State University)。

それらの観測から電子捕獲型超新星の残骸なのではないかと提案されていた。さらにニッケルの鉄に対する組成比が高いことも知られており¹⁷⁾、それは電子捕獲型超新星における元素合成と一致することも示された⁹⁾。

現在かに星雲として観測されている超新星爆発の光度曲線は残されているのだろうか？

地球上に突如出現する超新星爆発は吉兆や天変地異の予言として、さまざまな古文書にその記録が残されている¹⁸⁾(図4)。かに星雲については、その地球上の位置が中国の宋史や日本の藤原定家による明月記などに記録の残されていた超新星1054と一致すること¹⁹⁾や、その膨張速度から見積もられた爆発時期が1054年と一致すること²⁰⁾から、超新星1054がかに星雲の起源であると広く信じられている。

前述の宋史、明月記にはその明るさの変化も記録されている。もちろん古文書の記録には曖昧さや不確かさがあり、その検証が必要不可欠である。そこでわれわれは先行研究¹⁸⁾に従って以下のような3点を観測点として採用し、またそれぞれに大きなエラーバー(1等, 20日)を付けた。

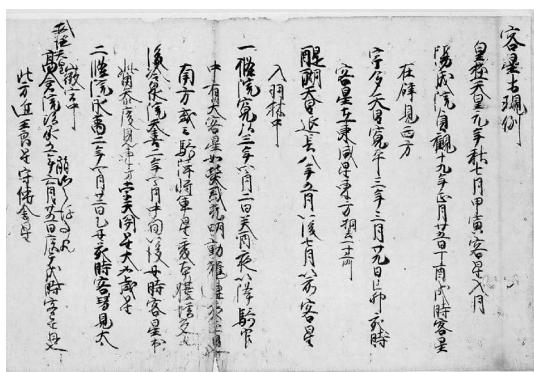


図4 明月記に残された超新星の観測記録(明月記寛喜二年十一月八日条〔藤原定家〕公益財団法人冷泉家時雨亭文庫蔵)。超新星1054の他、超新星1006などの記録も残されている。

- 1054年7月4日に木星程度(明月記の記述)もしくは金星程度(宋史の記述)の明るさで出現したとの記述より、このときみかけの明るさが-3~-5等であった。
- 出現後23日間昼間に観測されたとの記述より、1054年7月27日にみかけの明るさが-3等になった。
- 1056年4月6日に夜間にも観測されなくなったとの記述より、このときみかけの明るさが6等であった。

超新星1054がどのような超新星爆発であったのかは、これまでもいくつかの研究で検討されてきたが^{23), 24)}、本研究によって初めて電子捕獲型超新星の光度曲線との比較が可能となった(図5a)。それによると、

- 電子捕獲型超新星は爆発エネルギーが小さいものの、SAGB星の大きな半径と低質量外層によって、超新星1054と同程度の明るさのプラトーが実現できる。
- SAGB星は低質量でヘリウムの多い外層をもつため、発見から23日間の間に暗くなったというプラトーの短い継続時間を再現できる。これは約100日程度継続するプラトーをもつ通常のII-P型超新星では再現が難しい。
- 1056年の最後の観測点については、電子捕獲型超新星で生成される⁵⁶Niでは足りないものの²³⁾、形成された中性子星の寄与や、星周物質との相互作用からの寄与を考慮すると、説明可能である。

ということが示された。以上の結果から、超新星1054は電子捕獲型超新星であり、かに星雲はその残骸であると結論づけてもよさそうである。

3.2 超新星2008S

次に、現代に観測されている超新星爆発についても見てみよう。

II_n型超新星2008Sは、その親星がSpitzer衛星で検出されダストに囲まれていたこと、親星の明るさがSAGB星と一致すること、超新星が暗く進

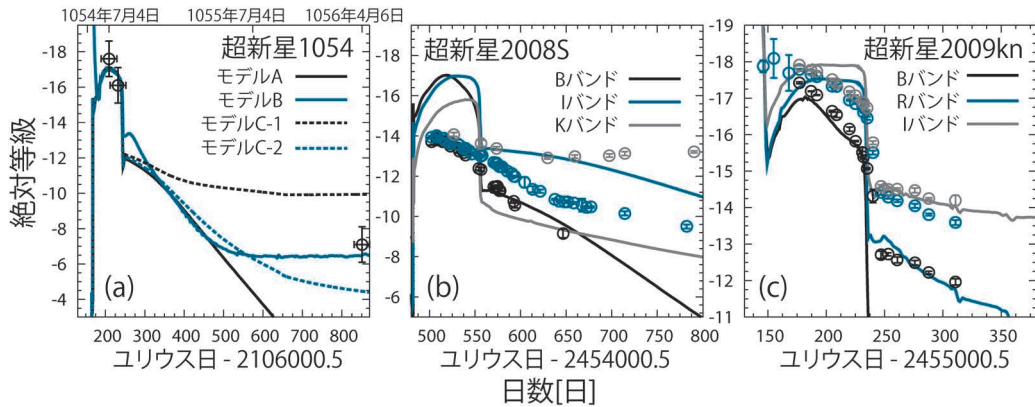


図5 観測された超新星爆発と電子捕獲型超新星の光度曲線の比較。(a) 超新星1054の可視光光度曲線と電子捕獲型超新星のVバンド光度曲線(モデルA: 黒実線, モデルB: 青実線, モデルC-1: 黒破線, モデルC-2: 青破線)。(b) 超新星2008Sと電子捕獲型超新星の多波長光度曲線(Bバンド: 黒, Iバンド: 青, Kバンド: 灰)²¹⁾。(c) 超新星2009knと電子捕獲型超新星の多波長光度曲線(Bバンド: 黒, Rバンド: 青, Iバンド: 灰)²²⁾。ここでは、星周物質との相互作用も考慮している。

化が遅いことから電子捕獲型超新星だったのではないかと提案された²¹⁾。II型超新星は細い輝線で特徴づけられ、その輝線は星周物質との相互作用の証拠と考えられている。このことは、超新星2008Sが高い質量放出率をもつSAGB星を親星とする電子捕獲型超新星であるとするどつじつまが合う。

しかしながらすでに2章で示したように、電子捕獲型超新星は爆発エネルギーは小さいものの、そのプラトーの明るさは通常のII-P型超新星に匹敵する。つまり、ここまで示してきた電子捕獲型超新星の光度曲線モデルでは超新星2008Sを説明することはできない(図5b)。

一方で、プラトーの明るさ、継続時間は爆発エネルギーや外層の質量に依存するので、もしかすると何らかの理由で爆発エネルギーが弱くプラトーが暗かったり、SAGB星の外層が軽くプラトーの継続時間が短く見落としてしまっていた、ということもあるかもしれない。今後、超新星2008Sのような超新星の発見および詳細調査が待たれるところである。

3.3 II_n-P型超新星

II_n型超新星のうちいくつかは、プラトーのよ

うな一定の明るさから突然暗くなることが観測されている²⁵⁾。これらの超新星はプラトーをもつことから一部の研究者はII_n-P型超新星と呼んでいる。

II_n-P型超新星は、初期に比較的明るいプラトーと約0.01太陽質量以下の⁵⁶Niによって説明可能なテイルをもつ。明るいプラトーの後に突然暗くなるという特徴は、先に紹介した超新星1054の特徴と似ており、電子捕獲型超新星から予測される特徴と一致している。また、約0.01太陽質量以下の⁵⁶Niの存在も電子捕獲型超新星の理論爆発モデルの予言と一致する。さらに、II_n型超新星のスペクトルを示すことから高密度星周物質が爆発時に存在すると考えられ、親星がSAGB星であることも一致する。これらの観測的特徴から、II_n-P型超新星が電子捕獲型超新星である可能性が指摘されてきた^{22), 26)}。

そこでわれわれは、II_n-P型超新星の中で最もよく観測された超新星の一つである超新星2009kn²²⁾に注目し、理論光度曲線との比較を行った(図5c)。その結果、われわれは電子捕獲型超新星の理論光度曲線が、明るいプラトー期の後に一気に減光し、暗いテイル期に移行するとい

う IIIn-P 型超新星の特徴と大まかに一致することを示した。モデルと観測にはまだ細かな差異が存在するものの、この結果は IIIn-P 型超新星の正体が電子捕獲型超新星であることを強く示唆する。今後、多くの IIIn-P 型超新星を詳細に捉えることで、SAGB 星の爆発直前の状態、つまり熱パルス時の質量放出の様子を深く知ることができると期待される。

4. ま と め

本研究によって、SAGB 星および電子捕獲型超新星に対して、星の進化から重力崩壊・超新星爆発、さらに元素合成・光度曲線、とその後の超新星残骸につながる一連の流れを再現する最後のピースが埋まった。

電子捕獲型超新星は重力崩壊型超新星を起こす質量範囲の下限に位置することから初期質量関数を考慮するとその数は多いことが期待される。その一方で、その明るさにもかかわらず、今回明らかになった電子捕獲型超新星の観測的特徴を示す超新星の数はあまり多くない。このことは、いくつかの理論計算で示されているように²⁷⁾、現在の金属量では電子捕獲型超新星を起こす質量範囲が小さいことを意味しているのかもしれない。

他の金属量環境下での電子捕獲型超新星を探すのは容易ではないが、現在盛んに行われている超新星探査観測²⁸⁾によって比較的遠方の銀河や矮小銀河などで発生する超新星を観測することが可能になるかもしれない。それと同時に、電子捕獲型超新星の特徴的な元素組成の兆候⁹⁾を宇宙化学進化の中から見つけ出すことも必要となってくるだろう。

現在、鉄コアをもつ大質量星の重力崩壊型超新星の爆発メカニズムに関する研究は佳境を迎えており、多次元効果を考慮した数値計算によってニュートリノ加熱メカニズムで爆発する結果も提出され始めている²⁹⁾。今後、鉄コアをもつ大質量星の重力崩壊型超新星についても、本研究と同

様に第一原理計算に基づいた元素合成モデル、光度曲線モデルを計算し、観測と比較する時代がくるだろう。多次元効果が本質的に重要な重力崩壊型超新星の研究には、多波長多次元元素合成・輻射流体計算が必要となるため、その準備を進めていかなければならない。

謝 辞

本稿は査読論文^{30), 31)}の一部をまとめたものであり、共同研究者である S. I. Blinnikov 氏、野本憲一氏、N. Langer 氏、E. I. Sorokina 氏との研究に基づいています。また、本稿を丁寧に読んで助言をいただいた田中雅臣氏、高橋亘氏に感謝いたします。

この研究成果は主に国立天文台天文シミュレーションプロジェクト計算サーバを用いて得られました。多数の計算をほぼ即時実行可能な計算サーバは、本研究のように小さい数値計算を行う研究には非常に有用であり、今後も維持していただけますようお願いいたします。また、私が標準出力に大量に書き出しシステムを止めそうになった際に、休日や深夜にもかかわらずご対応いただいた CfCA の皆様に特に感謝いたします。

なお、本研究は科学研究費補助金(23740157)、日本学術振興会海外特別研究員制度(26・51)、日本-ロシア2国間共同研究による補助を受けています。

参考文献

- 1) Poelarends A. J. T., Herwig E., Langer N., Heger A., 2008, *ApJ* 675, 614
- 2) Miyaji S., Nomoto K., Yokoi K., Sugimoto D., 1980, *PASJ* 32, 303
- 3) Nomoto K., 1987, *ApJ* 322, 206
- 4) Takahashi K., Yoshida T., Umeda H., 2013, *ApJ* 771, 28
- 5) Jones S., et al., 2013, *ApJ* 772, 150
- 6) Kitaura F. S., Janka H., Hillebrandt W., 2006, *A&A* 450, 345
- 7) Janka H., Müller B., Kitaura F. S., Buras R., 2008, *A&A* 485, 199

- 8) Hoffman R. D., Müller B., Janka H., 2008, ApJ 676, L127
- 9) Wanajo S., Nomoto K., Janka H., Kitaura F. S., Müller B., 2009, ApJ 695, 208
- 10) Blinnikov S., Lundqvist P., Bartunov O., Nomoto K., Iwamoto K., 2000, ApJ 532, 1132
- 11) Tominaga N., et al., 2011, ApJS 193, 20
- 12) Sahu D. K., Anupama G. C., Srividya S., Muneer S., 2006, MNRAS 372, 1315
- 13) Popov D. V., 1993, ApJ 414, 712
- 14) MacAlpine G. M., Satterfield T. J., 2008, AJ 136, 2152
- 15) Fesen R. A., Shull J. M., Hurford A. P., 1997, AJ 113, 354
- 16) Frail D. A., Kassim N. E., Cornwell T. J., Goss W. M., 1995, ApJ 454, L129
- 17) Henry R. B. C., 1984, ApJ 281, 644
- 18) Stephenson F. R., Green D. A., 2002, *Historical Supernovae and Their Remnants*, ed. by F. Richard Stephenson and David A. Green. *International Series in Astronomy and Astrophysics*, Vol. 5. Oxford: Clarendon Press, 2002, ISBN 0198507666, 5
- 19) Lundmark K., 1921, PASP 33, 225
- 20) Rudie G. C., Fesen R. A., Yamada T., 2008, MNRAS 384, 1200
- 21) Botticella M. T., et al., 2009, MNRAS 398, 1041
- 22) Kankare E., et al., 2012, MNRAS 424, 855
- 23) Sollerman J., Kozma C., Lundqvist P., 2001, A&A 366, 197
- 24) Smith N., 2013, MNRAS 434, 102
- 25) Sollerman J., Cumming R. J., Lundqvist P., 1998, ApJ 493, 933
- 26) Mauerhan J. C., et al., 2013, MNRAS 431, 2599
- 27) Langer N., 2012, ARA&A 50, 107
- 28) Morokuma T., et al., 2014, PASJ, 66, 114
- 29) Takiwaki T., Kotake K., Suwa Y., 2014, ApJ 786, 83
- 30) Tominaga N., Blinnikov S. I., Nomoto K., 2013, ApJ 771, L12
- 31) Moriya T. J., et al., 2014, A&A 569, A57

Electron-Capture Supernovae —The Origin of Crab Nebula—

Nozomu TOMINAGA¹ and Takashi J. MORIYA²

¹Konan University and ²University of Bonn

Abstract: An electron-capture supernova (ECSN) is an explosion of a star with a main-sequence mass of 8–10 M_{\odot} . The star becomes a super-asymptotic giant branch (SAGB) star with a degenerated O+Ne+Mg core. Electron capture by Mg and Ne results in the core collapse and subsequent explosion. This is the first example of a successful explosion reproduced by first-principle simulations. Adopting the explosion properties derived by the first-principle simulation, we perform a multi-group radiation hydrodynamics calculation of ECSNe and present multicolor light curves of ECSNe of SAGB stars. We find that the light curves of SN 1054, that is the origin of Crab Nebula, and Type IIn-P supernovae are consistent with the theoretical models of ECSNe. When the core-collapse supernova explosion of a star with an Fe core is reproduced by first-principle simulations, the direct comparison between theoretical models and observations will be feasible as in this study.