

# Ia型超新星と二重白色矮星の数値的研究

谷川 衝

〈東京大学大学院総合文化研究科 〒153-0041 東京都目黒区駒場 3-8-1〉

e-mail: tanikawa@ea.c.u-tokyo.ac.jp



Ia型超新星は宇宙で最も明るく頻繁に発生する天体の1つでありながら、その親星はわかっていない。近年のIa型超新星観測のいくつかは二重縮退星シナリオで解釈できる。二重縮退星シナリオでのチャンドラセカール爆発に理論的な困難が指摘されていることから、近年様々なサブチャンドラセカール爆発モデルが考案されている。我々はこれらの親星モデルを大規模並列流体シミュレーションによって検証した。本稿では我々の近年の研究成果を報告する。

## 1. Ia型超新星の親星

Ia型超新星は、宇宙で最も明るくしかも頻繁に発生する爆発現象の1つである。さらにこの爆発現象は、宇宙の距離指標として利用されており、また鉄元素の主要な起源であると考えられている。これほど重要な天体にもかかわらず、その親星が何であるのかについて決着がついていない。ここではまずIa型超新星の親星についてわかっていることとわかっていないことについて紹介する。

Ia型超新星について広く同意を得られていることは、それが炭素と酸素を主成分とする白色矮星（以下、炭素酸素白色矮星）の核融合反応による爆発であること<sup>1)</sup>、そしてその核融合反応で生成された放射性同位体元素ニッケル56が光源となっていること<sup>2), 3)</sup>、である。Ia型超新星の爆発のエネルギー源が核融合反応であることから、Ia型超

新星は熱核爆発型の超新星と呼ばれる。星全体が核融合反応に巻き込まれるため、基本的に何も残らない。これは、重力崩壊型の超新星であるII型超新星やIbc型超新星が中性子星やブラックホールを残すことと対照的である。

ここからは論争が続いていることについて述べる（表1を参照）。1つ目は、Ia型超新星を起こす天体系についてである。白色矮星は中小質量星が核融合反応を終えた最期の姿であるため、自発的に白色矮星自身を爆発させるような核融合反応は起こらない。従って、核融合反応が始まるならかのきっかけがあるはずである。このきっかけは、爆発本体である炭素酸素白色矮星と重力的に束縛し合っている伴星からの質量降着または合体だと考えられている。問題はこの伴星の正体が何であるかということである。2つの有力な説があり、1つは伴星が主系列星や赤色巨星のような非

表1 Ia型超新星の親星シナリオの各代表的モデルとその欠点.

	単縮退星シナリオ	二重縮退星シナリオ
チャンドラセカール爆発	遅延爆轟波モデル 近傍Ia型超新星で伴星の徴候が未発見（観測）	遅延爆轟波モデル 合体残骸が爆発せずに重力崩壊（理論）
サブチャンドラセカール爆発	二重爆轟波モデル 近傍Ia型超新星で伴星の徴候が未発見（観測）	激合体モデル、衝突モデルなど 精査不十分

縮退星である説<sup>4),5)</sup>, もう1つは伴星が別の白色矮星である説である<sup>6),7)</sup>. ここで電子の縮退圧が重力崩壊を止めている白色矮星を縮退星と呼び, 熱圧によって重力崩壊を防いでいる星を非縮退星と呼ぶ. 1つ目の説は主星の1つだけが縮退星であるため Single Degenerate シナリオ (以下, 単縮退星シナリオ), 2つ目の説は2つの星がどちらも縮退星であるため Double Degenerate シナリオ (以下, 二重縮退星シナリオ) と呼ばれている. この他にもコア縮退星シナリオと呼ばれる説もある<sup>8)</sup>.

2つ目の論点は, 爆発本体である炭素酸素白色矮星の質量についてである. これにも, チャンドラセカール限界質量 (太陽質量の1.4倍程度) に近い白色矮星の爆発 (チャンドラセカール爆発)<sup>4)</sup> とチャンドラセカール限界質量より十分小さい質量 (1太陽質量前後) の白色矮星の爆発 (サブチャンドラセカール爆発)<sup>9)</sup>, という2つの説がある. チャンドラセカール爆発とは, まず亜音速で進行する燃焼波 (爆燃波, Deflagration) が発生し, その後どこかの時点で爆燃波が超音速で進行する燃焼波 (爆轟波, Detonation) に遷移し, その爆轟波が白色矮星を爆発させるというモデルである<sup>10)</sup>. 2種類の燃焼波が必要となるのはどちらか一方だけで Ia 型超新星の特徴を説明するのが難しいと考えられているからである. もし爆轟波だけが起こった場合は以下ようになる. 爆轟波は超音速流である. そのため, 爆轟波が白色矮星を燃やしつつくす時間は, 爆轟波によって生まれたエネルギーが白色矮星を膨張させる時間よりも短い. 従って, 白色矮星は高密度のまま核融合反応を経験することになる. この場合, 爆轟波はケイ素のような軽めの元素は生成せず, 鉄族元素だけ生成する. これは高密度であるほど核融合反応が速いからである. Ia 型超新星にはケイ素なども存在するため, 観測と矛盾する<sup>11)</sup>. 亜音速流である爆燃波が先行して起こって, 白色矮星全体を膨張させて, 密度を下げておくことが必要となる<sup>12)</sup>. 一方で, 爆燃波のみだと以下ようになる. 亜音速流である爆

燃波は, 対流を伴う. この対流は炭素や酸素を鉄族元素よりも内側の領域へ運んでしまう<sup>13)</sup>. しかし, Ia 型超新星は, 内側から外側に向かって, 鉄族元素, ケイ素, 酸素と変化する層構造を持つため, 内側に炭素や酸素が多くあることは観測と矛盾してしまう.

サブチャンドラセカール爆発は, なんらかの原因で高温部が形成され, 爆発的な核融合反応が起こり, 爆轟波が発生するモデルである. この場合, 爆燃波はなくてよい. サブチャンドラセカール質量の白色矮星は元々密度が低いいため, いきなり爆轟波が起こったとしても, 爆轟波は鉄族元素以外の元素を生成することができるからである. 爆轟波の起こる高温部が形成される機構には様々なモデルがあり, これらについては後述する.

伴星に関する論争である単縮退星シナリオと二重縮退星シナリオを決着させるための研究は活発になされている. すべてを挙げることはできないので, ここでは数例を挙げる. SN 2011fe はここ数十年で2番目に地球から近い場所 (最も近いのは SN 2014J) で起こった Ia 型超新星である. この Ia 型超新星が発生する前にもこの領域は観測されたことがあり, その観測によると赤色巨星は存在しなかったことが明らかとなった<sup>14)</sup>. また, 大マゼラン雲にある Ia 型超新星の超新星残骸である SNR 0509-67.5 には伴星に対応する主系列星が見つからなかった<sup>15)</sup>. これらの結果は単縮退星シナリオに否定的なものと主張されている (ただしスピニアップ・スピンドアウンモデルは, 単縮退星シナリオの場合でも, Ia 型超新星の直前に赤色巨星がなくてもよいとしている<sup>16)-18)</sup>. このモデルによれば, Ia 型超新星が起こるときには, 赤色巨星がすでに外層を失っているからである.) 一方で, Ia 型超新星 PTF11kx は多くの星周物質を持つことが明らかとなった<sup>19)</sup>. これは伴星が非縮退星であることを示唆しており, 単縮退星シナリオを支持するものである. また, 銀河団の鉄族元素の存在比を説明するには, Ia 型超新星には

チャンドラセカール爆発とサブチャンドラセカール爆発のどちらも必要なのではないかという示唆がひとみ衛星の観測から得られている<sup>20)</sup>。

このようにIa型超新星の親星は1種類ではなく、複数種類あるのではないかということが受け入れられつつある<sup>21), 22)</sup>。上で挙げたものは2010年代の研究であるが、それより以前から複数種類の親星があるのではないかと考えられていた。Ia型超新星の中にも、距離指標になるような光度と減光速度に相関がある「普通のIa型超新星」、減光速度の割には暗いまたは明るい「特異なIa型超新星」がすでに発見されていたからである。近年は、普通のIa型超新星や特異なIa型超新星の親星が何かをつきとめようとする研究が数多く行われている。

## 2. 二重縮退星シナリオの展開

このような状況を背景として、近年は二重縮退星シナリオにおけるサブチャンドラセカール爆発が精力的に研究されてきた。これには二重縮退星シナリオにおけるチャンドラセカール爆発が困難であることが理論的に示されていることと、単縮退星シナリオに対して否定的と解釈できる観測結果がいくつかあることが理由であると考えられる。ここではまず二重縮退星シナリオにおけるチャンドラセカール爆発モデルの理論的困難を述べ、そのあと二重縮退星シナリオにおけるサブチャンドラセカール爆発のモデルのいくつかを紹介する。

二重縮退星シナリオにおけるチャンドラセカール爆発モデルは以下のようなものである。連星を組んだ2つの炭素酸素白色矮星（2つ合計の質量はチャンドラセカール限界質量を超えているものとする）は、重力波放出によって軌道エネルギーを失い、互いに近づいていく。ある程度近づいたとき、軽い方の白色矮星は、重い方の白色矮星の潮汐力によって、潮汐破壊される。軽い方の白色矮星の残骸は重い方の白色矮星の周りに高温の外

包と低温の円盤を形成する。このような構造はmerger remnant（以下、合体残骸）と呼ばれている<sup>23), 24)</sup>。この合体残骸の重力は電子の縮退圧だけでなく、高温の外包が持つ熱による圧力や円盤の角運動量によっても支えられている。その後、磁気回転不安定などにより円盤が角運動量を失い、ニュートリノ冷却によって高温の外包が冷えることで、合体残骸の重力を支えるものが電子の縮退圧だけになっていく。合体残骸はチャンドラセカール限界質量を超えているため、ある時点で電子の縮退圧だけでは合体残骸の重力を支えることができなくなる。そのとき、合体残骸で爆燃波が起き、それが爆轟波に遷移して、最終的に合体残骸はチャンドラセカール爆発を起こす。

しかし、このモデルには問題がある。磁気回転不安定は円盤をなす物質の降着をうながし、これらの降着した物質は高温となる<sup>25), 26)</sup>。これら高温になった物質では、ニュートリノによる冷却よりも炭素の核融合反応による加熱の方が効く。この核融合反応はIa型超新星を起こすような爆発的なものではなく、炭素を酸素、ネオン、マグネシウムに変換するようなゆっくりとしたものである。この核融合反応はゆっくりと合体残骸全体に行き渡り、最終的に合体残骸は炭素酸素を主成分としたものから酸素とネオンとマグネシウムを主成分としたものに変換されてしまう<sup>27)</sup>。このような合体残骸は、ニュートリノ冷却で冷えたあと、爆発せずに重力崩壊をして中性子星かブラックホールとなり、Ia型超新星にはならない<sup>28)</sup>。

二重縮退星シナリオのチャンドラセカール爆発モデルの理論的困難から、様々な二重縮退星シナリオのサブチャンドラセカール爆発モデルが考案されている。ここではそのうちの3つを紹介する。うち2つの概念図を図1に示す。

1つ目はCarbon-ignited violent mergerモデル（以下、炭素着火型の激合体モデル）である<sup>29)</sup>。よい日本語が思いつかなかったので“violent merger”を「激合体」と直訳した。このモデルの過程は、

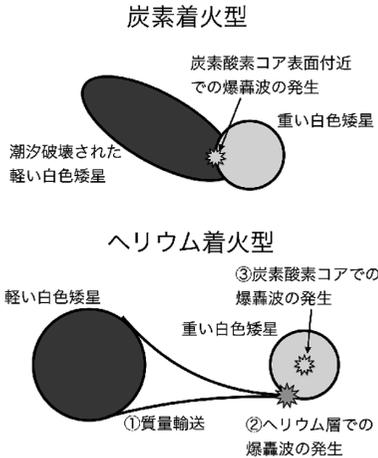


図1 炭素着火型(上)とヘリウム着火型(下)の激合体モデルの概念図。ヘリウム着火型は複雑なプロセスを経るので、時系列順に番号を添えた。

チャンドラセカール爆発モデルの軽い方の白色矮星が潮汐破壊されるところまでは同じである。しかし、このモデルでは、潮汐破壊された白色矮星の残骸が重い方の白色矮星に激しく降着することで、高温部が形成され、その高温部から爆轟波が発生する。その爆轟波が2つの白色矮星を燃やし尽して爆発させる。爆轟波を発生させるのが炭素の核融合反応であるため、炭素着火型と呼ばれている。このモデルは、当初は減光速度の割には暗いIa型超新星の親星を説明するために考案された<sup>29)</sup>が、後に普通のIa型超新星も説明できると主張された<sup>30)</sup>。

2つ目はHelium-ignited violent mergerモデル(以下、ヘリウム着火型の激合体モデル)である<sup>31), 32)</sup>。このモデルはDynamically-Driven Double-Degenerate Double-Detonation (D<sup>6</sup>)モデルとも呼ばれている<sup>33)</sup>が、1つ目のモデルとの対比からヘリウム着火型の激合体モデルと呼ぶ。このモデルは、1つの炭素酸素白色矮星とヘリウムを主成分とする白色矮星(ヘリウム白色矮星)からなる連星、または2つの炭素酸素白色矮星からなる連星(ただし少なくともどちらかの白色矮星がヘリウムを主成分とする薄い外層を持つ)を対象として

いる。このモデルにおける爆発は、軽い方の白色矮星が潮汐破壊されるより前に起こる。2つの白色矮星がある程度近付いたとき、軽い方の白色矮星から重い方の白色矮星に質量輸送が起こる。炭素酸素白色矮星とヘリウム白色矮星の組合せの場合、軽い方の白色矮星は必ずヘリウム白色矮星である。この質量輸送の結果、重い方の白色矮星の外側にはヘリウムの層が形成される。質量輸送は、重力エネルギーの解放を通して、ヘリウム層に高温部を作る。この高温部でヘリウムの核融合反応が爆発的に起こり、爆轟波が発生する。この爆轟波がやがて重い方の白色矮星の炭素と酸素からなる部分にも爆轟波を発生させ、重い方の白色矮星が爆発する。このとき軽い方の白色矮星は生き残る。

3つ目は衝突モデルである<sup>34)-36)</sup>。このモデルでは、2つの炭素酸素白色矮星が衝突し、衝突して形成された高温部から爆轟波が発生して、2つの白色矮星が爆発する。2つの炭素酸素白色矮星が衝突する原因は2つ考えられる。1つは、球状星団のような高密度星団において、他の星からの摂動によって角運動量を失った2つの白色矮星が衝突する場合である<sup>37)</sup>。もう1つは、2つの炭素酸素白色矮星の連星の周りにもう1つ星があるような三連星の中で、白色矮星が衝突する場合である<sup>38)</sup>。この場合、2つの白色矮星は古在機構<sup>39)</sup>によって角運動量を失う。

これらのモデルでは白色矮星の合体または衝突の前後で爆発が起こっている。そのため、チャンドラセカール限界質量の白色矮星の爆発というよりも、2つのサブチャンドラセカール質量の白色矮星の爆発という方が正しい(ただし、ヘリウム着火型の激合体モデルでは、1つの白色矮星しか爆発しない)。従って、これらはチャンドラセカール爆発ではなく、サブチャンドラセカール爆発である。

我々はこの中で炭素着火型及びヘリウム着火型の激合体モデルに注目して研究してきた。ここか

らは我々の研究成果について述べる。まず炭素着火型、そのあとにヘリウム着火型についての研究について紹介する。

### 3. 炭素着火型

このモデルは当初は減光速度の割に暗い Ia 型超新星の親星として考えられ<sup>29)</sup>、のちに普通の Ia 型超新星も説明できる<sup>30)</sup>と主張されるようになった。しかし、我々は、1) そもそも本当に爆発が成功するのか、2) 爆発したとして Ia 型超新星の特徴に合うのか、3) 成功率は Ia 型超新星の発生率に足りるのか、という様々な疑問を持った。これらの疑問を検証するためにやるべきことは少なくなかった。1) と 2) の検証のためには、ある 1 組の炭素酸素白色矮星の合体をつきつめて調べる必要がある。また 3) の検証のためには、様々な質量の組合せの炭素酸素白色矮星の合体を調べる必要がある。研究開始当時は、筆者は会津大学のポスドク、佐藤裕史さん（以下、敬称略）は東京大学駒場の修士 1 年だったので、二人で役割分担をし、前者の問題は筆者が、後者の問題は佐藤が担当することになった。

我々はこれらのモデルを調べるのに、Smoothed Particle Hydrodynamics (SPH) 法というシミュレーション方法を用いた。状態方程式には電子陽電子対の縮退圧、原子核のガス圧、光子の輻射圧を考慮したヘルムホルツ状態方程式を用いた<sup>40)</sup>。このシミュレーションでは核融合反応を組込まなかった。爆発が起こるかどうかは流体力学から決まる密度と温度だけから予想できるからである。またこの SPH シミュレーションコードの一部は Open Computing Language (OpenCL) で記述されており、スカラ型のスーパーコンピュータだけでなく、GPU (グラフィックス・プロセッシング・ユニット) を搭載したスーパーコンピュータでも使用することができ、とても性能の高いシミュレーションコードであった<sup>41)</sup>。この当時、重力 N 体シミュレーションコードで GPU 対応したもの

はすでに多く存在していたが、SPH シミュレーションコードで GPU 対応したものはこのコードしかなく、非常に先進的なコードであった。このコードの開発者である会津大学の中里直人さんには大変感謝している。この GPU に対応しているコードのおかげで、筑波大学のスーパーコンピュータである HA-PACS を効率良く使用することができた。

初期条件は、2 つの炭素酸素白色矮星からなる連星であり、軽い方の白色矮星から重い方の白色矮星に向って、質量輸送が起こる直前のものとなっている。炭素酸素白色矮星の質量は以下のように選んだ。1 つの恒星が他の恒星と相互作用せずに進化して白色矮星になった場合、0.5 太陽質量程度より軽い白色矮星はヘリウム白色矮星に、0.5 から 1.1 太陽質量程度の白色矮星は炭素酸素白色矮星に、1.1 太陽質量程度より重い白色矮星は酸素ネオンマグネシウム白色矮星になる。筆者は、最も爆発しやすいような組合せを調べるために、重い炭素酸素白色矮星の組合せである、1.1 太陽質量と 1.0 太陽質量の炭素酸素白色矮星の組合せについて調べた<sup>42)</sup>。一方、佐藤は 0.5 から 1.1 太陽質量の炭素酸素白色矮星の組合せをくまなく調べた<sup>43), 44)</sup>。

#### 3.1 爆発の是非と観測的特徴の精査

まず筆者の結果について述べる。この研究では、とにかくシミュレーションの質量分解能、つまり SPH シミュレーションで用いる SPH 粒子の粒子数にこだわった。最初にこのモデルを提唱した Rüdiger Pakmor らは 1 太陽質量当たりの粒子数が 100 万程度より多くなければ、このモデルは成功しないと主張していたからである。爆轟波を発生させるような高温部は小さい構造なので、粒子数が多くなればこの高温部を表現することはできない、ということだった<sup>45)</sup>。また、その他の研究グループはそれよりも 1/10 程度の少ない粒子数でしか SPH シミュレーションをしていなかったため、このモデルの是非を検証することはでき

ていなかった<sup>46)-48)</sup>。そこで我々は、粒子数を2.1太陽質量当たり140, 280, 550, 1,100万と増やして行って、このモデルの确实性を検証した。

我々は、2つの炭素の核融合の時間が力学時間より10倍短いSPH粒子が出現した場合に、このモデルが成功したという判断基準を設定した。このような粒子が出現した場所は爆発的な核融合反応が起こるような温度が非常に高い場所なので、高温部と呼ぶ。この高温部から爆轟波が発生し、その爆轟波は白色矮星を爆発させる。力学時間  $t_{\text{dyn}}$  は、

$$t_{\text{dyn}} = (24\pi G\rho)^{1/2} \tag{1}$$

と表され、密度  $\rho$  の関数である ( $G$ は重力定数)。また2つの炭素の核融合の時間  $t_{\text{cc}}$  は、

$$t_{\text{cc}} = c_p T / \epsilon_{\text{cc}} \tag{2}$$

と表され、 $T$ は温度、 $c_p$ は定圧比熱、 $\epsilon_{\text{cc}}$ は2つの炭素の核融合反応が単位質量単位時間当たり放出するエネルギーである。ここでは割愛するが  $\epsilon_{\text{cc}}$  は密度、温度、炭素の存在比の関数となっている。

図2は以上のような条件を満たすSPH粒子が初めて出現した時刻の密度と温度分布を表している。この時刻は、軽い方の白色矮星が潮汐破壊された直後で、破壊された白色矮星の残骸が重い方の白色矮星に一気に落ち込むところであった。高温部が発生する場所は、破壊された白色矮星の残骸と重い方の白色矮星が衝突している場所と一致する。このような高温部が発生する時刻と場所は、すべての粒子数の場合で同様であり、また Pakmorらのシミュレーション結果とも一致した。我々は以上から、少なくとも1.1太陽質量と1.0太陽質量の炭素白色矮星の合体では、炭素着火型の激合体モデルは成功するという結論を得た。

それでは、このモデルの観測的な特徴はどうか？ 核融合反応をシミュレーションで解いているわけではないので、高温部が出現した時刻の物質分布から、観測的な特徴を推察した。図3の左パ

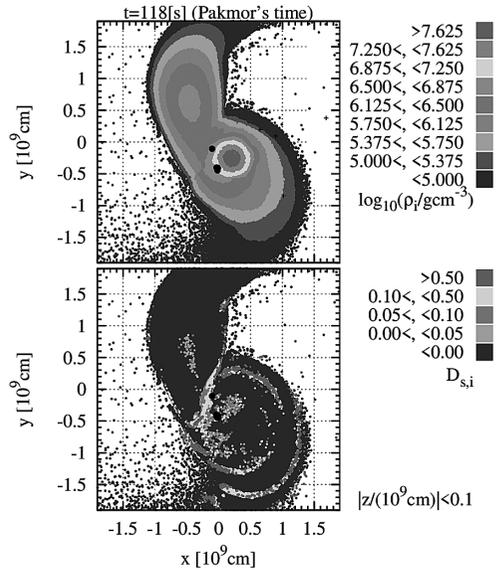


図2 高温部が初めて出現した時刻の密度分布（上）と温度分布（下）。黒い点は高温部。Tanikawa et al. (2015, ApJ, 807, 40) の図13より。

ネルは高温部が出現した時刻の物質分布である。図が示すように、物質が0.1太陽半径を超えるところまで広がっている。これは、潮汐破壊された白色矮星の残骸である。先に触れたSN 2011feの早期の観測は、SN 2011feの爆発直前は0.1太陽半径よりも狭い範囲にしか物質がなかったことを示している<sup>49)</sup>。従って、このモデルは、Ia型超新星にはなりうるが、少なくとも普通のIa型超新星であるSN 2011feは説明できない、ということが明らかとなった。

### 3.2 爆発する組合せの決定

次に佐藤の結果について述べる。彼はまず0.5から1.1太陽質量の炭素酸素白色矮星を0.1太陽質量ごとに用意し、それらのすべての組合せについて調べた。実に28通りである。これらすべての組合せ、特にモデルが成功しないと予想できる低質量の白色矮星の組合せについて、SPH粒子数に対する収束性を調べた。その結果、軽い方の白色矮星の質量が0.8太陽質量以上でなければ、このモデルは成功しない、という結論を得た。こ

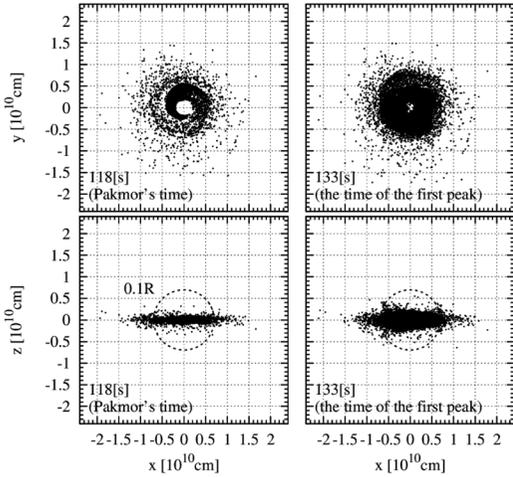


図3 高温部が初めて出現した時刻の物質分布 (左) と温度が最も高くなったときの物質分布 (右). 白色矮星本体のある中心部はSPH粒子が多いためプロットしていない. 破線は0.1太陽半径の範囲を示す. Tanikawa et al. (2015, ApJ, 807, 40) の図16より.

のような白色矮星の合体率は、Ia型超新星の発生率に比べて10%よりも小さいと見積られている。従って、やはりこのモデルだけでは、すべてのIa型超新星を説明することはできないという結論を出すことができた。

また、佐藤はこの研究をさらに進めて、このモデルが成功するためのより精密な基準を求めた。このときは軽い方の白色矮星の質量を0.7から0.9太陽質量にかけて0.025太陽質量ごとに調べている。結果は、やはり軽い方の質量が0.8太陽質量以上でなければ、このモデルは成功しない、ということであった。さらにこの結果を利用して、当時発見された二重白色矮星である Henize 2-428 の未来についても予言している。Henize 2-428 は全質量が1.76太陽質量で質量比がほぼ1で、7億年後に合体すると考えられている<sup>50)</sup>。白色矮星の質量がどちらも0.8太陽質量より大きいため、Henize 2-428が、将来、炭素着火型の激合体モデルとして爆発すると我々は予言した。

#### 4. ヘリウム着火型

外側のヘリウム層で爆轟波が起き、その爆轟波が炭素と酸素の層での爆轟波を引き起こす、というモデルは、最初は単縮退星シナリオにおいて提唱された<sup>9)</sup>。しかし、この場合、ヘリウム層で爆轟波が起きるときのヘリウムの量が多過ぎて、ヘリウム層での爆轟波が作った元素が観測に受かるはずであるため、このモデルで普通のIa型超新星を説明することは難しいとされていた<sup>51)</sup> (ただし、実際にこのような特異なIa型超新星が近年発見された<sup>52)</sup>)。一方、二重縮退星シナリオにおいては、重い方の白色矮星への質量降着が激しいため、流体力学的な効果でヘリウム層内に高温部を発生させ、その高温部から爆轟波を起こすことができる。そのため、単縮退星シナリオに比べて少ないヘリウムの量で爆轟波が発生し、ヘリウムが少ない結果、この爆轟波で作られる元素は観測には受からず、Ia型超新星の観測と一致するだろうと期待されている<sup>53)</sup>。

このような状況の中で、2018年にはGaiaのデータアーカイブの中から、超高速白色矮星が発見された<sup>33)</sup>。ヘリウム着火型の激合体モデルでは、軽い方の白色矮星は、潮汐破壊もされず、爆発もしないため、生き残る。一方で、重い方の白色矮星は爆発するため、この軽い方の白色矮星は突然重い方の白色矮星の重力から解放されて飛び去っていく。ヘリウム着火型の激合体モデルが起きるときは、軽い方から重い方へ質量輸送が起こっているため、これらの白色矮星は非常に近い距離にあり、軌道速度も1,000 km/sを超えている。従って、軽い方が重い方の重力から突然解放されると1,000 km/s以上の超高速を得るのである。この超高速白色矮星の発見により、ヘリウム着火型の激合体モデルはIa型超新星の親星の有力候補の1つとなった。

そこで我々は、ヘリウム着火型の激合体モデルがどのような観測的特徴を持つのかを明らかにす

るために再びSPHシミュレーションを行うことにした<sup>54)</sup>。これまでの研究のシミュレーションは、ヘリウム層での爆轟波を追うところで止めていたり<sup>31), 32)</sup>、重い方の白色矮星の爆発は追わずにその爆風と軽い方の白色矮星の相互作用のみを追う<sup>55)</sup>、ということしか行われていなかった。そのため、このモデルの詳細な観測的特徴を予想できていなかった。我々は重い方の白色矮星のヘリウム層における爆轟波、それが引き起こす炭素酸素層での爆轟波と重い方の白色矮星の爆発、その爆風と軽い方の白色矮星との相互作用をシームレスに追い、このモデルの観測的特徴を予想することにした。

今回のSPH法の詳細は以下の通りである。使用した状態方程式は炭素着火型の場合と同様にヘルムホルツ状態方程式である。今回は爆轟波を追うということで、核融合反応も同時に解いた。核融合反応ネットワークにはAprox13<sup>56)</sup>を用いた。これは $\alpha$ プロセス、炭素同士、酸素同士、炭素と酸素の核融合反応など主要な核融合反応のみを考慮した比較的簡易なネットワークである。今回のSPHシミュレーションコードはCPUにしか対応していないが、大規模並列粒子計算コードの開発を支援するフレームワークであるFDPS<sup>57), 58)</sup>を用いたため、並列計算に対応している。また、粒子間相互作用の計算に関しては手動でベクトル化を行った。この計算のために、筑波大学と東京大学が共同で設置したOak-forest PACSと国立天文台のXC30とXC50を使用した。

初期条件には1.0太陽質量と0.6太陽質量の炭素酸素白色矮星の組合せを用いた。重い方の白色矮星の外層にはヘリウムを主成分とする層がある。これらの白色矮星を軽い方から重い方へ質量輸送が起こる距離に置いた。また、計算を簡単にするために、ヘリウム層に高温部を置き、シミュレーション開始とともにヘリウム層での爆轟波が起こるようにした。本来は軽い方から重い方への質量輸送を追えば、自然にヘリウム層での爆轟波

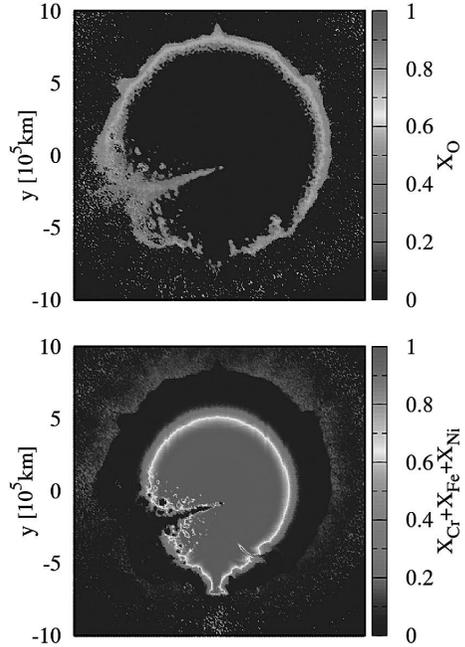


図4 ヘリウム層での爆轟波の開始から50秒後の酸素分布(上)と鉄族元素分布(下)。内側(低速度成分)の大部分は鉄族元素、外側(高速度成分)の大部分は酸素である。しかし、軽い方の白色矮星から剥ぎとられた酸素が原点付近から左下方へ伸びている。Tanikawa et al. (2018, ApJ, 868, 90)の図5の一部より。

が起こるものだが、計算時間が莫大になるので、今回は省略した。

まず全体的な結果から述べる。重い方の白色矮星の爆発によって、0.6太陽質量程度のニッケル56と0.2太陽質量程度のケイ素が生成された。生成された元素量はIa型超新星の観測から予想される量と矛盾がない。また、軽い方の白色矮星は爆風によって破壊されたり、爆轟波が発生して爆発するということもなく、生き残り、1,700 km/sの超高速度で運動を開始した。これらはヘリウム着火型の激合体モデルが予想した通りの結果である。

しかし、シミュレーションのおかげで、普通のIa型超新星にはない特徴も2つ見つけることができた。1つ目は、爆風が軽い方の白色矮星から0.001太陽質量程度の物質を剥ぎとることである

(図4). 白色矮星は炭素と酸素からなるので、この剥ぎとられた物質は炭素と酸素からなる。これらは数1,000 km/sの低速度成分として、Ia型超新星の分光観測に受かる可能性がある。普通のIa型超新星では酸素は10,000 km/s以上の高速度成分しか観測されない。もしこのような低速度成分の酸素が受かってしまうのならば、ヘリウム着火型の激合体モデルは普通のIa型超新星の親星モデルとしてはふさわしくない。2つ目は、爆発した重い方の白色矮星自体も連星内で1,000 km/s程度の軌道運動をしているため、超新星噴出物自体が1,000 km/s程度の速度シフトを持つことである。やはりこのようなものは普通のIa型超新星では観測されていない。ただし、これらのシグナルはかなり微弱なものであるはずなので、本当に観測に受かるかどうかの検証は今後の課題である。

## 5. まとめ

Ia型超新星の親星が何であるか、という問題にはまだ決着がついていない。また、普通のIa型超新星以外にも特異なIa型超新星が発見されており、親星も1つではないのではないかと考えられている。近年は単縮退星シナリオに否定的と解釈できる観測がいくつか続いたため、二重縮退星シナリオでのサブチャンドラセカール爆発モデルが複数考案された。我々はその中の炭素着火型とヘリウム着火型の激合体モデルについて検証し、少なくとも炭素着火型では普通のIa型超新星を説明することはできないという結論を得た。ヘリウム着火型に関しても今後さらに詳しい理論研究を行い、普通のIa型超新星に対応するのか、それとも特異なものに対応するのかを研究していく予定である。

## 謝辞

共同研究者の野本憲一氏、蜂巢泉氏、中里直人氏、前田啓一氏、佐藤裕史氏には深く感謝を申し

上げる。また研究成果の一部はFDPSを用いて開発したシミュレーションコードを使用しており、理化学研究所粒子シミュレータ研究チーム（チームリーダー：牧野淳一郎氏）のFDPS開発グループ、特に岩澤全規氏には大変感謝している。これらの研究成果には筑波大学のスーパーコンピュータHA-PACS、筑波大学と東京大学のスーパーコンピュータOak-forest PACS、国立天文台のXC30とXC50を使用した。また、本研究はMEXT/JSPS科研費(23224004, 23540262, 23740141, 24540227, 26400222, 26800100, 16K17656, 17K05382, 17H06360, 19K03907)からの助成を受けている。

## 参考文献

- 1) Hoyle, F., & Fowler, W. A., 1960, ApJ, 132, 565
- 2) Truran, J. W., et al., 1967, Can. J. Phys., 45, 2315
- 3) Colgate, S. A., & McKee, C., 1969, ApJ, 157, 623
- 4) Whelan, J., & Iben, I. Jr., 1973, ApJ, 186, 1007
- 5) Nomoto, K., et al., 1984, ApJ, 286, 644
- 6) Iben, I. Jr., & Tutukov, A. V., 1984, ApJS, 54, 335
- 7) Webbink, R. F., 1984, ApJ, 277, 355
- 8) Kashi, A., & Soker, N., 2011, MNRAS, 417, 1466
- 9) Nomoto, K., 1982, ApJ, 257, 780
- 10) Khokhlov, A. M., 1991, A&A, 245, L25
- 11) Filippenko, A. V., 1997, ARA&A, 35, 309
- 12) Nomoto, K., et al., 1976, Ap&SS, 39, 37
- 13) Gamezo, V. N., et al., 2003, Science, 299, 77
- 14) Li, W., et al., 2011, Nature, 480, 348
- 15) Schaefer, B. E., & Pagnotta, A., 2012, Nature, 481, 164
- 16) Justham, S., 2011, ApJ, 730, L34
- 17) Di Stefano, R., et al., 2011, ApJ, 738, L1
- 18) Hachisu, I., et al., 2012, ApJ, 756, L4
- 19) Dilday, B., et al., 2012, Science, 337, 942
- 20) Hitomi Collaboration; Aharonian, F., et al., 2017, Nature, 551, 478
- 21) Hillebrandt, W., et al., 2013, Front. Phys., 8, 116
- 22) Maeda, K., & Terada, Y., 2016, Int. J. Mod. Phys., 25, 1630024
- 23) Benz, W., et al., 1990, ApJ, 348, 647
- 24) Yoon, S.-C., et al., 2007, MNRAS, 380, 933
- 25) Schwab, J., et al., 2012, MNRAS, 427, 190
- 26) Ji, S., et al., 2013, ApJ, 773, 136
- 27) Saio, H., & Nomoto, K., 1985, A&A, 150, L21
- 28) Nomoto, K., & Kondo, Y., 1991, ApJ, 367, L19
- 29) Pakmor, R., et al., 2010, Nature, 463, 61
- 30) Pakmor, R., et al., 2012, ApJ, 747, L10
- 31) Guillochon, J., et al., 2010, ApJ, 709, L64
- 32) Pakmor, R., et al., 2013, ApJ, 770, L8
- 33) Shen, K. J., et al., 2018, ApJ, 865, 15

34) Raskin, C., et al., 2009, MNRAS, 399, L156  
 35) Rosswog, S., et al., 2009, ApJ, 705, L128  
 36) Lorén-Aguilar, P., et al., 2010, MNRAS, 406, 2749  
 37) Hawley, W., et al., 2012, ApJ, 759, 39  
 38) Katz, B., & Dong, S., 2012, arXiv:1211.4584  
 39) Kozai, Y., 1962, AJ, 67, 591  
 40) Timmes, F. X., & Swesty, F. D., 2000, ApJS, 126, 501  
 41) Nakasato, N., et al., 2012, arXiv:1206.1199  
 42) Tanikawa, A., et al., 2015, ApJ, 807, 40  
 43) Sato, Y., et al., 2015, ApJ, 807, 105  
 44) Sato, Y., et al., 2016, ApJ, 821, 67  
 45) Pakmor, R., et al., 2012, MNRAS, 424, 2222  
 46) Raskin, C., et al., 2012, ApJ, 746, 62  
 47) Zhu, C., et al., 2013, ApJ, 767, 164  
 48) Dan, M., et al., 2014, MNRAS, 438, 14  
 49) Nugent P. E., et al., 2011, Nature, 480, 344  
 50) Santander-García, M., et al., 2015, Nature, 519, 63  
 51) Woosley, S. E., & Weaver, T. A., 1994, ApJ, 423, 371  
 52) Jiang, J.-A., et al., 2017, Nature, 550, 80  
 53) Shen, K. J., & Moore, K., 2014, ApJ, 797, 46  
 54) Tanikawa, A., et al., 2018, ApJ, 868, 90  
 55) Papish, O., et al., 2015, MNRAS, 449, 942  
 56) Timmes, F. X., et al., 2000, ApJS, 129, 377  
 57) Iwasawa, M., et al., 2016, PASJ, 68, 54  
 58) Namekata, D., et al., 2018, PASJ, 70, 70

**Numerical Study of Sub-Chandrasekhar Explosions of Double White Dwarf Stars**  
**Ataru TANIKAWA**

*Graduate School of Arts and Sciences, The University of Tokyo, 3-8-1 Komaba, Meguro-ku, Tokyo, 153-8902, Japan*

Abstract: Type Ia supernovae are one of the most brightest and common objects. However their progenitor systems have not been unknown. Recently, several observations of type Ia supernovae have supported the double degenerate scenario. Since some theoretical studies have pointed out that Chandrasekhar explosions in double degenerate systems are difficult, several studies have suggested many sub-Chandrasekhar explosion models double degenerate systems. We have assessed these models by massively parallelized fluid simulations. In this paper, we report our research results.