

# 超新星 -最近の話題-

田中 雅臣\*  
(東京大学)

## 概要

超新星は壮絶な星の爆発であり、非常に明るい変光天体である。超新星爆発のメカニズムは詳しくは解明されておらず、観測・理論の両面からさかんに研究が行われている。本集録では、主に超新星の可視光観測から、いかに超新星爆発の性質やメカニズムに迫ることができるかについて紹介する。また、2006年に板垣公一さんによって発見された、これまでの分類に当てはまらない新種の超新星 (SN 2006jc) や、史上最も明るい超新星 (SN 2006gy) など最近の話題も紹介する。超新星研究における日本のアマチュア観測家の貢献を強調したい。

## 1. イントロダクション -超新星研究におけるアマチュア観測家の貢献-

超新星はそのスペクトルに見える吸収線により、大きく以下の4種類に分類されている (図1)[1-1]。

- I型：スペクトルに水素の吸収がない
  - Ia型：ケイ素の吸収が強い
  - Ib型：ヘリウムの吸収がある
  - Ic型：ケイ素の吸収が弱く、ヘリウムの吸収がない
- II型：スペクトルに水素の吸収がある

この中で、Ia型超新星以外は星形成をしている環境でしか発見されず、大質量星 (主系列時に質量が $8M_{\odot}$ 以上) の最期だと考えられている (重力崩壊型超新星)。一方で、Ia型超新星は楕円銀河でも発見されるため、古い星、すなわち軽い星の爆発だと考えられている (核爆発型超新星、§2)。

現在可視光で発見される超新星はすべて銀河系外にあり、銀河系内では1604年に発見された「ケプラーの超新星 (残骸)」以来、約400年間超新星は発見されていない。現代天文学史上、最も近くで起こった超新星は1987年に大マゼラン雲に発見されたSN 1987Aで<sup>1</sup>、この超新星からのニュートリノが検出されたことは御存じの方が多だろう。銀河系外で発見される超新星

---

\*Email: mtanaka@astron.s.u-tokyo.ac.jp

<sup>1</sup>超新星はその年に発見された順に、SN 2007A, SN 2007B, ..., SN 2007Z, SN 2007aa, SN 2007ab, ... と名付けられる。

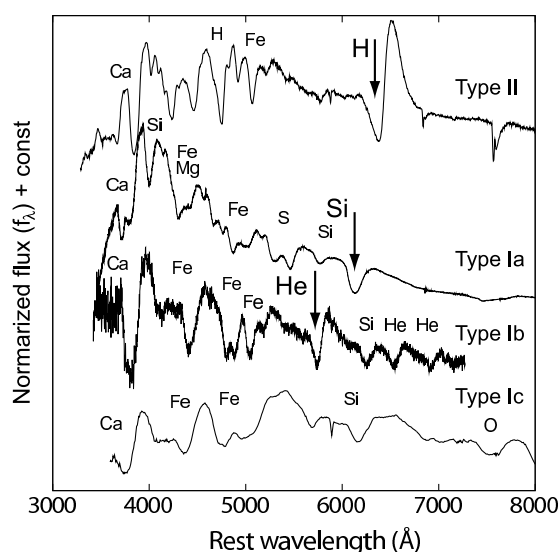


図 1: 超新星の可視光領域のスペクトル。各タイプを特徴づける吸収線を矢印で示した。他の吸収線をつくる主な元素も図中に示されている。吸収線は  $\sim 10,000 \text{ km s}^{-1}$  ものドップラーシフトをもっているため、多くのラインが混ざっており、各吸収が単一の元素のものではないことに注意が必要である。

は (SN 1987A を除いて) すべて点源として観測され、爆発直後の超新星は秒速約  $10,000 \text{ km s}^{-1}$  という超高速で膨張しているのにも関わらず、イメージングにより情報を引き出すことはできない<sup>2</sup>。よって、我々は主に、明るさの時間変化 (光度曲線) と分光 (スペクトル) から情報を引き出すことになる。

本集録では、可視光でみた超新星の性質と、それによる超新星理論へのフィードバックについて紹介する。紙面の都合上、最近の話題が中心となるため、超新星の親星や、進化過程・爆発の瞬間における元素合成、宇宙の化学進化における役割などの詳細については文献 [1-2] を参照して頂きたい。§2 では、Ia 型超新星の爆発メカニズムの検証について紹介する。また、ごく最近の話題として、2006 年に発見された 2 つの超新星について、その観測的事実と理論的解釈について簡単に紹介する (§3, 4)<sup>3</sup>。

最近の話題に入る前に、超新星研究における日本人アマチュア観測家の貢献を紹介しておきたい。表 1 は各年に発見される超新星の総数をまとめたものである。発見される超新星の飛躍的な増加は、近年の遠方 Ia 型超新星の大規模サーベイによるものが大きい。しかし、超新星の物理を調べるには、詳細な観測が可能な近傍の超新星の方が適している。表 1 には、日本人により発見された非常に有名な超新星の例を挙げてある。日本のアマチュア観測家たちによって発見された超新星は、早期に発見され、さらに非常に近傍であることが多いため、世界中で追観測されることが多い。

<sup>2</sup>本集録では、「超新星」と言うとき、爆発後数百年が経過したいわゆる超新星残骸は除く。銀河系内は言うまでもなく、非常に近傍の銀河にある超新星残骸はイメージングにより分解できる。

<sup>3</sup>研究会では重力崩壊型超新星 - ガンマ線バーストの関係と、その近年の状況も紹介したが、本集録では紙面の都合上、割愛させて頂く。この分野に関して日本語で書かれた文献として、ガンマ線バーストと超新星の関係については [1-3,4]、最近の新しい展開については [1-5,6] などを挙げておく。ガンマ線バーストに付随する超新星の観測的な特徴や、観測と理論の比較については筆者が文献 [1-7] にまとめている。

年	超新星の数 *a	日本人が発見した 代表的な超新星	発見者	超新星のタイプ	論文数 (引用数) *b
1991年	64 (1)	SN 1991bg	串田麗樹さん	Ia型 (暗い Ia型)	6 (535)
1994年	41 (5)	SN 1994I	串田麗樹さん	Ic型 (prototype)	20 (547)
1997年	163 (7)	SN 1997ef	佐野康男さん	極超新星 (Ic型)	4 (184)
2002年	334 (7)	SN 2002ap	広瀬洋治さん	極超新星 (Ic型)	26 (598)
		SN 2002bo	広瀬洋治さん	Ia型	5 (116)
2003年	338 (5)	SN 2003cg	板垣公一さん	Ia型	1 (20)
2004年	250 (8)	SN 2004aw	板垣公一さん	Ic型 (peculiar)	1 (13)
2005年	367 (7)	SN 2005W	広瀬洋治さん	Ia型	-
2006年	551 (12)	SN 2006X	鈴木章司さん	Ia型	3 *c
		SN 2006jc	板垣公一さん	Ib型 (peculiar)	5 *c

表 1: 発見される超新星の数と日本人アマチュア観測家により発見された有名な超新星。(\*a) その年に発見された超新星の総数。括弧内は日本人によって発見された数。(\*b) タイトルにその超新星を含む査読つき論文の数 (タイトルにない場合でもその超新星についての論文は含めた)。括弧内はその論文を引用した論文の総数。数はすべて 2007 年 12 月現在。(\*c) 2007 年 12 月現在で、astroph に投稿されている論文を含む。日本人による超新星発見数は、佐野康男さんのウェブページから頂いた。

この貢献を定量化するために、その超新星に関する学術論文の数と、その論文を引用した論文の総数を表にのせておく。この数字だけが貢献度を示す指標でないことは注意しておきたいが、少なくとも日本人の発見により、多くの研究者が多くの論文を執筆していることは間違いない。また、例えば詳細に観測された Ia 型超新星は、宇宙論パラメータの決定に使われる遠方の Ia 型超新星に対するテンプレートとしても活躍しており、表にある引用数には反映されない貢献度は非常に大きい。このようなアマチュア観測家の貢献が、超新星の観測的研究の”driving force”であることを強調し、ここに感謝したい。

## 2. 超新星観測から爆発メカニズムに迫る -Ia 型超新星の場合-

Ia 型超新星は、(1) 楕円銀河でも起こり、古い星の爆発であること、(2) 重力崩壊型超新星よりも鉄族を多く放出していること、(3) どれも性質が似ていることなどから、チャンドラセカール質量に達した C+O 白色矮星の核爆発だと考えられている [2-1]。Ia 型超新星の親星となる白色矮星は連星系をなして、伴星から質量をもらって太った結果、爆発に至ると考えるシナリオが有力である (詳しくは文献 [2-2] を参照して頂きたい)。

さて、では白色矮星はどのように爆発して Ia 型超新星となるのだろうか。白色矮星は縮退しているため、中心で核反応が起こり温度が上昇しても圧力は上昇せず、膨張できない。結果として、一気に核反応が拡がり星全体が吹きとんでしまう。爆発の最中には激しい核反応が起き、図 2 の左パネルにあるような元素分布が達成される [2-1]。しかし、この計算は一次元球対称の近似的な計算で、最近の三次元シミュレーションでは、より元素が入り交じった複雑な構造が得られているなど、爆発の様子が完全に理解されたとは言えない状況である。

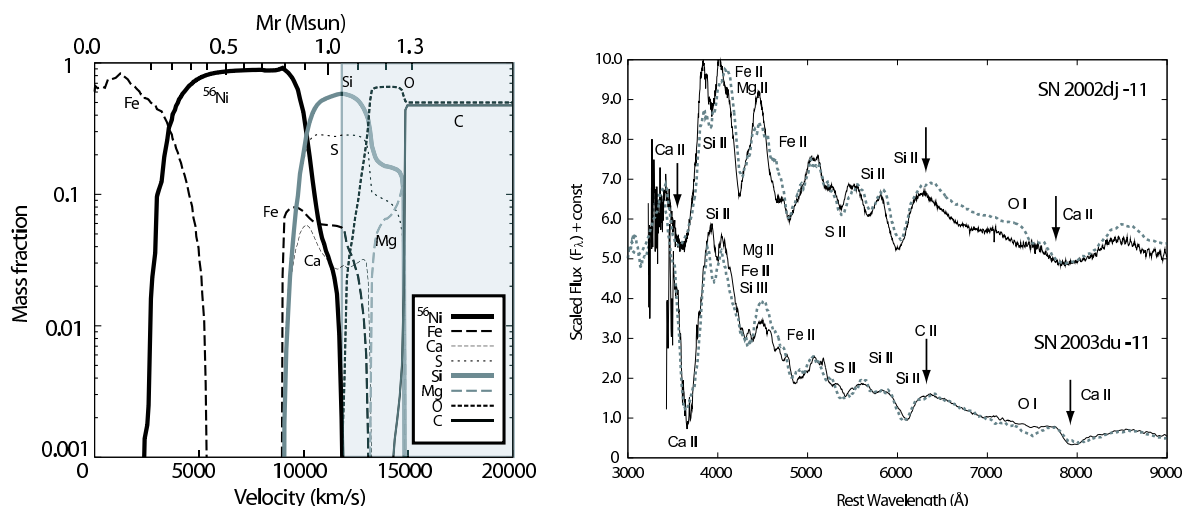


図 2: (左)Ia 型超新星の爆発モデル (爆燃波モデル、[2-1])。横軸は爆発する物質の速度で、外側ほど速く膨張しているため ( $v \propto r$ )、半径に対応している。上の軸は質量座標で書いたもの。縦軸は各元素の分布。内側ほど重い元素が合成されている。(右)Ia 型超新星の非常に初期のスペクトル (実線) とモデルスペクトル (点線)。最大光度になる 11 日前 (爆発してからおよそ 1 週間) のスペクトルで、Ia 型超新星の最外層で吸収が作られている。

そこで、観測的に理論モデルに制限をつけることはできないだろうか。答えはもちろんイエスであり、これまでも元素の分布や合成量などに制限がつけられてきた。例えば、超新星が最も明るい時期 (爆発後 20 日程度) のスペクトルを見ると、Si,S や Mg の吸収が多いが、その後 40 日程度でスペクトルに見られるラインはほとんどが鉄族 (Fe や Co) のものになる。時間がたつほど、超新星物質は薄くなるため、より内側の分布が見えてくる。よって、この観測事実は超新星の外側に Si,S などが多く、内側ほど重い元素ができていることに対応している。また、最近の 3 次元シミュレーションでは激しい物質混合が起こっており、中心付近にも炭素や酸素が燃え残っている [2-3]。しかし、実際の観測では、爆発から一年以上が経過し、完全に超新星を見通せるようになっても、炭素・酸素のライン<sup>4</sup>は検出されない。すなわち、最近の 3 次元シミュレーションに見られるような大規模な物質混合は実際には起こっておらず、これも観測が理論に制限を与えた良い例である [2-4]。

アマチュア観測家の活躍もあり、最近になって非常に初期の分光観測が増えてきた。非常に初期 (爆発後 1 週間程度) には超新星のほとんどの部分は光学的に厚く、スペクトルに見られる吸収線は、超新星の最も外側で作られる (図 1 左パネルの薄い灰色で示した部分)。すなわち、この時期のスペクトルを詳細に調べることで、Ia 型超新星の最外層の組成について調べることができるのである。図 1 の右パネルは爆発から約 1 週間しか経過していない Ia 型超新星のスペクトルであり、点線は輻射輸送のシミュレーションで得られたモデルスペクトルである [2-5]。図中の矢印にもあるように、炭素のラインは非常に弱いか全く観測されず、モデルとの比較により炭素の量を見積もると、 $18,000 \text{ km s}^{-1}$  よりも内側では炭素の質量割合はわずか 1% 以下であった。一方で、爆発モデルを見てみると、 $15,000 \text{ km s}^{-1}$  よりも外側では炭素が残っている。すなわち、実際の爆発では理論モデルよりも燃焼が激しく起こっていると言える。

<sup>4</sup>このような遅い時期には超新星は十分希薄化し、主に禁制線からなる輝線スペクトルを持つようになる。

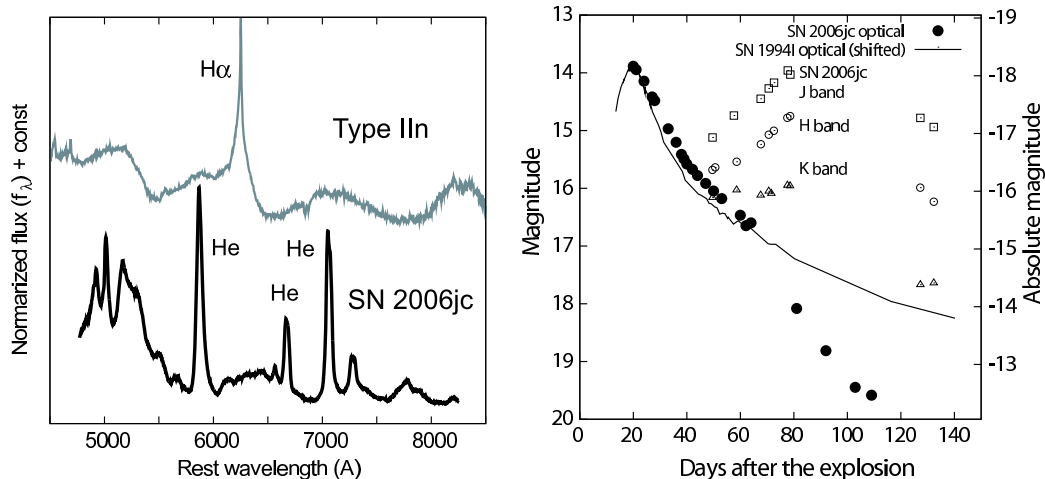


図 3: (左)SN 2006jc の可視光スペクトル。IIc 型が水素の輝線をもつものに対して、SN 2006jc はヘリウムの輝線をもっている。(右)SN 2006jc の光度曲線。黒丸は可視光領域の測光データを積分して等級に直したもの (pseudo-bolometric)。白抜きシンボルは近赤外バンドの光度曲線。実線は通常の Ic 型超新星の可視光光度曲線で、SN 2006jc が可視光で急激に減光しているのが分かる。

今後注目されるのは、より早い時期 (爆発後数日) の観測と、より遅い時期 (爆発から 1 年以上) の観測だろう。それぞれが、Ia 型超新星の最も外側、最も内側に迫ることができ、超新星爆発のモデルに重要な制限を与えることができる。早い時期の観測には、発見から報告、分光フォローアップまでの時間短縮が鍵となり、2m クラスの望遠鏡が威力を発揮するだろう。一方で、遅い時期は 25 等級程度に暗くなった超新星の分光のために、8m クラスの大望遠鏡が必要である。

### 3. 大質量星・最後の 2 年間? : SN 2006jc

2006 年 10 月、板垣公一さんにより SN 2006jc が発見された [3-1]。さらに、この超新星と同じ位置には、2004 年に板垣さんにより luminous blue variable (LBV) に似た現象が発見されていた。両者の関連が話題となり<sup>5</sup>、日本のすばる望遠鏡やあかり衛星を含め、世界中で X 線から電波に渡る多波長観測が行われた [3-2,3,4,5]。

超新星自身の性質もこれまでにないもので、そのスペクトルにはヘリウムの強い輝線が観測された (図 3 左) [3-6,7]。これまでも、図 1 にあるような吸収線スペクトルではなく、輝線の強いスペクトルをもつ超新星は発見されていたが、それはすべて水素の輝線であった。水素の輝線をもつ超新星は、IIc 型と呼ばれ (n は輝線の幅が狭いことを意味する narrow の頭文字)、濃い星周物質の中で超新星が爆発し、超新星と星周物質が衝突することで輝いていると考えられてきた。IIc 型との類推から、SN 2006jc はヘリウムの豊富な星周物質の中で爆発したと考えられ、SN 2006jc の親星は進化の途中で非常に激しい質量放出をしていたことが分かる。よってこの親星は非常に大質量の星 (主系列時に質量が  $40M_{\odot}$  以上) であったのだろう [3-6,7,8]。このような質量放出が 2 年前の変光現象と関係があるかもしれない [3-7]。

<sup>5</sup>偶然同じ位置で違う星が LBV-like な現象を起こした可能性も否定できないことを注意しておく。

この超新星の面白さはこれだけでは終わらなかった。明るさの時間変化を追っていったところ、爆発後約 50-60 日あたりから可視光領域で急激な減光が見られたのである (図 3 右中の黒丸)。また、それと同時期に赤外領域での増光が観測された (図 3 右中の白抜き点)[3-9,10]。さらにこの時期に、ヘリウムの輝線のプロファイルが非対称になり始め、赤い側が削れていくことも観測された [3-11]。これらの事実はすべて、膨張している超新星物質の中でダストが形成され始めたことを意味している<sup>6</sup>。あかり衛星による近赤外 - 中間赤外の観測はこのダストからの放射を直接検出している [3-3]。

もし 2 年前の変光現象が SN 2006jc の親星によるものであれば、爆発をむかえる星のわずか 2 年前を観測していたことになり、その活動性は大変興味深い。しかし、なぜ SN 2006jc だけがこのような特殊な性質を示しているのかは明らかではない。SN 2006jc で見られたダスト形成が、このような新しいタイプの超新星で共通に見られるのかも不明である。また、SN 2006jc の詳細な観測により、今まで観測されていた超新星の中で、実はスペクトルが SN 2006jc に似ていたものがある、という報告もなされている [3-6]。残念ながら、SN 2006jc は 2007 年 12 月現在ですでに可視光 - 赤外領域での観測は難しく、今後またこのタイプの超新星が現れることを期待したい。

#### 4. 史上最も明るい超新星：SN 2006gy

SN 2006jc とほぼ時を同じくして、SN 2006gy の発見が報告された [4-1,2]。この超新星は NGC 1260 ( $z=0.019$ ) の中心近くで発見され、最初は活動銀河核かとも思われたが [4-3]、詳細な分光により II<sub>n</sub> 型の超新星だと分かった [4-4]。この超新星は最大で 14 等級程度まで増光し、NGC 1260 までの距離 ( $\mu = 34.45$ )、銀河系と超新星母銀河の吸収 ( $A_R \sim 1.8$ ) を考慮すると、その絶対等級は -22 等にもなる (図 4)。通常の重力崩壊型超新星の最大光度が -17 等程度なので、通常より実に 100 倍も明るいのである。極超新星や Ia 型超新星でも最大光度は -19 等程度であり、SN 2006gy はそれらよりも 10 倍以上も明るい。こうして、SN 2006gy は 2006 年までに発見されたすべての超新星の中で最も明るい、「レコードホルダー」となった [4-5,6]<sup>7</sup>。

この超新星の起源は何だろうか？まず、そのスペクトルを見ると II<sub>n</sub> 型の特徴を示しているので、星周物質と激しく衝突していると考えられる [4-5]。衝突が起こると X 線が放射されることが予想されるため、このような場合に Swift 衛星や Chandra 衛星で観測された、可視光放射のエネルギーよりも非常に弱い X 線強度 ([4-5,6]) と相容れるかが問題であるが、X 線は発生するが濃い星周物質により吸収されているのかもしれない [4-8]。一方で光度曲線の振舞いは、Ia 型超新星や、Ic 型超新星と同じく <sup>56</sup>Ni の崩壊によるエネルギーで光っているようにも見える [4-9]。しかし、最大光度を説明するにはおよそ  $20M_{\odot}$  の <sup>56</sup>Ni が放出されている必要があり、そのような大量の <sup>56</sup>Ni が一度の爆発で合成され得るかは明らかではない。Pair instability supernova と呼ばれる、大質量星 ( $\sim 130 - 300M_{\odot}$ ) の核爆発であれば、大量の <sup>56</sup>Ni が合成される可能性があるが [4-6]、光度曲線の計算では否定されている [4-9]。その他、「quark nova」などエキゾチックなモデル [4-10] も提唱されているがここでは触れないことにする。

<sup>6</sup>ダストが可視光を吸収し、赤外領域で再放射する。さらに、向こう側に向かう物質は吸収を多く受けるため、輝線のプロファイルの赤い側が削れる。

<sup>7</sup>この話には「オチ」とも言える続きがある。2005 年にすでに発見されていた SN 2005ap が、実は SN 2006gy よりも明るかったことが 2007 年になってから報告されたのである [4-7] (最大時で絶対等級が -22.7 等)。SN 2005ap は赤方偏移 0.28 という遠方にあり、この赤方偏移の決定に時間がかかり報告が遅れたようである。つまり、SN 2006gy のレコードホルダーとしての在位期間は実質全くなかったということだ。しかし、SN 2005ap の光度曲線

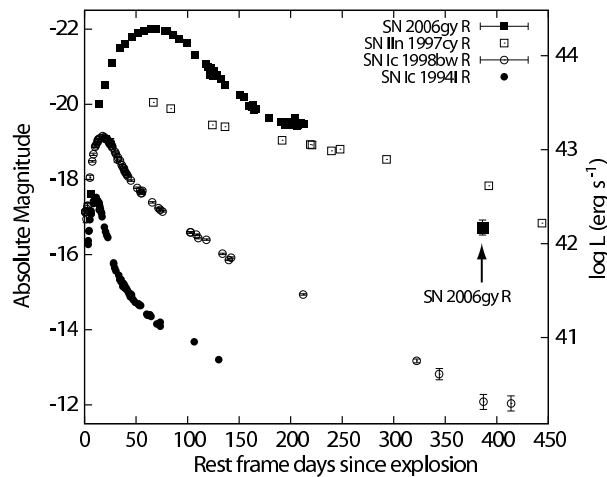


図 4: (右)SN 2006gy の光度曲線。黒丸は通常の Ic 型超新星 SN 1994I、白丸はガンマ線バースト GRB980425 に付随した極超新星 SN 1998bw、白四角は IIn 型超新星 SN 1997cy。縦軸は R バンドの絶対等級で、R バンドが bolometric luminosity を表すとしたとき (bolometric correction = 0) の光度が右の軸に書かれている。

我々は観測的なアプローチでこの超新星の正体に迫るために、すばる望遠鏡で爆発後約 400 日の SN 2006gy の観測を行った [4-11]。このような後期の観測は超新星の熱源を特定するのに非常に有効である。もし、超新星が  $^{56}\text{Ni}$  を熱源として光っているのであれば、後期の光度曲線は  $^{56}\text{Ni}$  が崩壊した後の  $^{56}\text{Co}$  の崩壊タイムスケール (e-folding time 113 日) で決まり、光度曲線は図 4 中の SN 1998bw のようになだらかに減衰する<sup>8</sup>。一方、IIn 型超新星のように、星周物質との相互作用で光っている場合は、明るさの変化の仕方に非常に多様性があり、SN 1997cy のようにほとんど減衰しないものもあれば、急に暗くなるものもある。我々のすばるによる測光結果は、 $^{56}\text{Co}$  の崩壊のタイムスケールと矛盾しない(図 4 の矢印で示した点)。すなわち、 $^{56}\text{Ni}$  の崩壊により超新星が光るときの必要条件は満たしているが、星周物質との衝突で光っている可能性もあり、残念ながら測光だけではどちらが熱源なのかははっきりとは区別ができなかった。分光のデータは現在解析を進めている。

おそらく誰もが SN 2006gy は特殊中の特殊な超新星であると思っているだろう。しかし、2007 年 1 月、SN 2006gy と同じような明るさを持つ別の超新星 SN 2006tf が発見されたという驚くべき報告がなされた [4-12,13]。さらに、この SN 2006tf も SN 2006gy 同様 IIn 型のスペクトルを示していたという。何か共通のメカニズムでこのようなとてつもなく明るい超新星が起こっているのだろう。このような超新星の放射・爆発のメカニズムを我々はまだ全く理解していないが、我々が今まで全く知らなかった桁違いのクラスの超新星が存在していることだけは確かである。このような超新星の詳細な観測が必要であることは言うまでもなく (SN 2006gy では限られた可視光バンドでの観測しか行われなかった)、理論的には超新星-星周物質の衝突による放射の計算が必要不可欠である。今までの IIn 型超新星は数年たっても明るいものが多く (図 4 の SN 1997cy など)、SN 2006gy を観測し続けることも重要であろう。

<sup>8</sup> SN 2006gy に比べて非常に早く減衰し、総放射エネルギーはおそらく同程度であろう。

<sup>856</sup>Ni の e-folding time は 8.8 日と短く、爆発から数十日後の超新星は  $^{56}\text{Co}$  の崩壊により加熱される。

## References

- [1-1] Filippenko, A.V., 1997, *ARA&A*, 35, 309
- [1-2] 野本憲一 編、「元素はいかにつくられたか」、2007年、岩波書店
- [1-3] 井岡邦仁、「ガンマ線バーストの正体は何か?」、2006年、天文月報、Vol99、220
- [1-4] 河合誠之、野本憲一、「急展開するガンマ線バーストのなぞ」、2006年、ニュートン、3月号、82
- [1-5] 田中雅臣、富永望、野本憲一、「謎のガンマ線バーストに新たな光が」、2006年、科学、Vol 76, 585
- [1-6] 野本憲一、「超新星・ガンマ線バースト関係の新展開」、2006年、パリティ、12月号、42
- [1-7] 田中雅臣、「ガンマ線バーストに付随する超新星の放射シミュレーション」、2007年、高宇連研究会「超新星とその残骸」集録<sup>9</sup>
- [2-1] Nomoto, K., Thielemann, F.-K., & Yokoi, K. 1984, *ApJ*, 286, 644
- [2-2] 蜂巣泉、「Ia型超新星の新しい進化経路」、*日本物理学会誌*、2005、60、第4号、262
- [2-3] Röpke, F.K., & Hillebrandt, W. 2005, *A&A*, 431, 635
- [2-4] Kozma, C., et al. 2005, *A&A*, 437, 983
- [2-5] Tanaka, M., et al. 2008, *ApJ*, in press (arXiv:0712.2823)
- [3-1] Nakano, S., et al. 2006, *CBET*, 666, 1
- [3-2] Kawabata, K. S., et al. 2007, *IAUC*, 8833, 3
- [3-3] Sakon, I., et al., submitted to *ApJ* (arXiv:0711.4801)
- [3-4] Immler, S., Modjaz, M., & Brown, P.J. 2006, *ATel*, 934, 1
- [3-5] Soderberg, A. 2006, *ATel*, 917, 1
- [3-6] Foley, R.J., et al. 2007, *ApJ*, 657, L105
- [3-7] Pastorello, A., et al. 2007, *Nature*, 447, 829
- [3-8] Tominaga, N., et al., submitted to *ApJ* (arXiv:0711.4782)
- [3-9] Arkharov, A., Efimova, N., Di Paola, A., Di Carlo, E., & Dolci, M. 2006, *ATel*, 961, 1
- [3-10] Di Carlo, E., et al., submitted to *ApJ* (arXiv:0712.3855)
- [3-11] Smith, N., Foley, R.J., & Filippenko, A.V. 2007, submitted to *ApJ* (arXiv:0704.2249)
- [4-1] Quimby, R. 2006, *CBET*, 644, 1
- [4-2] Harutyunyan, A., et al. 2006, *CBET*, 647, 1
- [4-3] Prieto, J. L., Garnavich, P., Chronister, A., & Connick, P. 2006, *CBET*, 648, 1
- [4-4] Foley, R. J., et al. 2006, *CBET*, 695, 1
- [4-5] Ofek, E.O., et al. 2007, *ApJ*, 659, L13
- [4-6] Smith, N., et al. 2007, *ApJ*, 666, 1116
- [4-7] Quimby, R. M., et al. 2007, *ApJ*, 668, L99
- [4-8] Woosley, S.E., Blinnikov, S., & Heger, A. 2007, *Nature*, 450, 390
- [4-9] Nomoto, K., Tominaga, N., Tanaka, M., Maeda, K., & Umeda, H. 2007 (arXiv:0707.2187)
- [4-10] Leahy, D., & Ouyed, R. 2007 (arXiv:0708.1787)
- [4-11] Kawabata, K.S., Tanaka, M., Maeda, K., et al. in preparation
- [4-12] Quimby, R., et al. 2007, *CBET*, 793, 1
- [4-13] Quimby, R., Castro, F., & Mondol, P. 2007, *IAUC*, 8790, 2

---

<sup>9</sup>[http://supernova.astron.s.u-tokyo.ac.jp/~tanaka/Presentations/mtanaka\\_GRB-SNe\\_highEconf.pdf](http://supernova.astron.s.u-tokyo.ac.jp/~tanaka/Presentations/mtanaka_GRB-SNe_highEconf.pdf)