

星々の終末の姿【6】

大質量星の最期

定金晃三（大阪教育大学）

1. 前回までの話は

この連載の 1 回から 4 回までの記事では、比較的質量の小さい恒星（太陽質量の 8 倍程度以下）の進化の最終段階である白色矮星について、様々な側面から見てきました。おおざっぱにまとめると、以下のようになります。

- 1) 太陽質量の 8 倍程度以下の恒星は白色矮星となってその一生を終える。
- 2) 白色矮星は炭素 (C) と酸素 (O) の塊で、そのごく表面に水素 (H) とヘリウム (He) の薄皮をかぶっている。
- 3) 白色矮星の大きさは地球と同じ程度で、電子の縮退圧で安定を保っている。
- 4) 白色矮星の質量には上限があり、太陽質量の約 1.4 倍を超えるものは無い。
- 5) 白色矮星は内部に熱源を持たず、一方的に冷えていく。
- 6) 連星系をなしている場合には、相手からの質量の流入（降着）によってさまざまな活動現象が見られる。矮新星、新星などがあるが、もっとも華々しいものは Ia 型超新星である。

今回はこれより大きな質量を持つ星の最期についてのお話です。だいたい太陽質量の 10 倍程度から 40 倍程度を想定してください。これらの星は主系列段階では早期 B 型から O 型の青い星です。若い主系列の時代には中心核で水素をヘリウムへと変換して光っていることは小質量星（太陽など）と変わりません。しかし、大質量星の中心部の温度や密度は小質量星に比べて高く、水素の核反応が速く進行します。その分、星は明るく輝きますが水素燃料を速く消費してしまい、大質量の星は主系列星として光っていられた時間

（主系列寿命）が太陽などより圧倒的に短いという結果になります。たとえば、太陽の主系列寿命は約 100 億年ですが、その 10 倍の質量を持つ星の場合は約 3000 万年、30 倍の場合にはなんと約 200 万年しかありません。このことから、夜空に今見えている O 型の星は（天文学的には）非常に若い天体ということになります。オリオン座の三ツ星などは数千万年より若いことは確実です。

2. 大質量の星の進化

図 1 は質量が太陽の 15 倍より大きい星の HR 図上の進化経路の一例（理論計算の結果）を示しています。普通の HR 図は、縦軸に  $M_v$ （実視絶対等級）、横軸にスペクトル型をとりますが、この図は縦軸に光度（太陽光度単位、対数スケール）、横軸に星の有効温度（対数スケール）をとっています。本質的には同じものです。

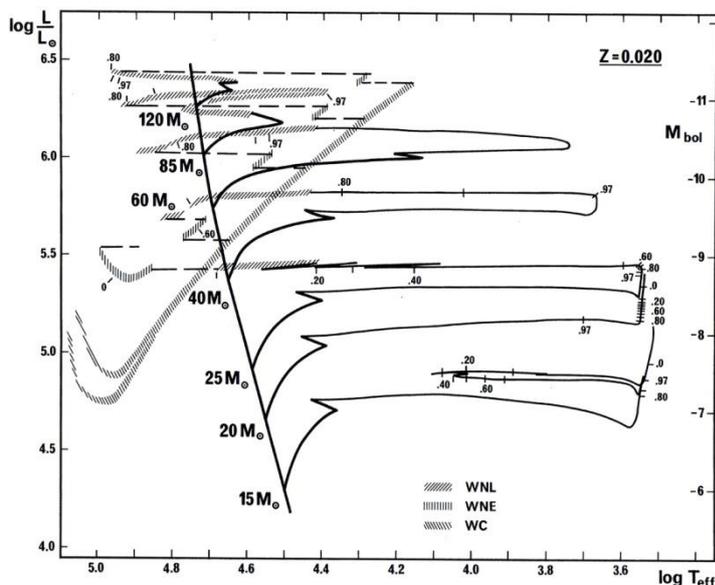


図 1 15 $\odot$ より重い星の進化経路[1]。  
左上の斜線の部分は WR 星に対応する。

この図は金属量（水素とヘリウム以外の全元素の組成量）が太陽と同じ場合の計算です。もっとも質量が小さい場合（ $15 M_{\odot}$ ）が図の一番下に示されていますが、この場合の主系列の有効温度は約  $30000 \text{ K}$ 、明るさは太陽の約  $20000$  倍です。この星の場合には  $1000$  万年程度で、中心核の水素燃料が枯渇します。中心部の水素燃料が無くなった星は、HR 図の右上の方向に進化して赤色巨星の段階を迎えます。このことは、小質量星であろうと大質量星であろうと変わりはありませんが、大質量星の場合は絶対等級が非常に明るいので赤色超巨星とよばれます。HR 図の左の部分にあった星（主系列星）が右上の部分へと進化すると、巨星（大きな星）と呼ばれる理由を復習をかねて確認しておきましょう。星の明るさ（絶対等級、すなわち、HR 図の縦軸）は、星の単位面積あたりの放射量  $A$  と星の面積の積で決まります。 $A$  は星の表面温度（HR 図の横軸で表されています）の 4 乗に比例します。

いま、表面温度  $35000 \text{ K}$  の O 型主系列の星が進化して、表面温度  $3500 \text{ K}$  の M 型星になり、明るさは横ばい（同じ）だったと仮定してみましょう。この場合、表面温度は  $10$  分の  $1$  になっていますから、 $A$  は初めの  $10000$  分の  $1$  に落ちて暗くなっています。ところが、全体の明るさは変わらないとしたら、星の面積がもとの  $10000$  倍、つまり、半径はもとの  $100$  倍になっているはずで、O 型主系列の星の半径は太陽の  $10$  倍程度ありますから、このような星が M 型星に進化した場合には、その大きさは太陽半径の  $1000$  倍にもなると予想されます。まさに、超巨星です。事実、オリオン座のベテルギウスという M 型超巨星の大きさは木星の軌道を飲み込むほどに大きいことが観測から知られています。

赤色巨星の段階の星の内部構造は図 2 に

見るような単純なものです。小質量の星では、赤色巨星になった後ヘリウムの核反応が始まり、AGB（漸近巨星分枝）星の段階を経て炭素と酸素の中心核を残して惑星状星雲へと進化していきます（5月号の記事の図2）。

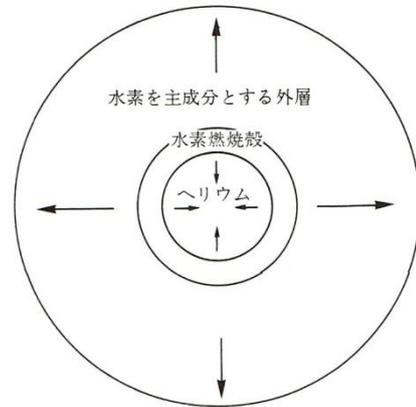


図 2 中心核での水素核反応を終えた赤色巨星の内部 [2]。

小質量の星ではそれ以上の核反応は起こりません。それは小質量星の中心部では温度がある程度以上には上がらないからです。ところが、質量が大きく、したがって中心核を締め付ける重力も大きい大質量星の中心部では、温度が上昇し炭素が核反応を起こしてネオンやマグネシウムを作ります。さらに温度が上がると酸素が核反応を起こして珪素や硫黄が作られます。最終的には珪素が核反応を起こして鉄の中心核が作られます。この段階になると、星の内部構造は図 3 に見るようなたまねぎ状になっています。

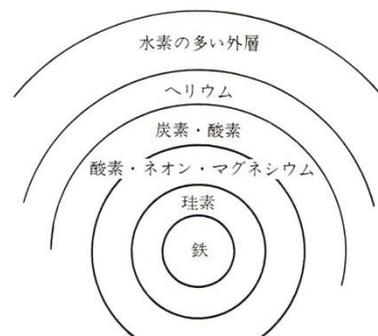


図 3 最終段階に近い大質量星の内部 [3]。

星は重力による締め付けを、内部の圧力と釣り合わせることで安定を保っています。ガスの圧力は核反応によって生じた熱で温度を保つことでまかなわれています。熱は外向きに流れて行って失われますから、常に補給しなければ星の安定を保つことは出来ません。その補給は核反応の発熱によって行われています。中心部で核反応の燃料（たとえば水素）が無くなると、中心核は収縮し、温度が上がって次の段階の核反応が始まります。

このようなことの繰り返しで、次々と重い元素が作られていくのですが、その度に反応前と反応後の原子核の質量の和を比べると少しずつ減少し、その減少した分が熱になっているのです。つまり、重い元素になるほど、その原子核の核子（陽子と中性子）一個あたりのエネルギーは小さくなっていきます。反応前と反応後の原子核の質量の和の違いが大きいほど効率的な熱源になるのですが、その違いは原子番号が大きくなると一般に小さくなっていきます。水素がヘリウムに変換される場合が最も効率が良く、したがって、水素をヘリウムに変換する反応によって星は長く安定を保つことができます。これが、HR 図の上で主系列と呼ばれる帯に多くの星が集中していることの原因です。つまり、水素という燃料は大変燃費が良い訳です。反応に関わる原子核が重くなるにしたがって、この燃費が悪くなり、結果としてある反応の段階で安定してられる時間はどんどん短くなっていきます。言い換えると、星の進化がスピードアップしていきます。いま、進化が進んで鉄の中心核が出来るところまで来たとしましよう。そうすると、星の中心部はそれまでに無かった深刻な事態を迎えることとなります。というのは、鉄の原子核はすべての原子核の中で核子一個あたりのエネルギーが最も小さく、したがって鉄の原子核が別のもの変わった場合には、それ以前と違って熱を出すこ

とは無く、逆に熱を奪う（吸熱反応ということになってしまいます。深刻な事態というのは、鉄の原子核が持つこの性質のためです。大質量星の進化の最終段階は、このようにして出来た鉄の中心核が 100 億度を超えるような極端な高温になり、鉄原子核が光（ガンマ線）と反応してばらばらに壊れてヘリウム核と中性子になる（鉄の光分解という）現象を起こすことで劇的なクライマックスを迎えます。この時、中心核では大量の熱が奪われて、一気に圧力が低下し重力によって急激な収縮が起こります（爆縮と呼ばれる）。

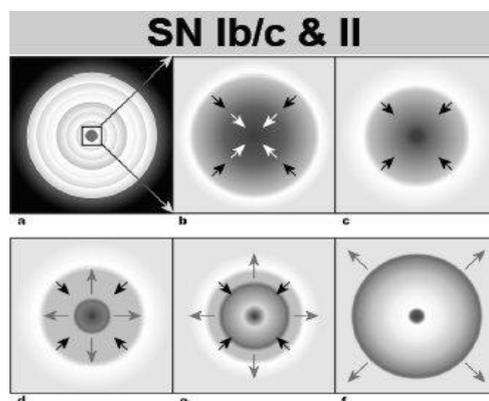


図4 重力崩壊する星の中心部の模式図[4]。a から f へと進む。

こうなると、中心核の圧力に支えられていた外層部は梯子をいきなり外された状態になって、中心部へと落下していきます。落下した先で中心核と衝突を起こし、そこで大量の熱と衝撃波が発生して、それによって星の外層部は吹き飛ばされて超新星爆発として観測されます。その様子が図 4 に模式的に書かれています。残った中心核は中性子星になるか、元の星の質量が大きかった場合にはブラックホールを形成すると考えられています。この種の超新星爆発の詳しいモデル計算は現在盛んに行われており、いまだ未解決の問題点はありますが、概略としては以上のようなシナリオが考えられています。

### 3. 超新星のいろいろ

4 回目の記事 (7 月号) では Ia 型超新星というものが登場しましたが、ここでは超新星には他にどんなものが知られているか、というおさらいから始めることにします。そもそも、新星という言葉は、それまで知られていなかった星が突然現れた場合に使われていました。中国や日本の古典に出てくる「客星」という言葉はなかなか良い雰囲気だと思います。その意味では 7 月号に登場した古典新星も Ia 型超新星も似たようなもの、と昔は思われていました。ところが、研究が進むにつれ、新星の中にはとてつもなく明るいものがあることが明らかになり、それらが超新星 (Super Nova) と呼ばれるようになりました。

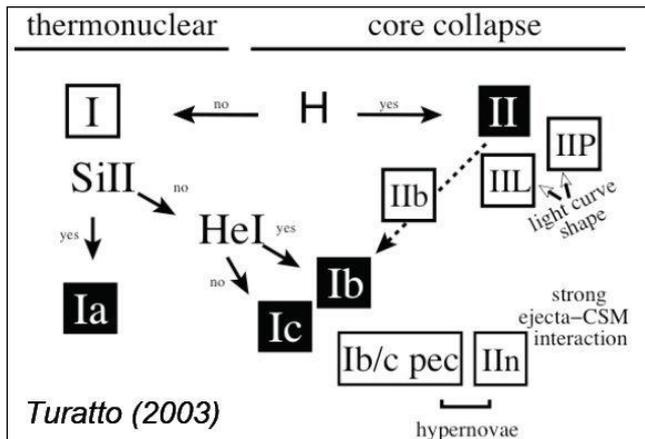


図 5 超新星の分光的分類 [5]

超新星にもいろいろな種類があることが知られるようになり、図 5 のような種類分け (分類) がされています。まず、スペクトルの観測をした場合に水素のスペクトル線が見えないもの (I 型)、と見えるもの (II 型) に分けられています。I 型の中で一回電離した珪素 (Si II) のスペクトル線が見えるものを Ia 型、Si II が見えず、中性ヘリウム (He I) の線が見えるものを Ib 型、Si II も He I も共に見えないものを Ic 型と呼んでいます。II 型は水素のスペクトル線が見え

るものなのですが、明るさの変化の様子 (光度曲線) の違いから、極大後に直線的に光度が落ちる III 型、極大後に一時的に停滞期を見せる IIP 型に分けられています。図 6 は超新星の光度曲線の模式図、図 7 は極大時、極大後 3 週間、極大後 1 年経った時のスペクトルの代表的な例を示しています。

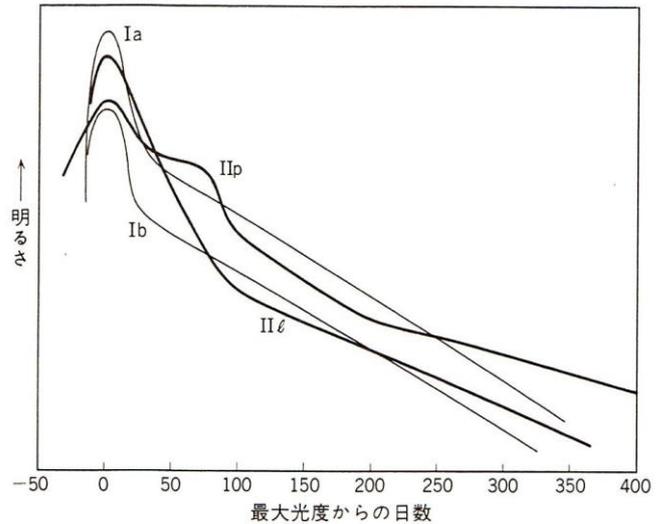


図 6 超新星の光度曲線 (模式図)

[6]。

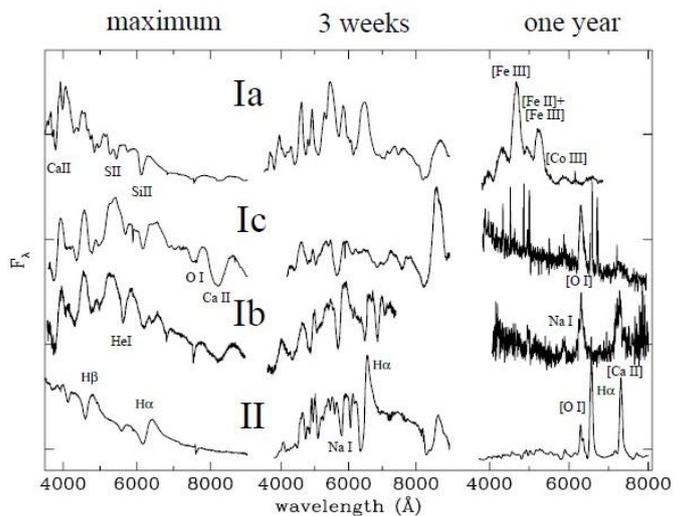


図 7 代表的な超新星の可視スペクトル (極大時、3 週間後、1 年後) [5]。

超新星のスペクトルを見ると、スペクトル線が大きく青いほうへと偏移していること、

また、線の幅が非常に大きいことが読み取れます。これは、ガスが非常に高速（場合によっては秒速 20000 キロメートル）で膨張しており、しかも、ものすごい乱流状態にあることを意味します。図 8 は 2004 年に NGC 6946 という銀河に出現した IIP 型超新星 2004et の出現前（右）と極大時（左）の比較を示しています。最近では、超新星のなかでも飛びぬけて明るいものが知られるようになり、極超新星（Hyper Nova）という言葉も使われるようになってきました。これについては、後ほどガンマ線バースト（GRB）との関連で紹介します。

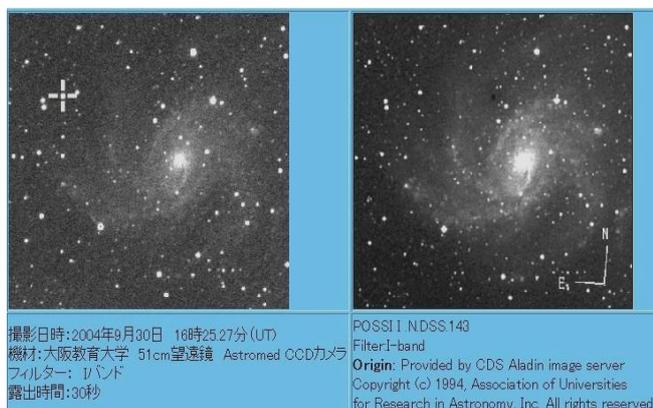


図 8 NGC 6946 に出現した IIP 型超新星 SN2004et の極大時(左)と出現前(右)の様子[7]。

スペクトルや光度曲線の形で分類すると、超新星はこのように多くのタイプに分類できるのですが、最近の定説によると超新星の起源は 2 種類あると考えられています。一つは熱核反応暴走型といわれるもので、Ia 型が相当します。この型は 7 月号で紹介されたのでここでは省略します。もう一方は II 型、Ib 型、Ic 型などを含み、2 節で述べた大質量星の進化の最終段階で中心核に異変が起こり、星が吹き飛ぶもので重力崩壊型と呼ばれます。Ib 型や Ic 型は、普通の II 型になる星より大きな質量を持っていた星が、進化の途中で水素を含む外層、あるいは、ヘリウム含む外層までを失ってしまい、それが

最終的に重力崩壊を起こしたものと解釈されています。そのような星は、進化の途中で水素を失っているから爆発時のスペクトルに水素の線は見えず、分類的には I 型に入れられていた、という訳です。2 番目のタイプは大質量の星（進化のタイムスケールが短い）の終末ですから、若い星を含む渦巻き銀河に観測され、老齢の星しか含まない楕円銀河には現れません。

図 1 (HR 図) の左上の部分にある太陽の 40 倍以上の質量を持つ星は主系列にある時の表面温度が非常に高く、紫外線を強烈に放射しています。その紫外線の光圧力で水素（とヘリウム）が主成分である星の表層部分を吹きとばし、中心近くにある炭素や窒素の層が露出してしまうと考えられています。観測的には、高温の特異な星である WR (Wolf Rayet) 星がそれに相当します。このグループの星は複数回電離した炭素や窒素の幅広い輝線が強く現れることが特徴です。

HR 図の左上の部分に WR 星の前段階かと考えられている一群の変光星があって、LBV 星(Luminous Blue Variables、明るく青い変光星)と呼ばれています。耳慣れない言葉ですね。その中で最も有名なのは、りゅうこつ座イータ星 ( $\eta$  Car) という星です。

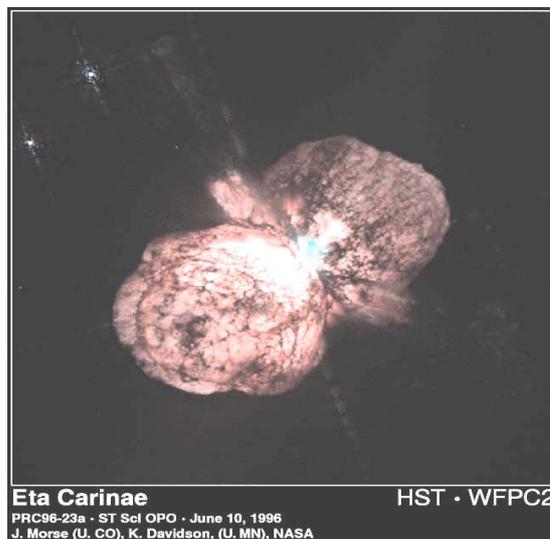


図 9 ハッブル宇宙望遠鏡撮影のりゅうこつ

### こつ座イータ星 ( $\eta$ Car) [8]。

最近では大体 6 等位の明るさで不規則な変光を繰り返していますが、1843 年には大増光を起こし、 $-0.8$  等 (全天で 2 番目の明るさ) になったことが知られています。この星の質量は太陽の 100 倍を越えると言われており、おそらく銀河系のなかで数個しかない大質量の若い星です。ハッブル宇宙望遠鏡 (HST) が観測したこの星のイメージ (図 9) は、くびれた砂時計型をしたガスの塊が激しい勢いで膨張している様子をとらえています。1843 年のバースト時に太陽質量のおよそ 10 倍の物質が放出され、現在このように見えていると考えられています。このような大質量の星は進化のスピードが非常に速く、その内に (10 万年位?) 超新星爆発を起こします。研究者の中には、まもなく (今年か来年にも) 爆発すると予言する人がいます。本当のところは爆発して見ないと分からないと思いますが、来年にも爆発したら面白いですね。推定されている距離 (約 2kpc) からすると、おそらく  $-6$  等 から  $-7$  等の明るさになり、そうなると思えば真昼間でも見えます。残念ながら日本からは見えませんので、超新星見物ツアーで大勢の人が行くことでしょう。行く先はオーストラリアか南アフリカがお勧めです。

## 4. GRB とハイパーノバ

皆さんは最近大はやりのガンマ線バースト (GRB) という現象をご存知でしょうか? GRB は空のどこかで予告もなく突然、しかも短時間現れるガンマ線 (X 線よりもエネルギーの高い電磁波) の閃光現象です。この現象は、早くも 1960 年代の終わりにアメリカの軍事偵察衛星によって探知されてはいましたが、その正体は長く不明のままです。ガンマ線で光っている時間は数秒から長くても数十秒で、天球上のどこで光ったかその位置

を特定することが難しく、どのような天体に対応するか分からないままだったからです。1991 年に NASA が打ち上げたガンマ線観測衛星コンプトンは、GRB が毎日数個あること、それは天球上にランダムに分布していることを明らかにしましたが、位置の決定精度は十分ではありませんでした (図 10)。

### 2704 BATSE Gamma-Ray Bursts

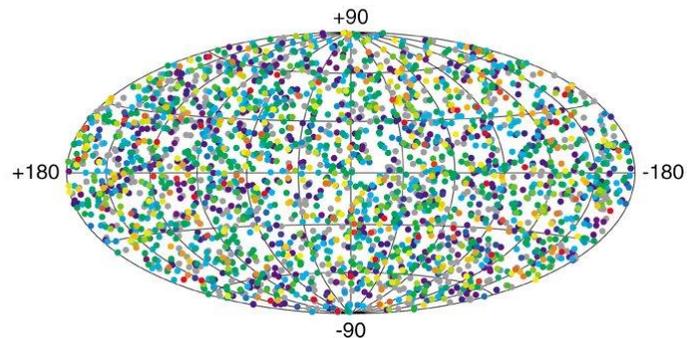


図 10 コンプトン衛星が検出したガンマ線バーストの天球上の分布。銀河座標系が使われている [9]。

このため、GRB を起こす天体は銀河系内にあるのか、はたまた銀河系外にあるのかという点をめぐって長い論争がありました。この状況は 1996 年にイタリアとオランダが共同で打ち上げた BeppoSAX という衛星の観測で打ち破られました。BeppoSAX はガンマ線検出器とともに X 線カメラを搭載しており、この X 線カメラがバースト源の位置を正確に特定でき、結果を即時に地上に連絡することで地上からのすばやい追跡観測が可能になったためです。その結果、GRB の起きた場所を光の望遠鏡で観測すると、短時間 (数時間から長くても数日) の残光現象が検出されることが分かってきました。1997 年 5 月 8 日に起きた GRB は 3 日後にハワイにある KECK II 10 メートル望遠鏡によって残光のスペクトルが得られ、そのスペクトルに現れた線の赤方偏移の大きさの測定から、 $z = 0.835$  という結果が得られました。この

ことから、GRB は銀河系内部ではなく宇宙論的な遠距離で起きているということが立証されました。それ以後、GRB の残光現象を一刻でも早く捉えて観測しようという競争が全世界で繰り広げられるようになりました。この観測は、早く衛星からの情報を得て、一秒でも早く望遠鏡を向けた人が有利になります。GRB の残光現象が明るい時間は極めて短く、翌日になるとほとんどの場合暗くなってしまっているからです。

さて、GRB が宇宙論的な遠距離で起きるものなら、今度はその正体は一体何なのか？という問題に関心が集まります。というのは、観測されたガンマ線のエネルギーの大きさと距離から、その大本ではとてつもなく大きなエネルギーが解放されていなくてはならないことが明らかになったからです。そのような背景から、GRB と超新星の関わりが関心を集めるようになりました。1998年4月25日に起きた GRB 980425 は、その位置が南天（赤緯 $-52$ 度）にあり、日本からの観測はできませんでしたが、すぐ近くの銀河 ESO 184-42 に同じ時期に超新星 1998bw が発見され大きな話題となりました。超新星 1998bw は II 型超新星としては例外的に明るいことが明らかになり、普通の II 型超新星より 10 倍ほど明るいもの（極超新星 ハイパーノバ）がまれにあって、それと GRB が深く関わっているらしいことが示唆されました。この GRB を捉えた BeppoSAX 衛星は 2002 年春に活動を停止しましたが、2000 年 10 月に打ち上げられた HETE II 衛星が GRB 検出と位置速報の機能を引き継ぎました。そうした中で 2003 年 3 月 29 日に HETE II が捉えた GRB 030329 は北天にあって、しかもたまたま日本が夜間であったため、アマチュアを含む日本の観測者が大活躍をする結果となりました。

図 11 はガンマ線バーストの様子です。お

よそ 20 秒の間に 2 回のピークがあることがわかります。図 12 はバーストが捉えられた時刻から 76 分、4 時間、1 日後の可視光で見た様子を示しています。図 13 は東京工大屋上にある小型望遠鏡で観測した可視残光の時間変化を示しています。発見直後（1 時間以内）には 12 等台の明るさだったものが、半日後には 15 等まで落ちています。ESO の口径 8 メートルの望遠鏡（VLT）を使った残光の分光観測から、この GRB の赤方偏移が測定され（ $z = 0.0085$ ）、比較的近傍（約 20 億光年）で起きたことが分かりました。

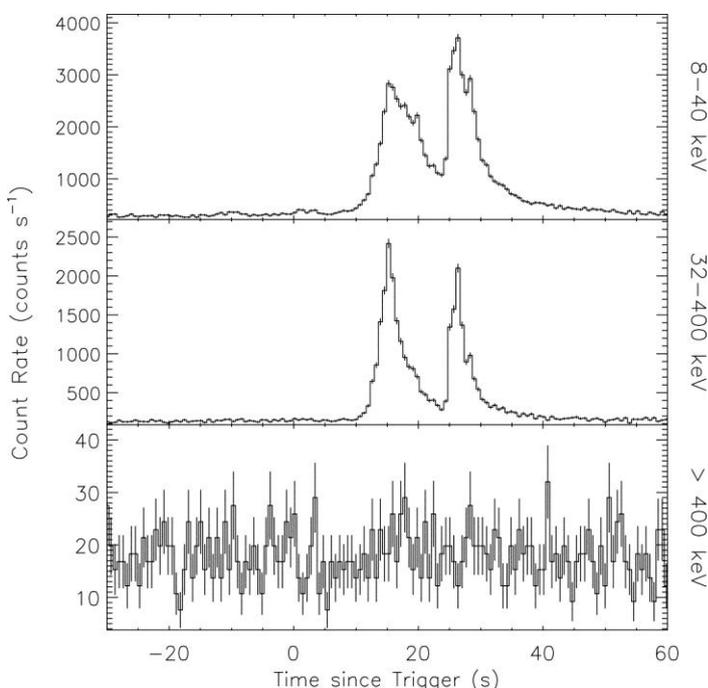
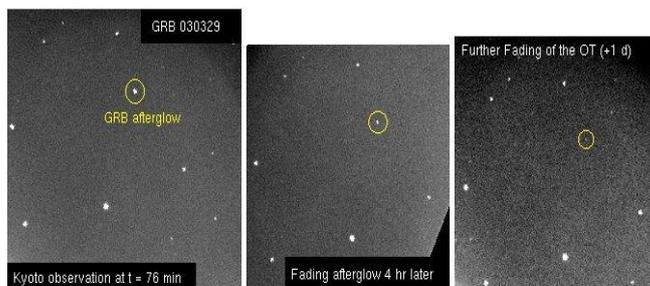


図 11 ガンマ線バースト GRB 030329 で観測されたガンマ線強度の時間変化 [10]。



(ガンマ線バーストから76分後 = (ほとんど世界最初の画像, 4時間後, 1日後で、急激に暗くなってゆくとわかります)

図 12 京都大学で観測された GRB 030329 残光の時間変化の様子(星野写真) [11]。

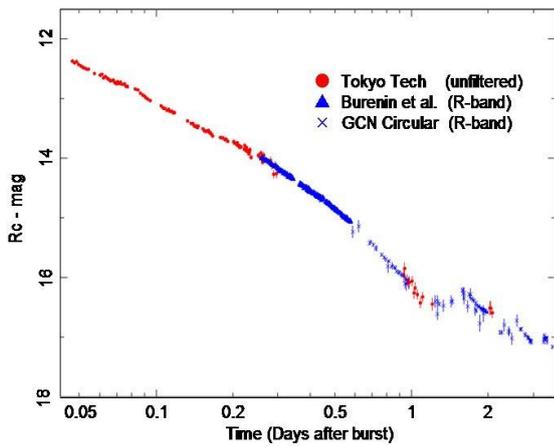


図 13 東京工業大学で観測された GRB 030329 残光の時間変化の様子 [12]。

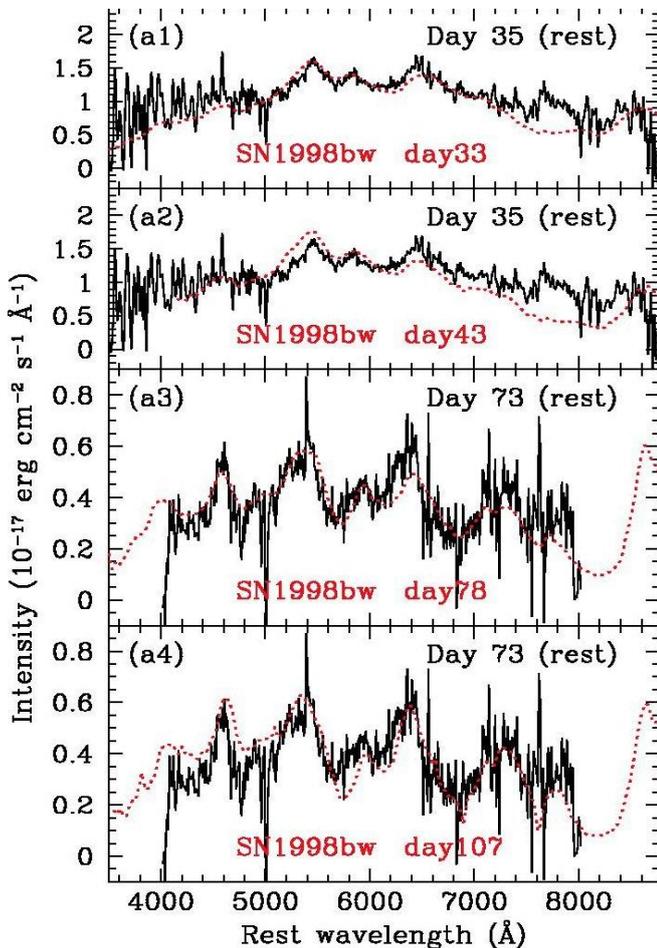


図 14 すばる望遠鏡で観測された超新星 SN 2003dh と SN 1998bw のスペクトルの比較 [13]。

さらに、残光の分光追跡観測を継続するうちに超新星のスペクトルが現れてきたことが確認されました。この超新星は SN 2003dh と名付けられ、バースト後 40 日と 85 日目にすばる望遠鏡で行われた観測データからは、SN 1998bw とよく似たスペクトルということが確認されています (図 14)。

このようなことから、継続時間が比較的長いガンマ線バーストの起源として極超新星が有力視されるようになり、さまざまな理論モデルが提案されています。その中の一つを紹介しましょう。大質量の星の最終的な爆発は球対称モデルで考えられるのが普通でした。それを星の両極方向にジェット状の高速成分を伴う非球対称爆発と考え、ガンマ線バーストはその軸方向へ強い指向性を持って放射される、というモデルが提案されています。超新星爆発の光はどの方向から見ても観測されますが、ガンマ線バーストはその軸がたまたま地球に向いていた場合に観測されるとする考えです。東大の野本憲一氏をリーダーとする理論グループは非球対称爆発モデルを使って爆発後 100 日から数 100 日後のガスの分布の計算を行い、放出された酸素ガスは赤道を取り巻くリング状に濃く分布することを予言しました。

このモデルで考えると、極方向から観測した場合には酸素の輝線は 1 本に見え、赤道方向から観測した場合には 2 本に分離して見えることが予想されます。その予想を裏付ける観測データがすばる望遠鏡を用いた SN 2003jd のスペクトルから得られました。この II 型超新星は爆発のエネルギーが非常に大きい極超新星に分類されています。ところが、これに伴うガンマ線バーストは検出されませんでした。図 15 の右に見るように、この超新星のスペクトルでは中性酸素の輝線が 2 本のピークを持っています。この結果を我々がこの超新星爆発をほぼ赤道方向から見

ていた証拠とすれば、極方向へ強い指向性を持って放射されたガンマ線が地球に到達しなかったのは自然に説明できるというわけです（なんか話が出来すぎているような気もしますね）。

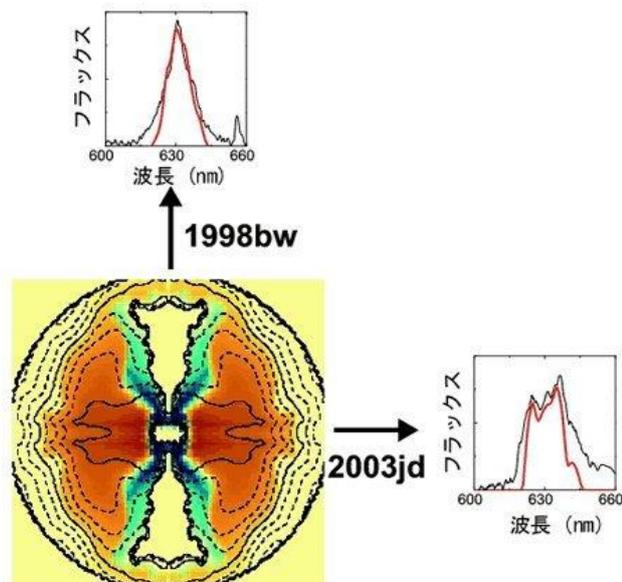


図 15 極超新星の爆発をジェットの方から見た場合(上)と赤道方向から見た場合(右)のスペクトル線のプロファイルの比較[14]。

定金晃三

#### 参考文献

- [1]Maeder, A. 1990, A&AS, 84, 139
- [2]尾崎洋二 2002, 『星はなぜ輝くのか』朝日選書 694
- [3]野本憲一 1979, 新天文学講座第7巻 恒星社
- [4]Blondin, S. 2007, How to Classify Spectra of Exploding Stars(?) (Seminar 2007/03/13)
- [5]Turatto, M. 2003, Lecture Notes in Physics, Vol. 598, p. 21
- [6]野本陽代 1988, 『ドキュメント超新星爆発』 岩波書店
- [7] <http://web.nsc.osaka-kyoiku.ac.jp/nsystem/sadakane/index.html>

[8]<http://seds.org/messier/Pics/JPG/etacar.jpeg>

[9][http://coss.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/images/baste/BASTE\\_2704.jpg](http://coss.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/images/baste/BASTE_2704.jpg)

[10]Kaneko, Y. et al. 2007, ApJ, 654, 385

[11]<http://vsnet.kusastro.kyoto-u.ac.jp/vsnet/GRB/grb030329-j.html>

[12][http://www.hp.phys.titech.ac.jp/rsato/030329/index\\_e.html](http://www.hp.phys.titech.ac.jp/rsato/030329/index_e.html)

[13]Kosugi, J. et al. 2004, PASJ, 56, 61

[14]Mazzali, P. A. et al. 2005, Science, 308, 1284

#### [付記 編集委員長より]

6回にわたって連載された星々の終末の姿は今回で終わります。静かに死んでいくと思われていた白色矮星が再び暴れだしたり、スーパーノバを超える極超新星が現れたり、さまざまな終末の姿が明らかになってきました。これらに記事は授業において最新情報の提供に役立つと思われます。

執筆者の皆様、どうもありがとうございました。