

極超新星爆発と非球対称性

松尾 直人 (京都大学 大学院理学研究科 宇宙物理学教室)

Abstract

超新星爆発は重い星の最後の姿であり、星の進化過程や爆発時の高熱によって合成された重元素を宇宙空間に放出し宇宙を化学進化させる。このように超新星爆発は元素の起源を理解する上で重要な役割を担う。しかし長年研究されているが、その爆発機構は分かっていない。本発表は Maeda et al. 2002, 2003 のレビューである。近年の精密な数値計算により球対称な爆発モデルでは爆発を再現できない事が分かってきている。また超新星の観測からも爆発が非球対称であることが示唆されている。今回紹介する論文では親星が比較的軽く、爆発のエネルギーが大きい超新星爆発 (極超新星爆発) について、双極的な爆発モデルと球対称な爆発モデルでの計算結果を、観測データを用いて比較した。具体的には、計算で得られた元素の存在比と宇宙初期に形成された金属欠乏星の表面元素の存在比との比較を行った。また計算で得られたスペクトルと実際の極超新星で観測されたスペクトルとの比較を行った。以上により双極モデルであれば観測を再現できる事が分かった。また本発表では最近の進展についても述べる。上記の論文では非球対称性を、計算が簡単な双極型にすることで実現させた。しかし比較的軽い星での超新星爆発や、重い星でも爆発エネルギーが小さい超新星爆発が双極的になるかは自明ではない。また、実際には磁場や対流、自転などの要素が絡み合い、より複雑な形状を持つ爆発を生じる可能性が指摘されている。そこで私は将来、提案されている爆発機構をより詳細に反映した初期条件や、親星の質量や進化過程の違いを反映するような計算を行い、その結果と観測との比較を行おうと思っている。この比較から超新星爆発で合成される元素の量や物質の混合の様子などを調べ、爆発の理論に制限をつけたいと思っている。本発表では論文のレビューと、私がこれから行おうと思っている研究の内容について述べる。

1 Introduction

星の一生は星が形成された時の質量で決まっており、太陽よりも 10 倍以上重い星は進化の最後に重力崩壊型超新星爆発を起こすと考えられている。この爆発時に星の進化過程や爆発の過程で合成された重元素が宇宙空間に放出され、宇宙を化学進化させる。また爆発時に生じた衝撃波は星間ガスを圧縮し、星形成を誘発すると考えられている。この様に超新星爆発は宇宙の進化や元素の起源を探る上で重要な役割を担うため長年研究されてきているが、どのようなメカニズムで重力崩壊型超新星爆発が起きるのかは分かっていない。近年の研究の成果として、どんなに精密な数値計算を行っても、球対称つまり一次元で計算を行う限り、爆発が生じないことが分かっている (Sumiyoshi et al. 2005)。また、超新星爆発の観測からも超新星爆発の形状が球対称からずれていることが分かってきている (Maeda et al. 2008)。

この様に理論、観測の両方から超新星爆発は球対称状で爆発していないことが示唆されている。しかし、爆発の形状が非球対称になる理由は明確には分かっていない。

また、超新星爆発で放出されるエネルギーは典型的に $\sim 10^{51}$ erg であるが、近年爆発のエネルギーが $\sim 10^{52}$ erg と大きな極超新星爆発というものが見つかっている。極超新星爆発はガンマ線バーストに付随して見つかるため、ガンマ線バーストを理解するためにも重要な天体現象である。そこで今回紹介する論文では、この極超新星爆発について球対称状と双極型に爆発すると仮定してモデル計算を行った結果を、実際に観測されるスペクトルと爆発時に合成される元素を用いて比較を行った。

2 Models and Methods

2.1 98bw モデル

極超新星爆発 SN 1998bw について観測されたスペクトルと計算したスペクトルとを比較を行う。SN 1998bw はガンマ線バースト 980425 に付随して見つかった最初の極超新星爆発であり、推定さてる運動エネルギーは $E_K \sim 4 \times 10^{52}$ erg である。SN 1998bw には観測的に 2 つの特徴がある。(1) 観測される光度曲線の減衰が球対称状爆発で計算した場合より遅い。(2) Fe よりも O の方が輝線幅が広い (Patat et al. 2001)。輝線幅は速度の分散に対応しており、これは O よりも速い Fe が多いことを示している。(2) の特徴は球対称な爆発では再現できない。なぜなら爆発直前の星は重い元素ほど内側にある構造 (たまねぎ構造) をしており、外側にある軽い元素の方が速くなくてはいけないからである。SN 1998bw のこれらの特徴を双極型爆発で説明する。

爆発は 2 次元の流体計算を行う。メッシュは 120×120 で座標は円筒座標 (r, φ, z) で軸対称を仮定することによって φ の依存性をおとし (r, z) とする。核反応の計算は ^{71}Ge までの 222 種のアイソトープを含む計算コードを入れる (Thielemann et al. 1996)。爆発の親星のモデルには Nomoto & Hashimoto (1988) の $16M_\odot$ の He star モデル (主系列星の段階の質量は $40M_\odot$ 、化学組成は太陽と同じ) を用いる。即時爆発で計算を行い、与えるエネルギーの大きさは $E_K \sim 10^{52}$ erg とする。また半分は運動エネルギーに半分は熱エネルギーになるとし、爆発の双極性は r, z 方向で異なる初速を与えて実現させる。具体的にはジェット方向は $v_z = \alpha z$ で赤道方向には $v_r = \beta r$ で与え (α, β は定数)、 α/β をパラメーターとして用いる。

以上のように爆発させたモデルを用いてスペクトルの計算を行う。スペクトルの計算には 1 次元 non-LTE nebular コード Mazzali et al. (2001) を用いる。比較するスペクトルは 1998 年 11 月 26 日に観測された [OI]6300、6363Å を用い、 $\alpha/\beta = 1$ (球対称状爆発)、 $\alpha/\beta = 8$ (双極型爆発) の場合で計算した [OI]6300、6363Å との比較を行った。

2.2 ジェットモデル

球対称状爆発と双極型爆発では高温領域が異なるために、爆発時に合成される元素の量に違いが見られる。このことを用いて極超新星爆発の非球対称性を見てみる。以下では計算のモデルを述べる。

SN 1998bw のモデルと同様、2 次元の流体計算を行う。メッシュは 100×30 で座標は (r, z) の円筒座標で行う。親星のモデルは Nomoto & Hashimoto (1988) の $16M_\odot$ 、 $8M_\odot$ の He star モデル (各々のモデルの主系列星の段階の質量は $40M_\odot$ 、 $25M_\odot$ 、化学組成は太陽と同じ) を用いる。核反応の計算は ^{71}Ge までの 222 種のアイソトープを含む計算コードで行う (Thielemann et al. 1996, 1999)。双極型の爆発は z 軸から測った角度を θ_{jet} としジェットは密度、運動量、内部エネルギーの全エネルギーに対する比で評価する。今回の発表では $\theta_{\text{jet}} = 15^\circ$ とする。ジェットのエネルギーフラックス \dot{E}_{jet} と質量フラックス \dot{M}_{jet} は、中心天体への降着率 \dot{M}_{acc} に比例するととして、以下のように定義する。

$$\dot{M}_{\text{jet}} = \mu \dot{M}_{\text{acc}} = \rho_{\text{jet}} v_{\text{jet}} A_{\text{jet}} \quad (1)$$

$$\dot{E}_{\text{jet}} = \alpha \dot{M}_{\text{acc}} c^2 = (e_{\text{th}} + \frac{1}{2} \rho_{\text{jet}} v_{\text{jet}}^2) v_{\text{jet}} A_{\text{jet}} \quad (2)$$

$$f = \frac{\dot{E}_{\text{th}}}{\dot{E}_{\text{jet}}} = 0.01 \quad (3)$$

ここで $A = 4\pi R_0^2 [1 - \cos(\theta_{\text{jet}})]$ であり、 R_0 は内側の境界の半径である (典型的に $\sim 10^8$ cm)、また e_{th} は単位体積あたりの熱エネルギーを表し、 $f = 0.01$ と仮定した。ジェットの性質が見やすくなるように変形して

$$\rho_{\text{jet}} = \frac{\mu \dot{M}_{\text{acc}}}{v_{\text{jet}} A_{\text{jet}}} \quad (4)$$

$$e_{\text{jet}} = e_{\text{th}} + \frac{1}{2} \rho_{\text{jet}} v_{\text{jet}}^2 = \frac{\mu \dot{M}_{\text{acc}} c^2}{v_{\text{jet}} A_{\text{jet}}} \quad (5)$$

$$v_{\text{jet}} = \left[\frac{2\alpha(1-f)}{\mu} \right]^{1/2} c \sim \left(\frac{2\alpha}{\mu} \right)^{1/2} c \quad (6)$$

f は無視した。一般に μ, α は \dot{M}_{acc} の関数であるが、ここでは

$$\mu, \alpha = \begin{cases} \text{const} & (\dot{M}_{\text{acc}} \geq \dot{M}_{\text{critical}}) \\ 0 & (\dot{M}_{\text{acc}} < \dot{M}_{\text{critical}}) \end{cases}$$

とする。 $\dot{M}_{\text{critical}}$ は中心天体への降着が止まる降着率である。今回のモデルでは $\dot{M}_{\text{critical}} = 0.2M_{\odot}/\text{s}$ 、 $\mu = 10\alpha$ 、 $\alpha = 0.05$ とする。また球対称状爆発では即時爆発を仮定する。

球対称状、双極型の極超新星爆発での爆発的元素合成での合成量の比較には金属欠乏星の表面化学組成を用いる。合成量の比較に金属欠乏星を用いるのは以下の理由による。超新星爆発により宇宙空間に重元素がばらまかれ、宇宙の組成が変化する。すると時間の経過と共に宇宙の重元素量が増加していく。つまり、まだ重元素が少なかった宇宙初期で形成されたような金属量の少ない星は 1 回、または 2 回の少数の超新星爆発での元素合成の情報を残していると考えられる。このため比較に金属欠乏星を用いる。また Nomoto & Hashimoto (1988) の親星モデルは太陽組成で行われた計算であるため、金属欠乏星の表面化学組成との比較には親星モデルの化学組成にあまり依存しない元素、つまり主に爆発で合成される、かつ、合成量がそんなに多くない Co、Cr、Mn、Zn を用いた。

3 Results

計算した [OI]6300、6363Å スペクトルと SN 1998bw で観測された [OI]6300、6363Å スペクトルとの比較を行う。比較するスペクトルは爆発後 216 日後の 1998 年 11 月 26 日に観測されたスペクトルを用いる。結果は双極型の軸方向から 15 度の角度から見た結果である (図 1)。横軸が波長 (Å)、縦軸が規格化されたスペクトルを表す。左が双極型爆発、右が球対称状爆発である。図 1 から双極型での爆発の方が観測されたスペクトルをよく再現することが分かる。つまり SN 1998bw は双極型の爆発であったと考えられる。また双極型爆発では赤道方向に密度が大きく、球対称状爆発に比べ γ 線のトラップが有効であると考えられるため、光度曲線の変化も双極型爆発を考えると説明できる。このことから極超新星爆発 SN 1998bw は双極型爆発が優位であることが分かる。次に球対称状と双極型での爆発的元素合成での合成量の違いを見てみる。計算したモデルを表 1 にまとめる。計算を実行して得られた元素の量

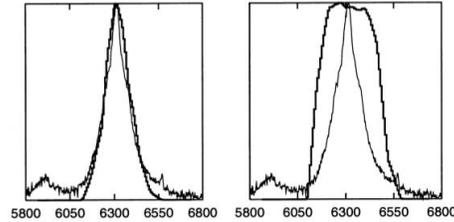


図 1: 軸方向から 15 度の角度から見た [OI]6300、6363Å のスペクトル。横軸が波長 (Å)、縦軸が規格化されたスペクトルを表す。左が双極型爆発、右が球対称状爆発である。図の太線がモデル計算によって得られたスペクトルで細い線は観測されたスペクトルを表す。

表 1: 計算した極超新星のモデル

Model	質量 (M_{\odot})	形状
40A	40	双極
25A	25	双極
40SLb	40	球対称
25Sb	25	球対称

と観測された金属欠乏星の表面組成を図 2 に載せる。図 2 の縦軸は Co の量、横軸は Fe の量を示しており [Fe/H] が大きいほど重元素量が多く、宇宙の化学進化が進んでいる。白抜きの大きな丸と四角は双極型爆発での合成量を示し、黒塗りの大きな丸と四角は球対称状爆発での合成量を示している。小さい黒丸などは観測された金属欠乏星の表面組成を表す。Co 以外にも Cr、Mn、Zn も同様に双極型爆発が優位であることを示していた。以上から極超新星爆発は双極型が優位であることが示された。

4 Discussion and Conclusion

以上では爆発のエネルギーが通常の超新星爆発より一桁大きな極超新星爆発が双極的に起こることを見た。しかし、実際のところなぜ双極型になるのかは分かっていない。またガンマ線バーストに付随して見つまっているという点でも非常に興味深かつ重要な研究対象である。

今回紹介した論文は 2002 年、2003 年のものであ

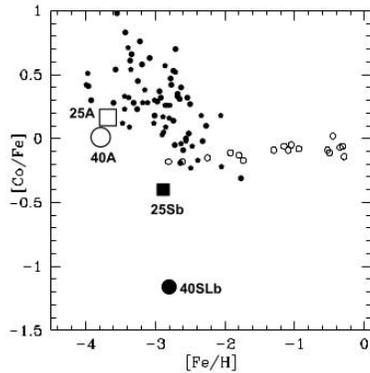


図 2: 縦軸は Co の量、横軸は Fe の量を示している。白抜きの大きな丸と四角は双極型爆発での合成量を示し、黒塗りの大きな丸と四角は球対称状爆発での合成量を示している。小さい黒丸などは観測された金属欠乏星の表面組成を表し、色などの違いは参照した観測データの違いを表す (McWilliam et al. 1995、Ryan et al. 1996、Primas et al. 2000、Blake et al. 2001)。

り、本講演では 2003 年から現在まで今回紹介したトピックに関する進展を述べる。観測では大型望遠鏡の登場や観測装置などの発展によって超新星爆発の詳細な偏光観測が可能となり、偏光から超新星爆発が非球対称であることが分かった (Tanaka et al. 2012)。また爆発初期には放出物質が濃くて爆発の比較的外側の様子しか見えないが、爆発後半年ほど経過すると中心付近も観測が可能となる。つまり、爆発中心付近の放出物質の運動の非等方性を知ることが可能となった (Maeda et al. 2008)。爆発後半年ほど経つと超新星爆発は暗くなり観測自体が難しくなるが、これも大型望遠鏡の登場により可能となった。Ib/c 型の超新星については爆発の形状の球対称からのズレの程度は爆発エネルギーに応じて大きくなるのが明かになった。

シミュレーションの分野でも爆発後に中性子星を残すような超新星爆発では次元ではどんなに精密な計算を行っても爆発しないことが分かった (Sumiyoshi et al. 2005)。また今回紹介した論文では太陽組成のモデルで元素合成の計算を行ったが、厳密には金属欠乏星との比較を行うには重元素量が 0 の親星モデルを用いて元素合成を計算しなければならない。そ

こで重元素量が 0 の親星モデルを用いて元素合成の計算が行われた。さらに今回紹介した論文では主系列星の段階の質量は $40M_{\odot}$ 、 $25M_{\odot}$ であったが、もっと様々な質量について元素合成の計算を行い金属欠乏星との比較が行われた (Tominaga et al. 2007)。

この様に超新星爆発や極超新星爆発は非球対称であることが分かってきているが、何の効果効いて爆発が非球対称になるのかは分かっていない。今のところ磁場や対流、自転など本質的に非等方性を持つ要素が絡み合い、より複雑な形状を持つ爆発を生じる可能性が指摘されている。そこで私は将来、提案されている爆発機構をより詳細に反映した初期条件や、親星の質量や進化過程の違いを反映するような計算を行い、その結果と観測との比較を行おうと思っている。この比較から超新星爆発で合成される元素の量や物質の混合の様子などを調べ、爆発の理論に制限をつけたいと思っている。

Reference

- Blake, L. A. J., et al. 2001, Nucl. Phys. A., 688, 502
- Mazzali, P.A. et al. 2001, ApJ, 559, 1047
- Maeda, K., et al. 2002, ApJ, 565, 405
- Maeda et al. 2008, Science, 690, 1745
- McWilliam, A., et al. 1995, AJ, 109, 2757
- Nomoto, K., & Hashimoto, M. 1988, Phys. Rep. 256, 173
- Patat et al. 2001, ApJ, 555, 900
- Primas, F., et al. 2000, in The First Stars, ed. A. Weiss et al. (Berlin: Springer), 51
- Ryan, S. G., et al. 1996, ApJ, 471, 254
- Sumiyoshi, K., et al. 2005, ApJ, 629, 922
- Tanaka et al. 2012, ApJ, 754, 63
- Thielemann, F.-K., et al. 1996, ApJ, 460, 408
- Tominaga, N., 2007, ApJ, 660, 516