

典型的な可視光度変化を示した Ib 型超新星 SN 2016bau の可視近赤外測光・可視分光観測

広島大学理学研究科物理科学専攻 博士課程前期 1 年 河原直貴

概要

初期質量が $8-10M_{\odot}$ より重い恒星は、一生の最後に中心核が重力崩壊して超新星爆発を起こすことが知られている。Ib型超新星は水素外層が剥ぎ取られてる状態の親星における重力崩壊型超新星であると考えられていて、スペクトルに水素、ケイ素のラインが見えず、ヘリウムのラインが見えるのが特徴である。本観測天体Ib型超新星SN 2016bauは3月13日に発見され、その後の分光観測により爆発直後数日のIb型超新星と報告された。それに伴い、口径1.5mの広島大学かなた望遠鏡でも3月19日より測光分光観測を開始した。かなた望遠鏡の測光観測から、極大光度前の振る舞いから光度進化が遅いIb型超新星かと考えられていたが、より長い期間の光度曲線を他の超新星と比較することにより、光度進化はゆっくりではなく、典型的な部類に入ることがわかった。また絶対等級、総輻射光度、初期観測から求めた ^{56}Ni 生成量も典型的な部類に入るとわかった。可視分光解析の結果、HeIの線速度は典型的なIb型超新星のものと概ね一致したが、CaIIの線速度は典型的なIb型超新星のものより遅くなった。これらの初期観測結果から、SN 2016bauは典型的なIb型超新星ではあるが、CaIIの線速度が遅いという特徴があることがわかった。今後は、後期観測のデータを取得し、光度曲線のテール情報からもNi生成量を求め、爆発パラメータを導出するとともに、CaIIの吸収線の詳細なフィッティングを行う。

1. 序論

1.1 大質量星の進化

初期質量が $8-10M_{\odot}$ より重い星では、進化の最終段階で、より重い元素の合成が進むと共に外層が膨れ上がる。この元素合成では最終的にエネルギー的に最も安定な ^{56}Fe まで作られ、星の内部ではたまねぎ構造が出来上がる。また、大質量星は放射圧によって星風として大量の質量を失い、質量が $25-50M_{\odot}$ の場合は水素外層が剥ぎ取られ、質量が $50M_{\odot}$ より大きい場合水素外層とヘリウム外層が剥ぎ取られる。このような星をウォルフ-ライエ星と呼ぶ。（但し上記の親星の質量は、重元素量に対するモデル依存性が強いことに留意）。

1.2 超新星

大質量星が一生の最後に起こす爆発を超新星爆発(以降、超新星とする)と呼ぶ。超新星には様々な種類があり、もっとも明るい極大期におけるスペクトルにより分類される。水素の吸収線が見られないものをI型、水素の吸収線が見られるものをII型と分類する。I型の中でケイ素の吸収線が見られるものをIa型、そうでないもののうちヘリウムの吸収線が見られるものをIb型、ヘリウムの吸収線が見られないものをIc型と分類する。また爆発から半年以上経った時期に観測されたスペクトルや爆発が発生した母銀河の種類からIa型は核暴走型爆発、それ以外を重力崩壊型爆発であると考えられている。

1.3 Ib 型超新星とその研究意義

Ib 型超新星は重力崩壊型超新星であると考えられている。極大期のスペクトルに水素の吸収線が見られないことから、水素外層が剥ぎ取られた状態の星を親星にもつと予想され、その親星候補として水素外層のないウォルフ-ライエ星が挙げられる。ただ、Ib 型超新星には質量が軽いものも発見されており、軽い親星では星風が弱くウォルフ-ライエ星とはなり得ず、未だに親星の正体は分かっていない。また、親星に水素外層がない原因は連星系による外層剥ぎ取りとも考えられている。

大質量星の進化には未だに分かっていないことが多く存在する。この謎を解明するために、Ib 型超新星の謎を解き明かすことは非常に重要である。しかし、Ib 型超新星のサンプルは決して多くなく、密な観測サンプルを増やすことが必要である。

2. 観測

本研究の観測天体は Ib 型超新星 SN 2016bau である。この超新星は 2016 年 3 月 13 日に母銀河 NGC3631 で発見され、その後、爆発直後数日の Ib 型であると同定された。母銀河までの距離は 16.7Mpc である。発見 6 日後の 2016 年 3 月 19 日から広島大学かなた望遠鏡を用いて、継続的に可視近赤外測光分光観測を行った。

3. 観測結果

3.1 光度曲線

図 1 に SN 2016bau の初期観測で得られた光度曲線を示す。縦軸は見かけの等級で、横軸は発見日 (3 月 13 日) を 0 とした日付である。我々の銀河の SN 2016bau 方向での吸収は $E_{B-V}^{MW} = 0.0141[\text{mag}]$ であり、またスペクトルの NaID 線 (等価幅 $1.5\text{\AA}$ 以下) から母銀河での吸収は $E_{B-V}^{host} \sim 0.03[\text{mag}]$ と見積もられるので、トータルの銀河吸収は $E_{B-V}^{total} \sim 0.044[\text{mag}]$ と見積もられる。この値は非常に小さく銀河吸収の影響は限定的であると言えるため $E_{B-V}^{total} = 0[\text{mag}]$ として扱った。図 1 より、R バンドの極大日は発見後 20 日で、極大等級は 14.8[mag] であった。

図 2 はカラー (B-V) を他の超新星の比較した図である。比較天体は SN 1993J (IIb)、SN 1998bw (Ic)、SN 2008ax (Ib)、SN 2009jf (Ib)、SN 2012au (Ib) である。比較に用いた Ib 型超新星では SN 2008ax は典型的な進化を示し、SN 2009jf はゆっくりとした光度進化を示

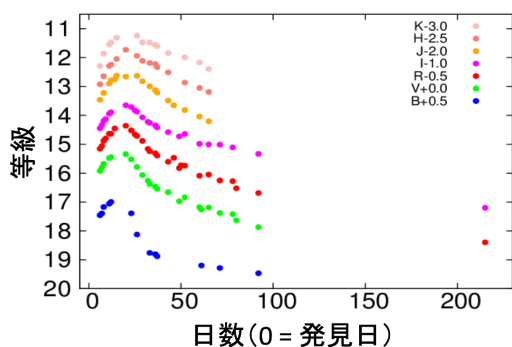


図 1 銀河吸収を補正した光度曲線

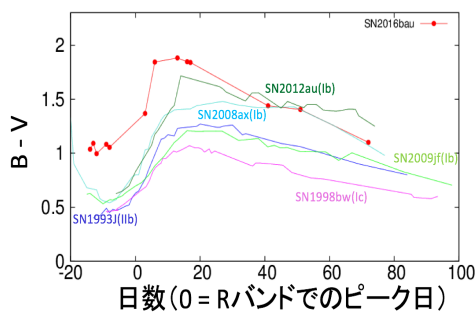


図 2 カラー比較(B-V)

し、また SN 2012au は Ic 型の一部にある極超新星によく似ているという特徴がある。図 2 により SN 2016bau は他の超新星と比べ、爆発後からピーク+40 日まではやや赤めの傾向があり、それ以降は典型的な進化を示した SN 2008ax と一致することが分かった。

図 3 は他の超新星と R バンドの光度曲線を SN 2016bau の見かけの等級に合わせて比較した図である。図 3 より光度進化は典型的な光度進化を示した SN 2008ax と概ね一致している。つまり、SN 2016bau 典型的な光度進化を示していることが分かった。また表 1 より SN 20016bau の極大絶対等級は-16.2[mag]であり、SN 2008ax の絶対等級-16.4[mag]と近く、また Ib 型の平均の絶対等級である-16.1[mag]とほとんど同じ値を示している。したがって絶対等級も典型的な部類に入る。

表 1 絶対等級比較

超新星	極大絶対等級 (R)
SN1998bw	-18.9 [mag]
SN2012au	-17.9 [mag]
SN2009jf	-17.9 [mag]
SN2008ax	-16.4 [mag]
SN2016bau	-16.2 [mag]
Ib 型の平均	-16.1 [mag]
SN1993J	-14.5 [mag]

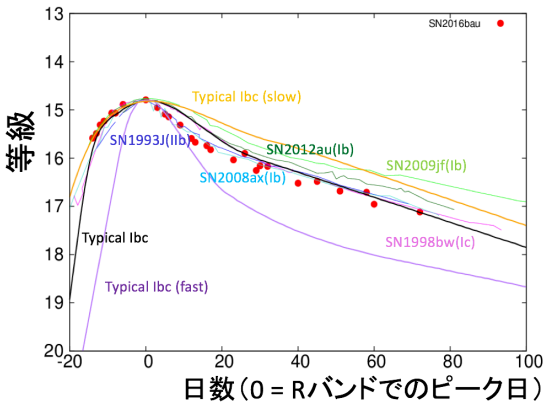


図 3 R バンドでの光度曲線比較

3.2 スペクトル

図 4 にスペクトルの進化を示す。縦軸は母銀河の赤方偏移 0.003856 (NED database) を用いて静止波長に直したものである。図 4 では HeI(λ 5876) と CaII(λ 8571) をピックアップして両者とも時間が経つにつれ、赤方偏移していることが見て取れる。これは外層が膨張していることによる。したがって線速度が求まり、HeI(λ 5876) と CaII(λ 8571) の線速度は図 5 に示す。図 5 より HeI(λ 5876) のライン速度は典型的な進化を示した SN 2008ax と概ね一致したが、CaII(λ 8571) のライン速度はピーク付近では他の超新星と比べて遅くなり、20 日以降は SN 2008ax と近い値になった

図 4 において、特に Ca の吸収線に着目すると、吸収部分が時間が経つにつれ非常に平坦に近くなっていき、また極大後 30 日以降から吸収線の隣にカルシウムの輝線が目立ち始めてくる。これにより、より後期ではカルシウムの吸収線の中心位置を定めることが難しくなっているため、線速度を求める際に定めた中心位置が誤っている可能性がある。

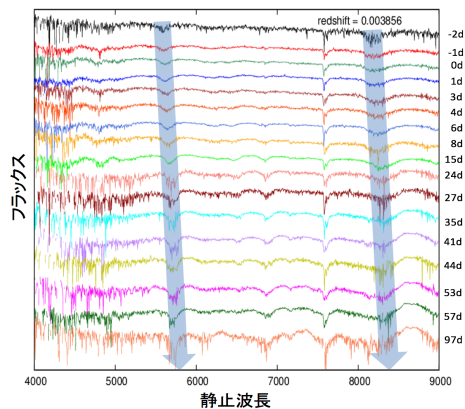


図 4 スペクトル

3.3 総輻射光度と ^{56}Ni 生成量

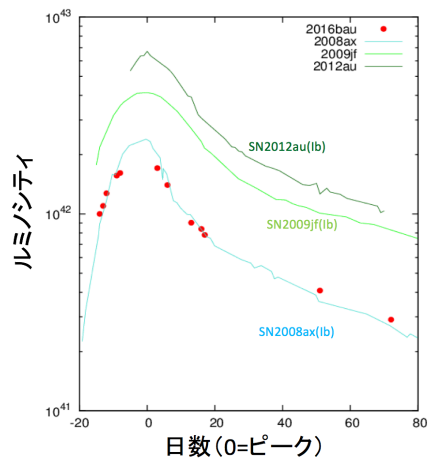


図 6 総輻射光度曲線

4. 結論

近傍 Ib 型超新星の可視近赤外光度曲線およびスペクトルのサンプルが得られた。観測結果から、光度曲線の進化、絶対光度曲線は典型的な範疇に入る。総輻射光度曲線は典型的な Ib 超新星 SN 2008ax とほとんど一致。 ^{56}Ni 生成量は SN 2008ax と同程度と予測される。CaII IR triplet の線速度が典型的な Ib 型超新星と比べて、ピーク付近で遅くなるという特徴がある。しかし、CaII の吸収線は 3 つの Ca 吸収線が重なっていると共に、後期では CaII の輝線に吸収線が引っ張られている可能性があるため、吸収線の中心位置が間違っている可能性もある。今後スペクトルの詳細なフィットを行い、より正確な CaII の吸収線の中心位置を定める必要がある。

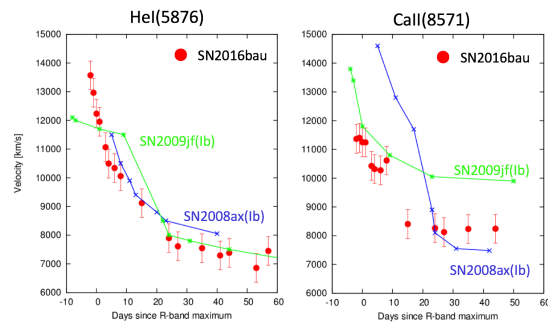


図 5 線速度の比較

得られた光度曲線から総輻射光度を求め、エネルギー源である ^{56}Ni の生成量を求める。極大付近では BVRI バンドの放射エネルギー全放射の 60%を占めていると仮定する(Tomita et al. 2006)。すると総輻射光度曲線は図 6 のようになる。図 6 から分かるように総輻射光度曲線から総輻射光度のピークのデータは得られなかった。しかし、SN 2008ax の総輻射光度曲線が概ね一致していることから、SN 2008ax と同程度と考えると ^{56}Ni 生成量は $M_{\text{Ni}} \sim 0.1 M_{\odot}$ となる。