

明るいショックブレイクアウトが見られた IIb 型超新星 SN 2013df の測光分光観測

川端 美穂 (広島大学 理学研究科)

Abstract

広島大学かなた望遠鏡と大阪教育大学 51cm 反射望遠鏡を用いて、発見直後から SN 2013df の可視光測光分光観測を行った。初期には、SN 1993J にも見られたショックブレイクアウトからの減光を明瞭に捕らえることができ、極めて稀な例となった。SN 2013df はハッブル宇宙望遠鏡の過去画像から親星が同定されており、ショックブレイクアウトの光度は親星半径に強く依存するというモデル (Rabinak&Waxman 2011) と比較することが可能となった。その結果、このモデルだけでは光度曲線を再現することは難しいことが判った。後期観測では外層が十分に希薄となり、コアを直接見ることが可能となり、親星についての情報が得ることができる。極大から約 180 日後にすばる望遠鏡によって得られたスペクトルでは、酸素輝線が弱く、カルシウム輝線が強いという特徴を示した。これは爆発した星が低質量星であったことを示唆しており、低質量星から水素外層を剥ぎ取るためには、連星系による相互作用が必要であると考えられる。本講演では、初期観測及び後期観測から、SN 2013df の親星の形態について議論する。

1 Introduction

重力崩壊型超新星とは、初期質量が $8\sim 10M_{\odot}$ 以上の恒星の進化最終段階において引き起こされる宇宙最大規模の爆発現象である。初期のスペクトルで水素とヘリウムの吸収線が見られるものを IIb 型超新星、ヘリウムの吸収線しか見られないものを Ib 型超新星、水素、ヘリウムの吸収線のどちらも見られないものを Ic 型超新星と分類される。これらの超新星のスペクトルの違いは、爆発前の星の外層がいくらか剥ぎ取られていることを反映していると考えられており、外層剥ぎ取り型超新星と呼ばれる。剥ぎ取られつつある外層は親星の質量や、形態及び進化段階に関係すると考えられているが、不明瞭な点も多い。

2 Observations

SN 2013df は 2013 年 6 月 7.8 日に近傍銀河 NGC 4414 (16.6Mpc) で発見された。6 月 10.8 日には分光観測が行われ、IIb 型超新星であると同定された。SN 2013df は 1999 年に 4 月にハッブル宇宙望遠鏡によって得られた画像で、親星の同定が行われ、親星の半

径 R_{eff} は $545 \pm 65R_{\odot}$ であることが報告されている (Van Dyk et al. 2013)。

今回、SN 2013df の観測には広島大学かなた望遠鏡に取り付けられている一露出型可視広視野偏光撮像器 (Hiroshima One-shot Wide-field Polarimeter、通称 HOWPol) で測光分光観測を行った。また、大阪教育大学 51cm 反射望遠鏡に取り付けられている Andor 社の CCD カメラでも可視撮像観測を行った。測光観測には B 、 V 、 R_c 、 I_c バンドで観測を行い、2 つの装置間の Color term 補正を行った。分光観測は観測波長帯は $4500\sim 9200\text{\AA}$ 、波長分解能は $R\sim 400$ で行った。また、12 月 21 日にはすばる望遠鏡の FOCAS でも観測が行われた。

3 Results

3.1 Light curves

SN 2013df の光度曲線を図 1 に示す。観測開始直後は急減光を見せ、その後、緩やかに増光し極大を迎えた。この極大は V バンドで 6 月 26.6 日 ($t=0d$ とする) に 14.29 等になった。極大後は減光を続け、 $\sim 30d$ あたりからさらにゆっくり減光していった。光

度曲線の初期に見られた急減光は、ショックブレイクアウト後に光球が膨張し、温度が急激に下がることによって引き起こされたものである。SN 2013df では -10d ごろまでショックブレイクアウトからの減光が見られ、このような減光が顕著に見られた例は数少ない。

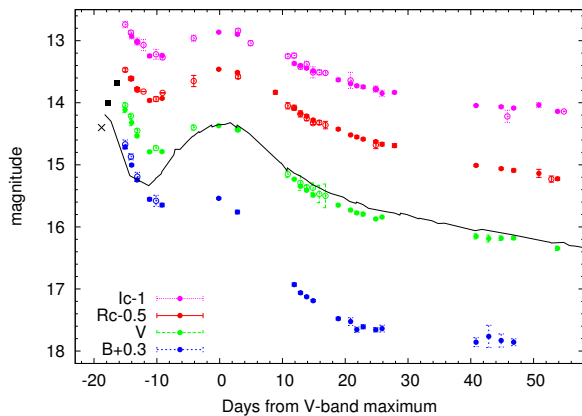


図 1: SN 2013df の光度曲線。塗りつぶされたマークはかなた望遠鏡、白抜きマークは 51cm 望遠鏡で得られた結果である。比較しやすいように Ic バンドで -1 等、Rc バンドで -0.5 等、B バンドで +0.3 等だけシフトさせている。× は発見等級で、黒印はアマチュア天文家によって測光された結果である。黒線は SN 1993J の V バンドの光度曲線で、ピークを SN 2013df に合わせている。

3.2 Spectra

かなたで得られた SN 2013df のスペクトルを図 2 に示す。初期から水素とヘリウムの吸収線が見られる。次第に Fe II $\lambda 5169$ や Ca II IR triplet が見られるようになった。12d では、He I $\lambda 5876$ の吸収線の形が変化している。また、46d になると He I $\lambda 6678$ が見られるようになった。

すばるで得られた SN 2013df のスペクトルを図 3 に示す。~179d にもなると、初期のスペクトルと異なり、輝線が目立つようになる。このころになると、時間が経つにつれて外層が希薄になっているため、コアを直接見ることが可能となる。[O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ や [Ca II] $\lambda\lambda 7291, 7324$ 、Ca II IR triplet が見えて

いる。わずかに Na I や O I 7774 が見られるが、Mg I] $\lambda 4571$ は見られない。比較として他の IIb 型超新星 SN 1993J、SN 2008ax、SN 2011dh のスペクトルも示す。他の超新星と異なり、SN 2013df は [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ がとても弱く、[Ca II] $\lambda\lambda 7291, 7324$ が強い。

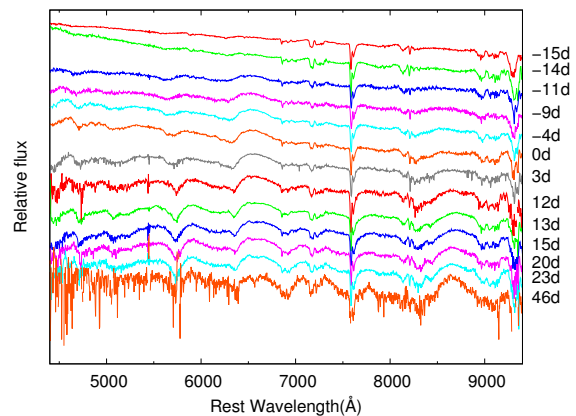


図 2: SN 2013df のスペクトル。

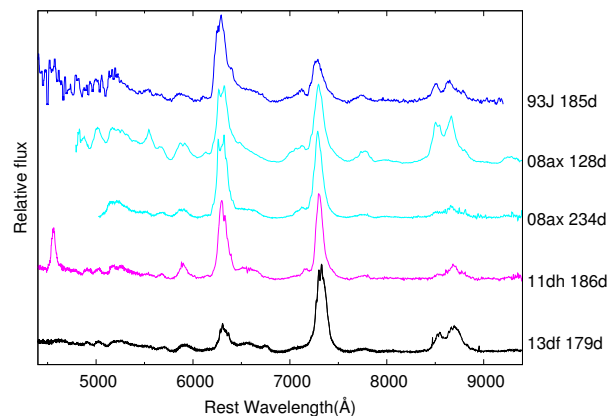


図 3: 後期スペクトルの比較。他の超新星のスペクトルのデータは SUSPECT¹ 及び WISeREP² から引用した。

¹<http://suspect.nhn.ou.edu/suspect/>

²<http://www.weizmann.ac.il/astrophysics/wiserep/>

4 Discussion

4.1 Progenitor radius

SN 2013df の初期の観測では、ショックブレイクアウトからの減光がとらえられている。ショックブレイクアウトからの減光による光度や温度変化は親星半径に依存していることが理論的に研究されているが (Rabinak & Waxman 2011)、そもそもショックブレイクアウトの減光をとらえた観測例は少なく、不明瞭な点も多い。SN 2013df は親星の直接同定がされていることから、理論モデルとの比較が可能である。その理論モデルにおいて、初期の温度変化は他の超新星と一致しているという報告がある (Valenti et al. 2014; IIP 型超新星 SN 2013ej)。SN 201df のスペクトル (-15d, -11d, -9d) を用いて温度を推定をした。その温度変化を図 4 に示す。SN 1993J の温度は Lewis et al. 1994 を引用した。しかし、SN 1993J や SN 2013df の温度変化は理論モデルよりも速く温度が下がってしまい、一致しない。また、SN 1993J と SN 2013df のショックブレイクアウトの減光による光度を比較し、SN 2013df の親星半径を推定して見たところ、 $530 \sim 1200 R_{\odot}$ となり、この中央値 $860 R_{\odot}$ は、爆発前の画像から求められた半径 $545 R_{\odot}$ よりもやや大きく一致しない。

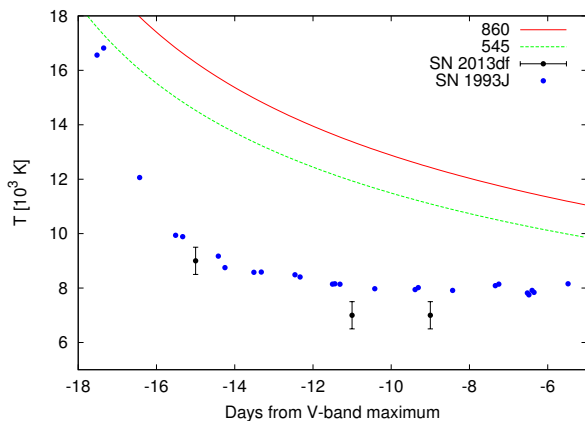


図 4: SN 2013df と SN 1993J の温度変化。SN 2013df の爆発日は Van Dyk et al. 2014 を引用した (6 月 4.3 日)。緑と赤の曲線がそれぞれ赤色超巨星の半径が $545 R_{\odot}$ と $860 R_{\odot}$ の時の理論計算による温度変化。

4.2 Main sequence mass of progenitor

酸素は親星の不燃物質であり、その質量がコアの質量に大きく依存する。一方で、カルシウムは比較的、コアの質量の依存性は小さい。これより、 $[Ca II] \lambda\lambda 7291, 7324$ と $[O I] \lambda\lambda 6300, 6363$ の強度比は親星の質量を推測することができる (Fransson & Chevalier 1989)。SN 2013df の 179d での $[Ca II]/[O I]$ の強度比は ~ 0.48 であった。Valenti et al. 2013 の図 13 によると、SN 2013df は $[Ca II]/[O I]$ の強度比はほぼ SN 20005cz と同じになる。SN 2005cz の初期質量は $10 \sim 12 M_{\odot}$ であると見積もられており (Kawabata et al. 2010)、SN 2013df の初期質量も同程度であると考えられる。 $10 \sim 12 M_{\odot}$ の単独星では水素外層を剥ぎ取るためには軽すぎるため、SN 2013df は連星系を成してあり、その相互作用によって外層を剥ぎ取られたのではないかと考えられる。

5 Conclusion

SN 2013df の初期からの観測によって、ショックブレイクアウトからの減光を捕らえることができた。このフェーズにおいて理論的なモデルが提案されているが、光度曲線や温度変化を説明することは難しい。これは親星の外層の密度構造の違いを反映している可能性もあり、今後、詳細な研究が必要となる。後期スペクトルにおいて $[Ca II]/[O I]$ の強度比から親星の初期質量を推定したところ、 $10 \sim 12 M_{\odot}$ となり、初期質量が軽いために水素外層を剥ぎ取るためには SN 2013df は連星系を成しているものだと考えられる。

Reference

- Arcavi, I., Gal-Yam, A., Yaron, O., et al. 2011, ApJ, 742, 18
- Benson, P. J., Herbst, W., Salzer, J. J., et al. 1994, AJ, 107, 1453
- Barbon, R., Benetti, S., Cappellaro, E., et al. 1995, A&A, 110, 513

2014 年度 第 44 回 天文・天体物理若手夏の学校

- Bersten, M. C., Benvenuto, O. G., Nomoto, K., et al. 2012, *ApJ*, 757, 31
- Ciabattari, F., Mazzoni, E., Donati, S., et al. 2013, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 3557, 1
- Elmhamdi, A., 2011, *AcA*, 61, 179
- Ergon, M., Sollerman, J., Fraser, M., et al. 2014, *A&A*, 562, 17
- Fukugita, M., Shimasaku, K., Ichikawa, T., et al. 1995, *PASP*, 107, 945
- Freedman, W. L., Madore, B. F., Gibson, B. K., et al. 2001, *ApJ*, 553, 47
- Hamuy, M., Deng, J., Mazzali, P. A., et al. 2009, *ApJ*, 703, 1612
- Iwamoto, K., Young, T. R., Nakasato, N., et al. 1997, 477, 865
- Kawabata, K. S., Nagae, O., Chiyonobu, S., et al. 2008, *Proc. SPIE*, 7014, 70144L
- Kawabata, K. S., Maeda, K., Nomoto, K., et al. 2010, *Natur*, 465, 326
- Lewis, J. R., Walton, N. A., Meikle, W. P. S., et al. 1994, *MNRAS*, 266, 27
- Malesani, D., Fynbo, J. P. U., Hjorth, J., et al. 2009, *AIPC*, 1111, 627
- Marion, G. H., Vinko, J., Kirshner, R. P., et al. 2014, *ApJ*, 781, 69
- Modjaz, M., Li, W., Butler, N., et al. 2009, *ApJ*, 702, 226
- Modjaz, M., Blondin, S., Kirshner, R. P., et al. 2014, 147, 99
- Moskvitin, A. S., Sonbas, E., Sokolov, V. V., Fatkhullin, T. A., Castro-Tirado, A. J., 2010, *Astrophysical Bulletin*, 65, 132
- Pastorello, A., Kasliwal, M. M., Crockett, R. M., et al. 2008, *MNRAS*, 389, 955
- Nomoto, K., Tominaga, N., Umeda, H., Kobayashi, C., Maeda, K., 2006, *NuPhA*, 777, 424
- Rabink, I., & Waxman, E., 2011, *ApJ*, 728, 63
- Richmond, M. W., Treffers, R. R., Filippenko, A. V., et al. 1994, *AJ*, 107, 1022
- Sahu, D. K., Anupama, G. C., Chakradhari, N. K., 2013, *MNRAS*, 433, 2
- Shivvers, I., Mazzali, P., Silverman, J. M., et al. 2013, *MNRAS*, 436, 3614
- Taubenberger, S., Navasardyan, H., Maurer, J. I., et al. 2011, *MNRAS*, 413, 2140
- Tsvetkov, D. Y., Volkov, I. M., Baklanov, P., Blinnikov, S., Tuchin, O., 2009, *PZ*, 29, 2
- Valenti, S., Fraser, M., Benetti, S., et al. 2011, 416, 3138
- Valenti, S., Yuan, F., Taubenberger, S., et al. 2014, *MNRAS*, 437, 1519
- Valenti, S., Sand, D., Pastorello, A., et al. 2014, *MNRAS*, 438, 101
- Van Dyk, S. D., Li, W., Cenko, S. B., et al. 2011, *ApJ*, 741, 28
- Van Dyk, S. D., Cenko, S. B., Foley, R. J., et al. 2013, *The Astronomer's Telegram*, 5139, 1
- Van Dyk, S. D., Zheng, W., Fox, O. D., et al. 2014, *AJ*, 147, 37
- Woosley, S. E., Eastman, R. G., Weaver, T. A., Pinto, P. A., 1994, *ApJ*, 429, 300
- Yaron, O., & Gal-Yam, A., 2012, *PASP*, 124, 668