

# 特異な Ia 型超新星 SN 2014dt の可視・近赤外線観測

川端美穂、川端弘治、高木勝俊、中岡竜也 (広島大学)、山中雅之 (甲南大学)、  
前田啓一 (京都大学)、松本桂、福嶋大樹 (大阪教育大学) 他

## 概要

近傍銀河に発見された特異な Ia 型 (Iax 型) 超新星 SN 2014dt の可視・近赤外における観測を報告する。SN 2014dt は発見は遅めだったものの、近傍銀河に現れた Iax 型超新星であるため重要天体として観測を行った。我々は極大 15 日後から約 430 日に亘って観測することができ、Iax 型超新星の可視・近赤外における長期観測は今回が初となる。初期の SN 2014dt のスペクトルは、過去に良く観測されている Iax 型超新星 SN 2005hk とよく似ているものの、SN 2014dt の方が吸収線の幅は細く、青方偏移量は小さいことから、爆発エネルギーは小さいことが示唆される。我々は、極大から約 60 日以降の光度変化は緩やかであることを如実に捉えた。これは、内側に高密度のコア、つまり残骸があることを示唆する。解析的な光度曲線モデルから爆発パラメータ ( $^{56}\text{Ni}$  質量、運動エネルギー、放出物質の質量)、及び Iax 型超新星に対し提唱されている爆発モデルと比較を行い、SN 2014dt は、残骸を残す弱い爆燃波モデルでよく説明できるという結論を得た。

## 1 導入

超新星の現象論的な分類は爆発初期のスペクトルによって行われる。極大光度時に、水素の吸収線が見られないものが I 型超新星、水素の吸収線が見えているものが II 型超新星である。I 型超新星でも一階電離したケイ素 (SiII) の強い吸収線が見えるものを Ia 型、ケイ素の吸収線が弱く、中性ヘリウムの吸収線が見られるものを Ib 型、ケイ素もヘリウムも見られないものを Ic 型超新星と呼んでいる。その中でも、Ia 型超新星は近接連星系を成す白色矮星が太陽の約 1.38 倍であるチャンドラセカール限界質量に到達する際、核反応が暴走し、やがて星自体が爆発すると考えられている。白色矮星は特定の限界質量を持つことから、似通った極大光度で輝くことが期待されるが、実際にはわずかに光度のばらつきが認められる。数多くの Ia 型超新星が観測され、Phillips (1993) は極大光度と減光速度に相関関係 (Width-Luminosity Relation) があることを見出し、光度のばらつきを補正方法を提案した。この相関関係より、Ia 型超新星は銀河の宇宙論的な距離指標となっている。

しかし近年になり、減光速度は典型的な Ia 型超新星と違いがないにも拘らず、極大光度は 1 等以上暗い Ia 型超新星が複数見つかった。この特異な Ia 型超新星は Iax 型超新星と呼ばれ (Foley et al. 2013)、異常な暗さの他に、放出物質の速度が遅い、初期には高温のスペクトルを示す、など典型的な Ia 型超新星とは異なる特徴を示す。Iax 型超新星は暗くて研究歴が浅く、可視近赤外線域における初期からの長期に渡る密な観測例は希少である。そのため、Iax 型超新星の爆発モデルは依然未解決であり、精力的に研究が進められている。

## 2 発見とフォローアップ観測

SN 2014dt は 2014 年 10 月 29.8 日に近傍銀河 M61(12.3Mpc) で板垣公一氏によって 13.6 等で発見された。10 月 31 日には Asiago Supernova classification program によって分光観測が行われ、極大頃の Iax 型超新星と同定された (Ochner et al. 2014)。最も近傍に現れた Iax 型超新星で、長期に渡って観測ができるということから、11 月 3 日よりフォローアップ観測を開始した。

広島大学 1.5m 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装置 (Hiroshima One-shot Wide-field Polarimeter、通称 HOWPol) で可視撮像 (BVRI バンド; 27 夜) と分光 (4500–9200 Å、分解能  $R \sim 400$ ; 13 夜) 及び広島大可視近赤外同時カメラ (Hiroshima Optical and Near-infrared Camera、通称 HONIR) で近赤外撮像 (JHKs バンド; 21 夜) 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 社の冷却 CCD カメラでも可視撮像 (BVRI バンド; 71 夜) を行った。また、すばる望遠鏡の微光天体分光撮像装置 (Faint Object Camera And Spectrograph、通称 FOCAS) で可視撮像 (VR バンド; 3 夜) 及び分光観測 (3650–10000Å、分解能  $R \sim 650$ ; 3 夜) を行った。

### 2.1 光度曲線とスペクトル

SN 2014dt の光度曲線を図 1 に示す。SN 2014dt は発見が遅めで極大後からの観測であるが、約 430 日後までの長期に亘って多バンド測光観測の例としては Iax 型超新星では初めてである。

図 2 に SN 2014dt のスペクトル進化を示す。極大から時間が経過しており、鉄やカルシウムの吸収線が卓越したスペクトルになっている。SN 2005hk と似たスペク

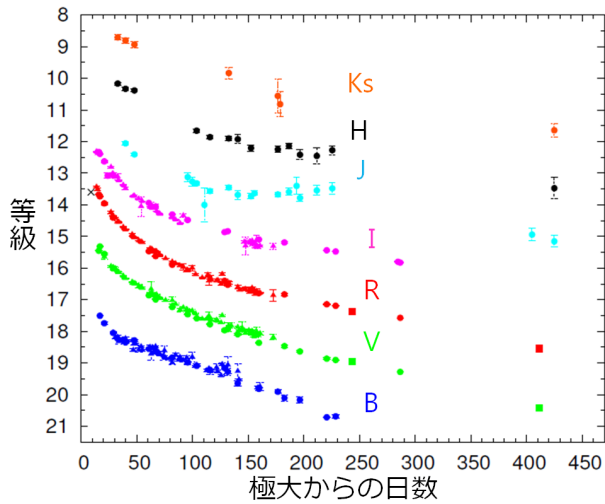


図 1: SN 2014dt の光度曲線。光度曲線は見やすいように、バンドごとに定数を足している。

トルであるが、SN 2014dt の方が吸収線は細く、青方偏移量も小さく速度が遅い。これは SN 2014dt の方が爆発エネルギーが小さいということが示唆される。

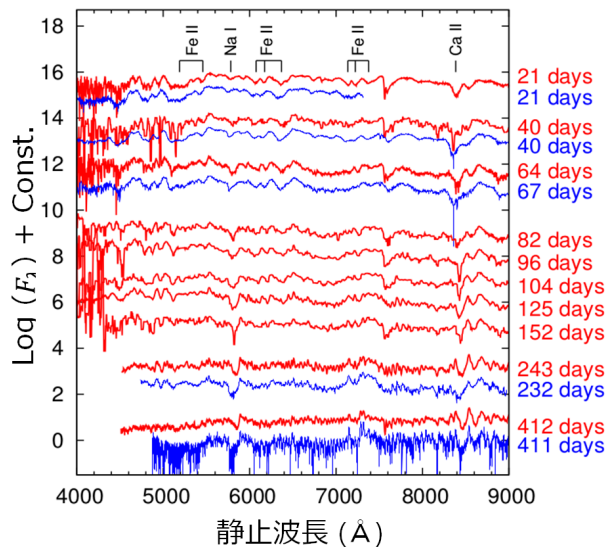


図 2: SN 2014dt のスペクトル進化。赤線が SN 2014dt のスペクトルで、比較のために、過去によく観測されている SN 2005hk のスペクトルを青色の線で示している。SN 2005hk のスペクトルデータは SUSPECT<sup>1</sup> 及び WISEREP<sup>2</sup> から引用した。

<sup>1</sup><http://suspect.nhn.ou.edu/suspect/>

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

### 3 総輻射光度曲線

それぞれのフィルターで得られた等級は、フィルターの透過波長域内のフラックスによるものである。これに対して、天体が放射するエネルギーを全波長にわたって足し合わせたフラックスから得られるものを総輻射光度という。しかし、*BVRIJHKs* バンドでの観測のため、総輻射を求めるにはバンド間の帯域に対する補正が必要になるほか、紫外域および中間赤外線域のフラックスの情報を加えなくてはならない。そのため、“超新星の総輻射光度のうち、60%は可視光域で放射される (Wang et al. 2009)” という仮定を用いて、総輻射光度を求める。それぞれのフィルターでの等級をフラックスに変換し、フィルターの半値幅をかけて足し合わせることで、総輻射光度を求める。図 3 に SN 2014dt の擬似総輻射光度と他の *Iax* 型超新星の総輻射光度を示す。SN 2014dt はやや暗めで、光度変化が緩やかである。また、極大時の明るさは、爆発時に生成した <sup>56</sup>Ni 質量に依存する。SN 2014dt が生成した <sup>56</sup>Ni 質量はやや少なめで、 $0.07 \pm 0.03 M_{\odot}$  であることがわかった。ただし、SN 2014dt は極大頃のデータは無いため、不定性は大きい。

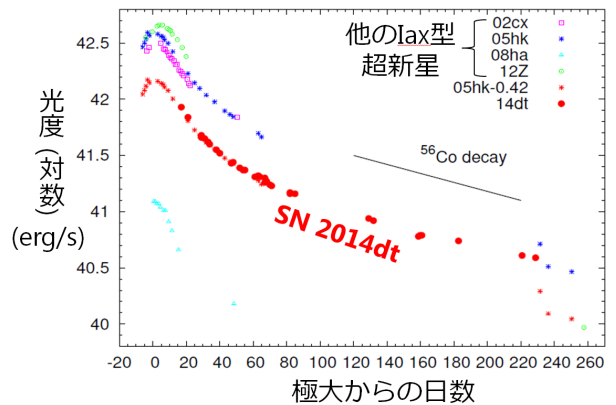


図 3: SN 2014dt と他の *Iax* 型超新星の総輻射光度曲線。

### 4 内部構造を探る: 光度曲線モデルフィット

SN 2014dt の光度変化は遅く、この総輻射光度を説明できるか光度曲線モデルと比較する。まず 1 成分モデル (Maeda et al. 2003) を考えると、超新星の光度  $L$  は以下の式で与えられる。

## 5 爆発パラメータの推定: 爆発モデルの制限

$$L = M(^{56}\text{Ni})e^{(-t_r/113\text{d})}[\epsilon_\gamma(1 - e^{-\tau}) + \epsilon_{e^+}][\text{erg/s}] \quad (1)$$

$$\tau = 1000 \times \frac{(M_{ej}/M_\odot)^2}{E_{51}} t_r^{-2} \quad (2)$$

ここで、 $\gamma$ 線と陽電子によるエネルギー流入はそれぞれ、 $\epsilon_\gamma = 6.8 \times 10^9 \text{erg/s}$ 、 $\epsilon_{e^+} = 2.4 \times 10^8 \text{erg/s}$ とする。 $t_r$ は爆発からの日数、 $E_{51}$ は  $10^{51} \text{erg/s}$ で規格化した運動エネルギー、 $M_{ej}$ は放出物質の質量である。このモデルでは $\gamma$ 線が一部、放出物質に吸収されるものとし、式(2)が光学的の厚さを示す指標となる。この $\tau$ が大きい値であるほど、光学的に厚く、 $\gamma$ 線は外側に出てくることができなくなる。この一成分モデルで得られたSN 2014dtの総放射光度曲線を合わせたところ、40日を過ぎた頃からしだいにモデル曲線との違いが大きくなる。

次に、光度  $L$  を2つの項の和とする2成分モデル (Maeda et al. 2003) で表す。その結果、SN 2014dtの総放射光度曲線は後期までよく合わせることができた。フィットの様子を図4に示す。また光度曲線モデルのパラメータを表1に示す。2成分モデルから、内側に高密度成分、外側に低密度成分があり、それぞれ残骸と放出物質であると考えられる。

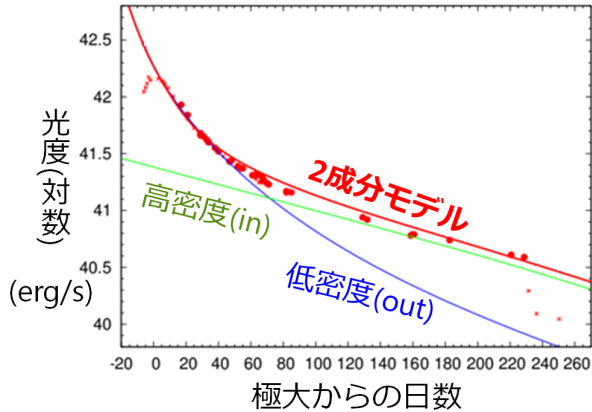


図4: SN 2014dtの総放射光度曲線とモデル光度曲線(赤線)。2成分モデルのうち青線が低密度成分、緑線が高密度成分で示す。

表1: 光度曲線モデルでのパラメータ。

高密度成分		低密度成分	
$M_{Ni}$	$\tau_{in} / 1000$	$M_{Ni}$	$\tau_{out} / 1000$
0.02–0.03	>500	0.03–0.08	0.5–2.0

式(2)と  $E_k = \frac{1}{2}M_{ej}v^2$  から SN 2014dt の爆発パラメータを推定する。光度曲線モデルとのフィットから得られた  $\tau_{out}$  と、スペクトル線のドップラー速度 3000–4200km/s を用いると、運動エネルギー  $E_k$  は  $(0.04–0.38) \times 10^{50} \text{erg}$ 、 $M_{ej}$  は  $0.04–0.27M_\odot$  となった。ただし、これらのパラメータ推定に重要な極大時のデータがないため、不定性が大きいものとなっている。これらの得られた爆発パラメータと Ia<sub>x</sub> 型超新星で提案されている爆発モデルとの比較を行う。

1. 弱い爆燃波モデル (Fink et al. 2014): 爆発時に生成した燃焼波が、白色矮星内を熱伝導によって亜音速で伝わりながら燃える。爆発エネルギーが小さく、 $\sim 1M_\odot$  程度の残骸が残される。
2. 特殊な重力崩壊モデル (Moriya et al. 2010): 大質量星が星の進化段階の最期に重力崩壊、爆発を引き起こす。爆発エネルギーが小さく、ほとんどの物質が残骸に落ち込む。

他の爆発モデルとも比較を行ったが、以下の2つの爆発モデルで説明可能であることがわかった。また、爆発前の HST の画像で明るい星は見つかっていない (Foley et al., 2015) ことから、SN 2014dt において白色矮星の残骸を残す爆燃波モデルで説明できると考えられる。

表2: SN 2014dt の爆発パラメータと爆発モデルとの比較。

	$E_k$ ( $10^{50}$ erg)	$M_{ej}$ ( $M_\odot$ )	$M_{Ni}$ ( $M_\odot$ )
SN 2014dt	0.04–0.38	0.04–0.27	$0.07 \pm 0.03$
モデル1	0.15–0.44	0.08–0.20	0.03–0.07
モデル2 (ex. 40He)	0.12–0.33	0.10–0.23	–

## 6 まとめ

特異な Ia 型超新星 SN 2014dt の可視・近赤外線測光分光観測を行った。発見が遅れたため、極大後からの観測となったが、約 430 日にも亘る長期の観測は Ia<sub>x</sub> 型超新星では初の例となる。SN 2014dt は  $^{56}\text{Ni}$  質量、運動エネルギー、放出物質の質量が小さめであることがわかった。また、極大後 60 日以降の光度変化は緩やかで、中心には高密度な成分、白色矮星の残骸が残っておりと考えられる。これらの特徴は弱い爆燃波モデルで説明可能であり、Ia<sub>x</sub> 型超新星の爆発メカニズムの制限となる。

## 参考文献

- [1] Blondin, S., Matheson, T., Kirshner, R. P., et al., 2012, *AJ*, 143, 126
- [2] Fink, M., Kromer, M., Seitenzahl, I. R., et al., 2014, *MNRAS*, 438, 1762
- [3] Foley, R. J., Chornock, R., Filippenko, A. V., et al., 2009, *AJ*, 138, 376
- [4] Foley, R. J., Challis, P. J., Chornock, R., et al, 2013, *ApJ*, 767, 57
- [5] Foley, R. J., Van Dyk, S. D., Jha, S. W., et al., 2015, *ApJ*, 798L, 37
- [6] Li, W., Filippenko, A. V., Chornock, R., et al., 2003, 115, 453
- [7] Maeda, K., Mazzali, P. A., Deng, J., et al., 2003, *ApJ*, 593, 931
- [8] Moriya, T., Tominaga, N., Tanaka, M., et al., 2010, *ApJ*, 719, 1445
- [9] Ochner, P., Tomasella, L., Benetti, S., et al, 2014, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 4011, 2
- [10] Phillips, M. M., 1993, *ApJ*, 413, 105
- [11] Phillips, M. M., Li, W., Frieman, J. A., et al., 2007, *PASP*, 119, 360
- [12] Sahu, D. K., Tanaka, M., Anupama, G. C., et al, 2008, *ApJ*, 680, 580
- [13] Silverman, J. M., Foley, R., Filippenko, A. V., et al., 2012, *MNRAS*, 425, 1789
- [14] Wang, X., Li, W., Filippenko, A. V., et al., 2009, *ApJ*, 697, 380
- [15] Yamanaka, M., Maeda, K., Kawabata, K. S., et al., 2015, *ApJ*, 806, 191