

# 電子捕獲型超新星の光度曲線と判別手法

佐藤 大 仁

〈東京大学総合文化研究科広域科学専攻 〒153-8902 東京都目黒区駒場 3-8-1〉



重力崩壊型超新星となる質量下限付近の大質量星は、電子捕獲型超新星（Electron-capture supernova, ECSN）という通常の鉄コア崩壊型超新星と異なるメカニズムで爆発すると考えられている。理論計算によれば、ECSNの爆発エネルギーや元素合成は典型的な鉄コア崩壊型超新星のものと異なる傾向があり、宇宙の進化に異なる寄与をする可能性が示唆されている。そのため、ECSNを観測し理論を検証する必要があるが、1980年の提案以来、有力な候補天体がほとんど見つからず、恒星進化理論に残された最後のピースの一つとなっている。しかし最近、ついに有望天体が発見され、更なる観測的調査に機運が高まっている。我々はECSNの観測的調査を加速すべく、ECSNと低質量な鉄コア崩壊型超新星の多色光度曲線を計算し、ECSNが低質量な鉄コア崩壊型超新星に比べて青い色を示すことを明らかにした。さらに、この特徴を用いたECSNの判別手法を考案した。本手法によりECSNの体系的探査が可能となり、観測的調査がさらに加速されると期待される。

## 1. 大質量星の進化と超新星爆発

宇宙の歴史は、恒星の誕生と死によって彩られてきた。星の一生は、主にその質量で決まるが、なかでも重力崩壊型超新星は、大質量星が生涯の最期に起こす壮大な爆発であり、銀河を満ちす元素やエネルギーの主要な供給源である。したがって、宇宙の進化を理解するためにも、どの質量の星が重力崩壊型超新星となり、どれだけのエネルギーと、どのような元素を放出するのかを理解することが重要である。特に、重力崩壊型超新星にいたる下限臨界質量付近の星々は、通常重力崩壊型超新星とは異なる電子捕獲型超新星（Electron-capture supernova, ECSN）[1]という特異な運命をたどると提案されている。ECSNは重力崩壊型超新星全体の約10%を占める可能性[2]があるうえ、典型的な鉄コア崩壊型超新星と異なる爆発エネルギー[3, 4]や元素合成[2, 5]、中性子星形成[6, 7]を示す可能性が示唆されており、銀

河の化学進化から中性子星形成史に至るまで、宇宙の進化に対して広範な影響を及ぼす可能性がある。ここでは、近年有望な候補天体が提案され、注目を浴びている電子捕獲型超新星の概要と、その特徴に迫る我々の研究を紹介したい。

太陽の約10倍を超える質量を持つ大質量星は、進化の終盤にケイ素燃焼を起こし、鉄から成るコア（鉄コア）を形成し、鉄の光分解を皮切りに重力崩壊し、鉄コア崩壊型超新星（Iron-core-collapse supernova, FeCCSN）となる[8, 9]。これらよりわずかに低質量な大質量星は、炭素燃焼を起こした後、酸素・ネオンを中心としたコア（ONeコア）を形成し、電子の縮退圧によって自己重力を支える。このONeコアの質量の増加に伴い、電子のフェルミエネルギーも増加するが、密度が約 $4 \times 10^9 \text{ g cm}^{-3}$ を超えると、電子はマグネシウムやネオンに捕獲されはじめる。これを契機にコアは重力崩壊を起こし、ECSNとなる[1]。

ECSNの親星は重力崩壊型超新星にいたる下限

臨界質量を形成するため、どの質量の星がどのような条件の下でECSNに至るかを理解することが重要である。しかし、進化の最終段階における、数千回に及ぶ熱パルスと呼ばれる暴走的なヘリウム燃焼の追跡が数値的に難しく [10–12]、その結果、ONeコアの成長、外層からの質量放出、熱パルスに伴う混合過程を整合的に見積もることが難しく、ONeコアが十分に成長し重力崩壊に至る条件ははまだ明らかとなっていない。

多くのFeCCSNのモデルは、一次元のニュートリノ輻射流体計算では爆発の再現が難しく (例: 15太陽質量 ( $M_{\odot}$ ) の星の場合の一次元爆発計算 [13])、近年の多次元ニュートリノ輻射流体計算によると、FeCCSNの爆発には対流などの多次元効果が重要な鍵となることが示唆されている [14–16]。ただし、このような多次元計算から得られる爆発エネルギーやニッケル56の量は、観測から期待される値に比べて低い傾向があり [17–18]、物理量まで含めた観測結果の再現が精力的に取り組まれている。

一方で、ECSNは、2000年代初頭に一次元の第一原理計算で爆発が再現されている [3]。これらの爆発計算の結果や、それに基づく元素合成計算から、ECSNの爆発エネルギーは、典型的な超新星の爆発エネルギーである  $10^{51}$  エルグに比べて1桁小さい  $10^{50}$  エルグ程度であり [3, 4]、爆発の際に、 $10^{-3} M_{\odot}$  程度のニッケル56 ( $^{56}\text{Ni}$ ) を合成すると示唆されている [5]。

ECSN, FeCCSNの親星は、大質量な水素外層を持つ場合、それぞれ超漸近巨星分枝 (super-asymptotic-giant-branch, super-AGB) 星、赤色超巨 (red-supergiant, RSG) 星と呼ばれる。これらの親星が重力崩壊型超新星を起こした場合、スペクトルに水素の特徴を示すII型超新星となる。

II型超新星の光度曲線 [19, 20] は、衝撃波が星表面に到達した際に起こる急増光、ショックブレイクアウトの後に、衝撃波が大質量な水素外層を通り抜けた際に与えたエネルギーによって、100

日程度ほとんど一定の明るさで輝くプラトーによって特徴づけられる。水素外層が膨張し温度と密度が下がると、やがて、超新星爆発の際に中心部で合成された  $^{56}\text{Ni}$  の娘核種である  $^{56}\text{Co}$  の放射性崩壊が主なエネルギーとなり、その半減期に対応して単調に暗くなるテイル期と呼ばれるフェーズになる。したがって、プラトー期は親星の水素外層を [21]、テイル期は超新星爆発の際の元素合成を [22]、調べる重要な手掛かりとなる。理論計算から、ECSNのプラトーは低質量なFeCCSNのプラトーと同じく  $-16$  放射等級程度の明るさである一方、FeCCSNには見られない50日程度のUバンドのプラトーがみられることが示されている [23–25]。また、FeCCSNでは、プラトーからテイルに移る際に2等級程度暗くなる [20] のに対し、ECSNでは、爆発の際に合成される  $^{56}\text{Ni}$  が少ない [3, 5] ことから、3–4等級程度暗くなる [23] が示されている。

このように、ECSNは第一原理計算により爆発が再現され [3, 4]、元素合成・光度曲線の理論研究も進んできた [5, 23, 24] 一方、その提唱から約40年もの間、かに星雲の母天体である超新星1054 [26] を除き、有望な候補天体がなかなか発見されなかった。しかし近年、近傍銀河NGC 2146で発生した超新星2018zd [27] が、詳細な測光・分光観測の結果から、ECSNであると提案された [28]。これによって、近年、ECSNの観測的調査に注目が集まっている。

これを受けて、われわれは、今後のECSNの観測的調査を一層加速すべく、親星や爆発に関する物理量を幅広く考慮しながら、ECSNと低質量なFeCCSNの理論光度曲線を計算し、その観測的特徴の違いの解明に取り組んだ。さらに、得られた光度曲線の計算結果に基づき、測光情報を用いてECSN候補天体を絞りこむ新たな手法を考案した。

## 2. 光度曲線

電子捕獲型超新星と低質量な鉄コア崩壊型超新

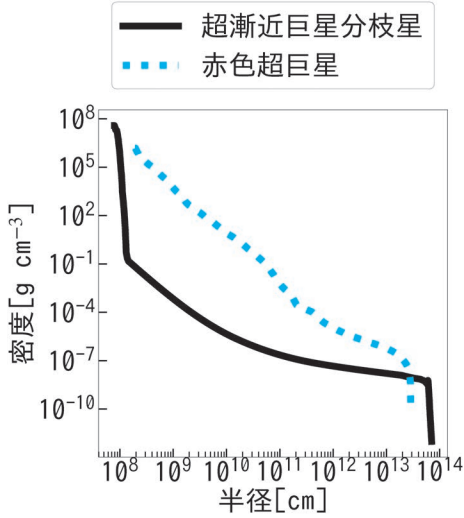


図1 代表的な超漸近巨星分枝星（黒実線）と赤色超巨星（青破線）の密度構造

星の光度曲線の違いを系統的に調査するため、一次元多波長輻射流体計算コード *STELLA* [29] を用いた理論計算を行った。爆発前の星のモデルとして、ECSNにはsuper-AGB星のモデル [23] を用い、低質量のFeCCSNには初期質量が9-11  $M_{\odot}$  のRSG星のモデル [20] を用いた。super-AGB星とRSG星の代表的なモデルの密度構造を図1に示す。super-AGB星は、RSG星に比べて密度が低く広がった外層構造を持っている。これは、中心に縮退コアを持つsuper-AGB星に特有の特徴である。これらの星のモデルの中心部に熱エネルギーを注入し、*STELLA* を用いて、その後の放出物質の時間進化と多色光度曲線を、様々なパラメータで合計1303モデル計算した。

### 2.1 放射等級光度曲線

今回計算したモデルの放射等級光度曲線の一例を図2に示す。ECSNは、外層質量が3  $M_{\odot}$  のsuper-AGB星が、 $10^{50}$ エルグの爆発エネルギーで爆発したモデル、FeCCSNは、初期質量が9  $M_{\odot}$  のRSG星が、 $3 \times 10^{50}$ エルグの爆発エネルギーで爆発したモデルであり、いずれもECSN、低質量なFeCCSNに期待される典型的な範囲のパラメー

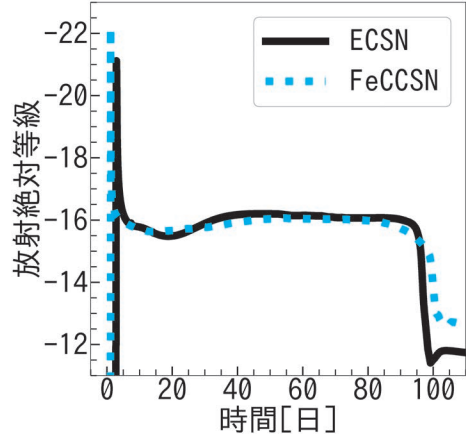


図2 ECSN（黒実線）とFeCCSN（青破線）の放射等級光度曲線の一例

タに基づくモデルである。ECSN、FeCCSNともに、光度曲線には、最初期のショックブレイクアウト、続けて、プラトー、テイルがあることがわかる。図2に示したモデルでは、ECSN、FeCCSNはそれぞれ、super-AGB星、RSG星と、異なる親星モデルに基づいているにもかかわらず、プラトーが酷似している。これは、ECSNではFeCCSNより爆発エネルギーが小さいため、プラトーが暗く長くなりやすい一方、親星の半径が大きいことや放出物質の質量が小さいことも、プラトーの明るさや長さに影響を与えるからである [21, 30]。このことから、放射等級光度曲線の比較からだけでは、ECSNを見分けることが難しいことがわかる。

### 2.2 多色光度曲線

次に、同じモデルの色指数  $u-g$  の進化を図3の上段に示す。色指数は、異なる2つのバンド（ここでは  $u, g$  バンド）での等級の差であり、スペクトル分布が短波長に偏っている（青い）ほど値が低くなり、長波長に偏っている（赤い）ほど値が高くなる。ECSNは、放射等級光度曲線（図2）のプラトーに対応する爆発後100日程度まで、FeCCSNに比べて青い（ $u-g$ が低い）色進化を示している。このことから、ECSNを見分けるには、複数バンドを用いた観測が重要となることが

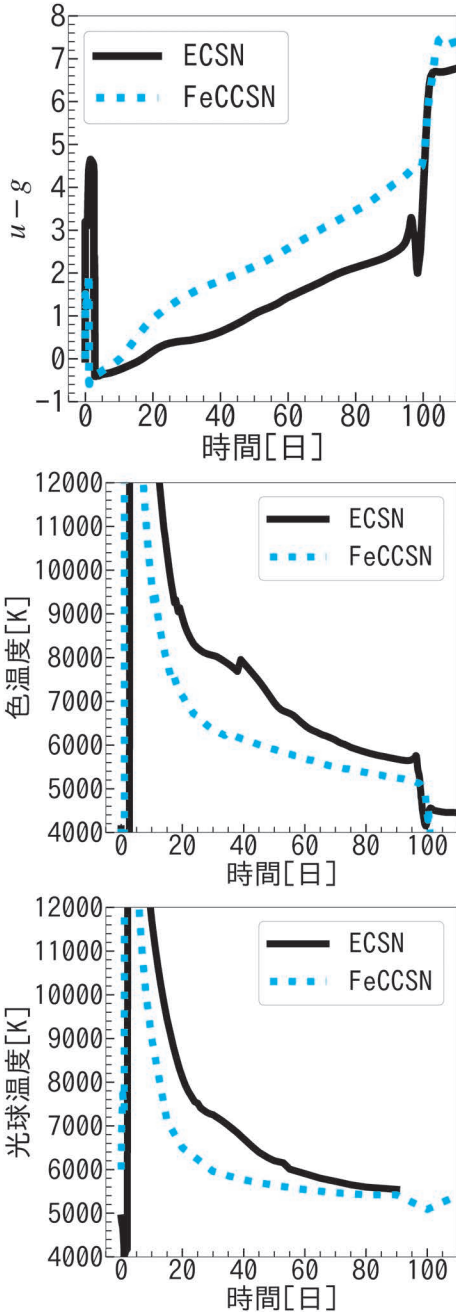


図3 図2のECSN (黒実線), FeCCSN (青破線) の $u-g$  (上), 色温度 (中), 光球温度 (下) の時間進化

示唆される。

### 2.3 青い理由

我々はさらに、ECSNが、低質量なFeCCSNに

比べて、青いプラトーを持つ物理的な理由を調査した。

プラトー期のスペクトル分布はおおよそプランク分布となるため、青いことはその温度が高いことを示唆する。図3の中段に、図2で示したECSN, FeCCSNのモデルについて、スペクトル分布をプランク分布でフィッティングした温度である色温度の時間進化を示す。ECSN, FeCCSNともに、爆発直後から図2におけるプラトーの終わりである100日頃に向かって、色温度が下がる傾向を示しているが、ECSNはFeCCSNに比べて高温になっている。

通常、プラトー期の超新星のような密度が高いガスの内部では、光は物質と強く相互作用しており、我々観測者は、光が最後に散乱されて外へ出てくる見かけの表面（光球面）を主に見ることになる。図3の下段に、ECSNとFeCCSNの光球面における温度（光球温度）を示す。同図中段の色温度と同様、ECSN, FeCCSNともに、爆発直後からプラトーの終わりに向かって温度が下がる傾向を見せており、また、ECSNの光球温度はFeCCSNの光球温度に比べて高い。このことから、プラトーの色の違いは、主に光球温度の違いに起因していると考えられる。

では、なぜECSNとFeCCSNでは、光球温度が異なるのか。プラトー期の超新星は自由電子によるトムソン散乱の影響を受けるため、放出物質の密度が十分に高い場合、光球面は、水素が電離状態にあるか中性状態にあるかの境界面（再結合面）付近に形成される。図4に、爆発後45日経過した時期のECSN, FeCCSNの密度構造と、光球面および再結合面の位置を示す。FeCCSNでは、水素の再結合面と光球面はほとんど一致している。一方で、ECSNでは、放出物質の密度が低いために、水素の再結合面の内側でも電子散乱の影響が弱く、光球面は再結合面より内側の高温領域（超新星の放出物質は内側ほど温度が高い）に形成されている（図4）。ECSNでこのように密度が低い

は、親星の外層密度が低いため（図1）である。つまり、ECSNのプラトーが青い理由は、親星である super-AGB 星が低密度で広がった外層構造を持つからということが明らかとなった。

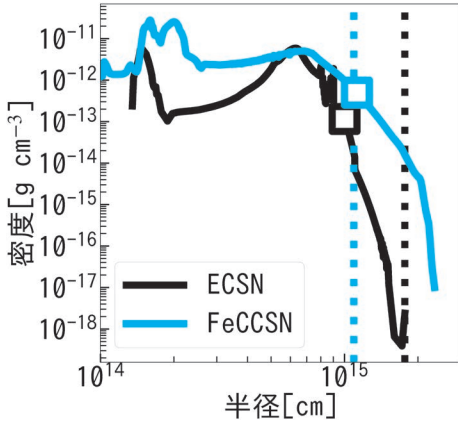


図4 図2のECSN（黒実線）、FeCCSN（青実線）に関する、爆発後45日における放出物質の密度構造。□はそれぞれの光球面を表し、縦破線はそれぞれの水素の再結合面の位置を示す。

### 3. 判別手法

次に、青いプラトーの特徴を用いて、ECSNを低質量なFeCCSNから見分ける手法を考案した。この判別手法では、光度曲線がプラトーからテイルに移る時刻  $t_{PT}$  と、 $t_{PT}/2$  における色指数  $g-r$  を用いる。図5に、今回計算したモデル群に対して、この2つの観測量をプロットした結果を示す。 $t_{PT}$  はおよそプラトーの持続時間に対応し、したがって、 $t_{PT}/2$  はおよそプラトーの中間の時刻に対応するため、図5から、プラトーの持続時間が同程度の場合、プラトーの中間において、ECSNは低質量なFeCCSNより青い色（ $g-r$ が低い）を示しており、両者がきれいに分けられていることがわかる。

次に、この判別手法を、ECSNの有力候補である超新星2018zd、および、近傍のII型超新星である超新星2009N [31]、2009ib [32]、2013fs [33]、2020cxd [34]、2023ixf [35] に適用した（同じく

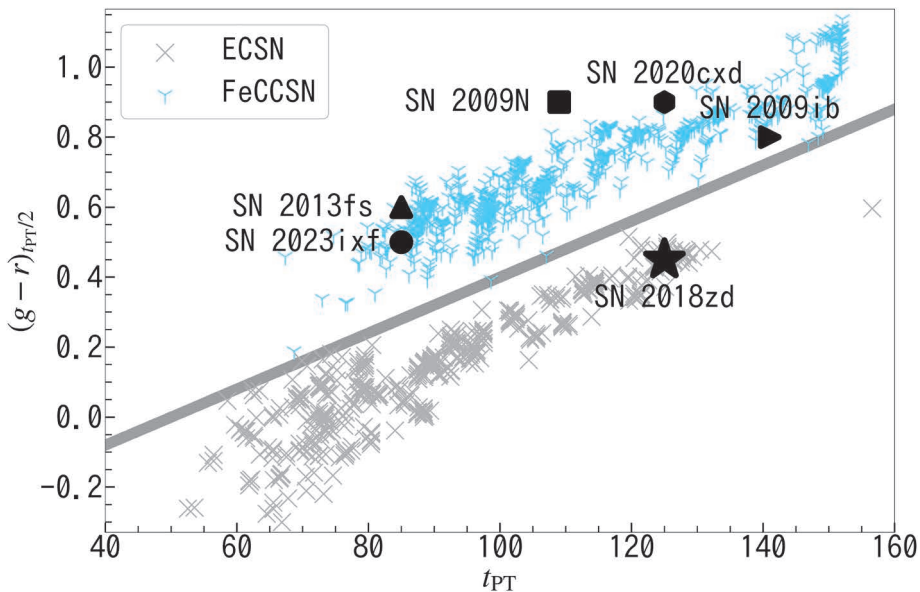


図5 今回新たに提案したECSNの判別手法（灰色の直線）。横軸は、プラトー期からテイル期に移る時刻  $t_{PT}$ 、縦軸は時刻  $t_{PT}/2$  における色指数  $g-r$ 、 $(g-r)_{t_{PT}/2}$ 。灰色の×マークは今回計算したECSNの442個のモデルの値を示し、水色のYマークはFeCCSNの861個のモデルの値を示す。黒色のマークは、判別手法を近傍のII型超新星に適用した結果であり、ECSNの有望天体である超新星2018zd（黒★）を判別することに成功した。

図5). 超新星2018zdのみがECSNと判別され、他の超新星はFeCCSNと判別された。判別手法は、2バンドでの測光情報のみを頼りにしているにもかかわらず、高頻度の測光・分光観測に基づき提案された超新星2018zdをECSN候補と判別しており、判別手法が効率的に候補天体を選定する能力を持っていることが示唆される。また、反対に、超新星2018zdは、プラトーの持続時間と色という特徴から見ても、ECSNと支持されることがわかった。

#### 4. ま と め

本研究では、ECSNと低質量なFeCCSNの光度曲線を幅広く調査することで、ECSNがFeCCSNに比べて青いプラトーを見せることを明らかにした。さらに、色進化の違いを反映するECSNの判別手法を新たに提案し、重点的な測光・分光観測によりECSN候補と提案された超新星2018zdを、測光情報のみからECSNと判別することに成功した。

これまで、ECSN候補天体を効率的に選択する方法が乏しく、その調査は、主に、超新星2018zdのように詳細に測光・分光観測された近傍の超新星に限られていた。しかし、本判別手法を提案したことで、今後のECSN探査では測光情報に基づく効率的な候補天体の選択、およびその追観測が可能となる。これにより、観測リソースを効率的に割り当てることができるため、近傍に限らない探査が可能となる。そのため、Zwicky Transient Facility [36] や、Legacy Survey of Space and Time [37] などの、現行、あるいは将来本格運用が開始される突発天体サーベイに本判別手法を用いることで、系統的なECSN探査が可能となると期待される。こうした系統的探査は、ECSNの発生率の解明につながるため、最終的には、どの質量範囲の星がECSNとなるかという恒星進化理論に残された重大な課題にもつながるだろう。

また、本稿では詳細に言及しないが、ECSNは亜鉛をはじめとするいくつかの元素の主要な供給源である可能性が議論されている [5]。こうした超新星爆発の際に新たに合成された重元素の兆候は、爆発後約200日程度経過し、放出物質の密度が低くなった頃に、分光観測を行うことで調査することができる。今後、ECSNの候補数が増えてくれば、その後期スペクトルによって、ECSNの元素合成理論を観測と突き合わせることができ、ECSNが宇宙の化学進化にどのように貢献してきたかを知る手がかりとなるかもしれない。

#### 謝 辞

本稿の内容は主に筆者の博士論文および関連する学術論文 [38] に基づいています。大学院時代の指導教官であり、本稿に目を通しコメントをくださった富永望氏に感謝いたします。また、大学院時代の副指導教官であり、本稿の執筆の機会を与えてくださり、本稿に目を通してくださった守屋堯氏に感謝いたします。

この研究成果は主に国立天文台天文シミュレーションプロジェクト計算サーバを用いて得られました。

#### 参 考 文 献

- [1] Miyaji, S., et al., 1980, PASJ, 32, 303
- [2] Wanajo, S., et al., 2018, ApJ, 852, 40
- [3] Kitaura, F. S., et al., 2006, A&A, 450, 345
- [4] Janka, H.-T., et al., 2008, A&A, 485, 199
- [5] Wanajo, S., et al., 2009, ApJ, 695, 208
- [6] Podsiadlowski, P., et al., 2004, ApJ, 612, 1044
- [7] Schwab, J., et al., 2010, ApJ, 719, 722
- [8] Colgate, S. A., & White, R. H., 1966, ApJ, 143, 626
- [9] Bethe, H. A., 1985, ApJ, 295, 14
- [10] Siess, L., 2007, A&A, 476, 893
- [11] Poelarends, A. J. T., et al., 2008, ApJ, 675, 614
- [12] Limongi, M., et al., 2024, ApJS, 270, 29
- [13] Sumiyoshi, K., et al., 2005, ApJ, 629, 922
- [14] Buras, R., et al., 2006, A&A, 457, 281
- [15] Suwa, Y., et al., 2010, PASJ, 62, L49
- [16] Takiwaki, T., et al., 2012, ApJ, 749, 98
- [17] Burrows, A., et al., 2019, MNRAS, 491, 2715
- [18] Wang, T., & Burrows, A., 2024, ApJ, 962, 71

[19] Grassberg, E. K., et al., 1971, *Ap&SS*, 10, 28  
 [20] Sukhbold, T., et al., 2016, *ApJ*, 821, 38  
 [21] Litvinova, I. Y., & Nadezhin, D. K., 1985, *SvAL*, 11, 351  
 [22] Arnett, W. D., 1980, *ApJ*, 237, 541  
 [23] Tominaga, N., et al., 2013, *ApJL*, 771, L12  
 [24] Moriya, T. J., et al., 2014, *A&A*, 569, A57  
 [25] Kozyreva, A., et al., 2021, *MNRAS*, 503, 797  
 [26] Nomoto, K., et al., 1982, *Nature*, 299, 803  
 [27] Itagaki, K., 2018, *TNSTR*, 2018-285, 1  
 [28] Hiramatsu, D., et al., 2021, *NatAs*, 5, 903  
 [29] Blinnikov, S. I., & Bartunov, O. S., 1993, *A&A*, 273, 106  
 [30] Popov, D. V., 1993, *ApJ*, 414, 712  
 [31] Takáts, K., et al., 2014, *MNRAS*, 438, 368  
 [32] Takáts, K., et al., 2015, *MNRAS*, 450, 3137  
 [33] Bullivant, C., et al., 2018, *MNRAS*, 476, 1497  
 [34] Valerin, G., et al., 2022, *MNRAS*, 513, 4983  
 [35] Zimmerman, E. A., et al., 2024, *Nature*, 627, 759  
 [36] Bellm, E. C., et al., 2018, *PASP*, 131, 018002  
 [37] LSST Science Collaboration, et al., 2009, arXiv [astro-ph.IM], arXiv:0912.0201  
 [38] Sato, M., et al., 2024, *ApJ*, 970, 163

**Light Curves and a Diagnostic of Electron-capture Supernovae**

**Masato SATO**

*Department of Earth Science and Astronomy, The University of Tokyo, 3-8-1 Komaba, Meguro-ku, Tokyo 153-8902, Japan*

Abstract: Massive stars with initial masses close to the low-mass limit for core-collapse supernovae (CCSNe) are expected to explode as electron-capture supernovae (ECSNe), with a mechanism different from that of normal iron-core collapse supernovae (FeCCSNe). Theoretical studies suggest that ECSNe tend to have different explosion energies and nucleosynthesis from typical FeCCSNe, and may therefore contribute differently to the evolution of the Universe. However, ECSNe have remained observationally elusive since their proposal in 1980, leaving them as one of the missing pieces in stellar evolution theory. Recently, SN 2018zd has been proposed as a promising candidate, motivating further observational investigations of ECSNe. To accelerate the observational investigations of ECSNe, we synthesize multicolor light curves of ECSNe and low-mass FeCCSNe, and find that ECSNe exhibit systematically bluer colors than low-mass FeCCSNe. We further propose a diagnostic method to identify ECSNe based on their blue colors. This method enables future systematic surveys of ECSNe and should further accelerate observational investigations of ECSNe.