

すばる望遠鏡Hyper Suprime-Camを用いた
遠方超新星探査

Subaru Hyper Suprime-Cam Search for Distant Supernovae

東京大学大学院理学系研究科物理学専攻

宇宙理論 吉田直紀研究室

35-156033 加藤 貴弘

提出日: 平成 29 年 1 月 31 日

目次

概論	4
第 1 章 導入	5
1.1 超新星爆発	5
1.1.1 恒星進化	7
1.1.2 熱核燃焼型超新星爆発	8
1.1.3 重力崩壊型超新星爆発	9
1.2 超光度超新星爆発	9
1.2.1 発生機構と母天体	10
1.2.2 超光度超新星爆発の探査	13
1.3 本研究の目的	16
第 2 章 観測方法及び超新星探査方法	18
2.1 本研究に用いるデータ	18
2.1.1 すばる Hyper Suprime-Cam Strategic Survey Program	18
2.1.2 HSC データの成形	19
2.1.3 測光赤方偏移カタログ (Laigle et al., 2016) と絶対等級	21
2.1.4 突発天体の抽出	22
2.1.5 光度曲線の算出	25
2.2 変動天体の分類方法	29
第 3 章 超新星の分類方法	34
3.1 光度曲線の Ia 型超新星爆発に対するフィッティング	34
3.2 超新星の分類手法	37
第 4 章 遠方超光度超新星の発生率	42
4.1 超光度超新星候補	42
4.2 発生率の算出	55
4.3 発生率に関する考察	57
第 5 章 明るい超新星の光度分布	59
第 6 章 まとめ	66

謝辞	67
付録 A 超光度超新星の候補天体画像	68

概論

本研究では 2014 年より共同利用を開始したすばる望遠鏡 Hyper Suprime-Cam(HSC) を用いた、超光度超新星 (Superluminous Supernova: SLSN) の探査を行った。

2014 年 4 月から 2016 年 3 月にかけて、Subaru Strategic Program(SSP) の中で COSMOS 領域をターゲットとした観測が約 3ヶ月に 1 回の間隔で行われた。1ヶ月以下の変動のタイムスケールを持つ通常の超新星 (Supernova: SN) の探査をこの観測データで、行うことはできないが、SLSN はおおよそ 3ヶ月にも渡る変動のタイムスケールを持つため、SLSN のサーベイに対して適したものとなる。

SLSN は宇宙の中で最も明るい爆発現象の一つであり、一般の SN よりも 100 倍程度の明るさをもつ。現在赤方偏移 $z = 3.90$ までの遠方で発生した SLSN が観測されている (Cooke et al., 2012)。また SLSN の発生機構は現在多くの議論が為されている段階であるが、どの機構においてもその正体は大質量星の最期の姿と考えられている。これらのことから、すばる望遠鏡 HSC のような広視野サーベイにより遠方宇宙において SLSN を発見しデータセットを構築すること及び、SLSN の発生率を観測することは遠方宇宙の星形成を理解する上で重要な意味を持つ。

本研究では変動天体の探査を上記の観測データから行い、1027 個の変動天体候補の中から、SN 候補を選別する手法を作り出した。最終的に、361 個の SN 候補を得た。更に、COSMOS 領域の測光赤方偏移カタログ (Laigle et al., 2016) を参照することで、SN の母銀河までの距離を算出し、SN の絶対等級による光度曲線を得た。光度曲線をもとに SN のモデルフィッティング及び SLSN の過去の観測との比較を行うことで、SN 候補に対してタイプ分類を行った。その結果 SLSN 候補を 2-7 個得ることができた。

この結果から SLSN の発生率を算出すると赤方偏移 $1.6 \leq z \leq 4.3$ の範囲で $130 \pm 49 \text{ event/Gpc}^3/\text{yr}$ となり、現在の近傍 SLSN-I 型の観測と星形成率進化から推測される発生率に近い値になることが分かった。また、今回の SN 探査で、Arcavi et al. (2016) らにより示唆される SNIa と SLSN との中間光度 $-19 > M_{\text{peak}} > -21$ を持つ、中間光度 SN(本研究では gap SN と呼称する) が十数個見つかった。

第1章 導入

本研究の目的は高赤方偏移における超光度超新星爆発 (SLSN) の発見とその発生率の算出である。本章では本研究に必要な超新星爆発 (SN) の基礎的な観測的性質と、近年観測数が増えつつある SLSN についてを述べ、本研究の目的への足がかりとする。

1.1 超新星爆発

超新星爆発 (Supernova: SN) とは観測的には何もない夜空の一点に突然星が現れたように見える現象であり、現在では中～大質量星が一生の最期に起こす大爆発に起因する天体現象と考えられている。一般的な SN は 10^{43} erg/s ものエネルギーを放って輝き、これはおおよそ銀河 1 つの明るさに匹敵し、遠方の銀河における SN も観測可能になる。本節では、一般的な SN の観測的性質を簡単に述べる。

超新星爆発は近代天文学における研究対象となってから、様々な個体差があることが分かり、観測的な特徴から Rudolph Minkowski、Fritz Zwicky らによってタイプ分類が為されるようになった。現在の一般的なタイプ分類は図 1.1 に示されるように分光観測と光度曲線の特徴で行われており、それぞれ親星の環境や爆発のメカニズムに起因していることが確かめられている。

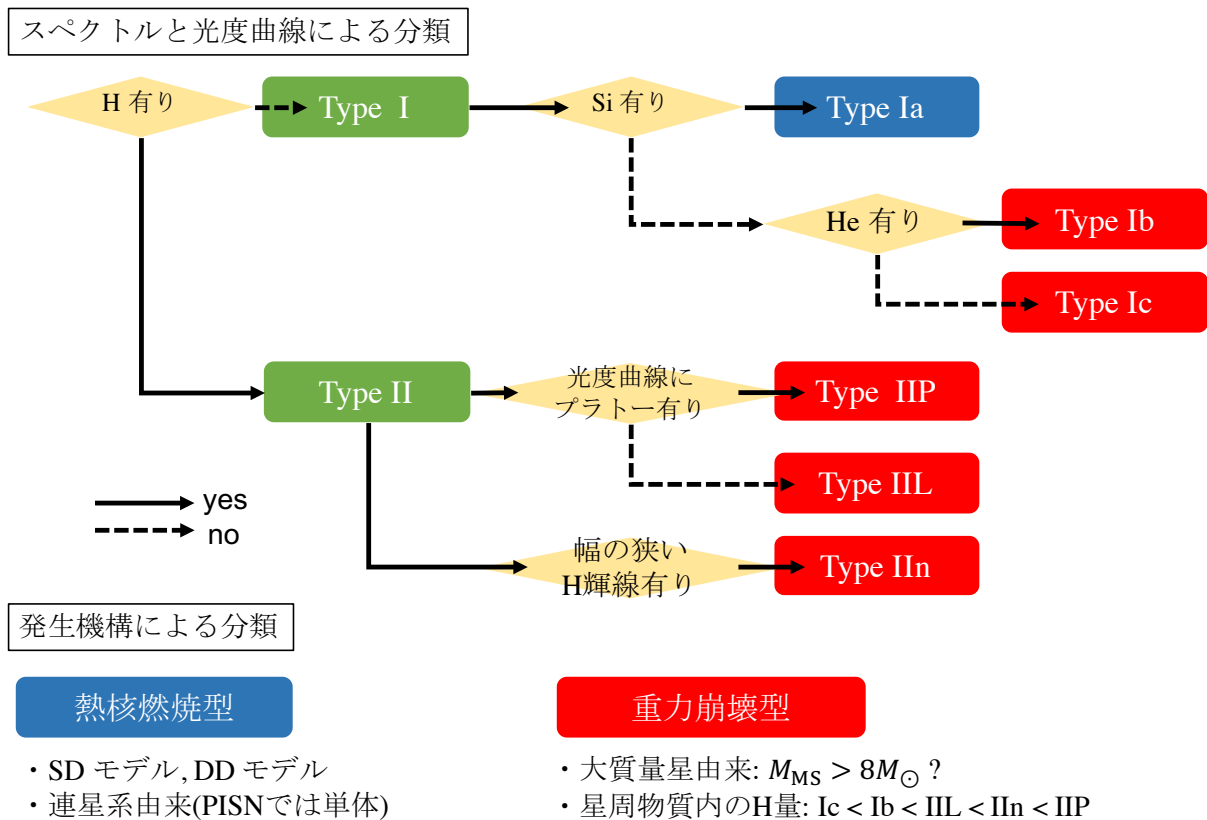


図 1.1: 超新星爆発タイプ分類。図上側の分類は分光及び光度曲線によるタイプ分類を表し、図下側は超新星爆発の発生機構による分類を示す。図上側のタイプの色と図下側のタイプの色は対応しており、Ia 型は熱核燃焼型超新星に分類され、その他のタイプは重力崩壊型に分類される。

本章で詳しく述べるように超新星爆発の発生メカニズムには大きく分けて2つの種類がある。図 1.1 下側では超新星爆発の物理的な発生メカニズムによる分類を示している。

1.1.1 恒星進化

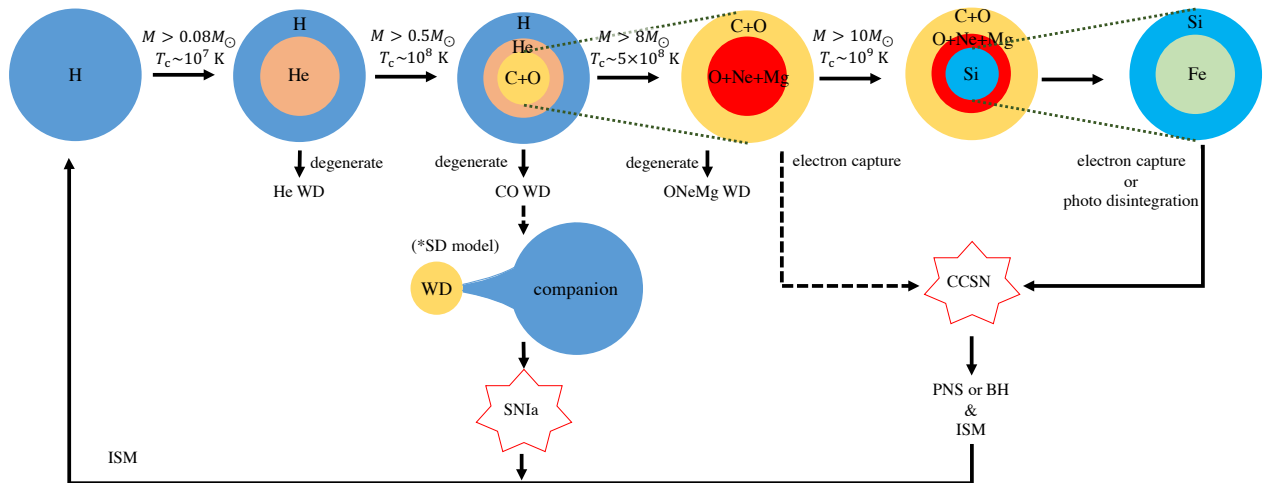


図 1.2: 超新星爆発に至るまでの星進化の模式図。星はその質量に応じて異なる進化を遂げる。星の中心温度はその質量の大きさに従って高くなり、大質量星ほど重い元素を合成して玉ねぎ型に層を重ねて進化していく。その終焉も質量、星周環境に応じて様々となる。図中赤色星型枠で示される超新星爆発が一般的な超新星爆発である。

本節では主系列星の質量による星進化の違いを解説する (図 1.2)。

熱核燃焼型の親星は白色矮星を含む連星系であると考えられており、重力崩壊型の親星はその進化過程で縮退コアにならないように中心温度を高温に保つことができるような大質量星 ($M > 10M_{\odot}$) であると考えられている。ここでは、主系列星から熱核燃焼のプロセスに着目して、それぞれの親星になるまでを追っていく。

星進化は、星間ガスから原始星を経て、主系列星に至った星が pp chain、CNO cycle によって $H \rightarrow He$ と核燃焼していくことから始まる。生成された He が次第に星中心に蓄積され、その中心圧力に伴った中心温度の上昇により次は Triple α 反応が起こり、 $He \rightarrow C$ の核燃焼反応が起こる。

コア温度が低く次の核反応ができなくなると、自身の重さを支えるためにコアは収縮を始める。この重力収縮により中心温度を上げる事の出来る限り、星は C 燃焼、O 燃焼、Si 燃焼の段階を踏み、新たな元素を生み出して進化していく。

重力収縮とともにコアの温度だけではなく密度も高まる。次の核燃焼に中心温度が達しないまま、コアのほとんどの電子が縮退に至る密度に達し、縮退圧が自己重力を支えるようになるとコアはそれ以上収縮せず、外殻に残った物質の核燃焼のみ進行する。この時コアでは、自己重力と縮退圧が釣り合っており、その質量限界を Chandrasekhar 質量 ($M_{ch} \sim 1.46M_{\odot}$) という。縮退圧で支えられるようになったコアは、縮退圧には温度依存性がほとんど無いため、重力収縮すること無く予熱を外側に放射していく。この段階 (漸近巨星分岐星) では縮退コア外層部の He 殻の燃焼により不安定な状態にあり、しばしば He 燃焼を爆発的に起こし、その熱を外層に伝え、星風として次第にその外層を吹き飛ばしていく。こうして、H、He の外層をほとんど吹き飛ばし、Chandrasekhar 質量に近い質量のコアのみとなった縮退星を白色矮星 (White Dwarf) と呼ぶ。

一方、CO コアに至った段階で温度が C の燃焼を十分に行うことのできる温度に達した大質量星は次に

ONeMg コアをつくる。更に、ONeMg コアで温度が O 燃焼に至った大質量星は Si コアをつくる。既に、O、Ne、Mg、Si の光分解を行うのに十分な温度であるので、強い γ 線により叩き出された α 粒子と結合して Si から先の元素を最も安定な Fe を作る (Si 燃焼) まで行う。こうして Fe コアができた段階で中心部は核燃焼をやめる。

こうして星の中心部は自己重力を支えるための圧力源となる燃料をなくし、重力崩壊への道をたどる。

1.1.2 熱核燃焼型超新星爆発

超新星爆発の中でも、最も明るくなった時 (ピーク) から間もない期間のスペクトルにおいて H 吸収線が見られなく、Si 吸収線が強く見られる超新星爆発のことを Ia 型超新星爆発と呼ぶ。

Ia 型超新星爆発の重要な特徴は、多少の個体差をストレッチ因子と呼ばれるピーク等級と減光率の関係を表す因子で補正できることに有る (Phillips, 1993)。このことから Ia 型超新星爆発は宇宙の距離を測る標準光源として用いることができる。その標準光源としての利用における最たる成果は Saul Perlmutter、Brian P. Schmidt、Adam G. Riess らによる宇宙加速膨張の発見とダークエネルギーの存在の実証であり、2011 年にノーベル物理学賞の対象となった。

発生メカニズムに関して、第一に、明るさから推定されるその爆発のエネルギーが Chandrasekhar 質量の星の束縛エネルギーに等しいこと、第二に、星形成の盛んな環境のみならず楕円銀河を含む多様な環境からその発生が観測され、進化の進んだ或いは進化を終えた星との関係が示唆されることから、Ia 型超新星爆発の爆発以前の姿は白色矮星であると考えられている。爆発直後の観測から、親星がコンパクトな星であったことが確認された例もある (Nugent et al., 2011; Bloom et al., 2012)。

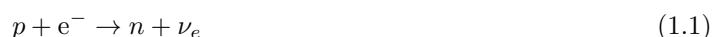
Chandrasekhar 質量である白色矮星が爆発するためには新たに質量を獲得しなければならない。その供給源は白色矮星と連星系を成していた伴星であると考えられているが、この伴星がどのような姿であるかは未だよく分かっていない。現在最も有力なモデルは 2 つある。伴星が主系列星あるいは赤色巨星でありその外層を白色矮星に供給するという single degenerate モデルと、伴星も白色矮星であり互いに角運動量を失って衝突、合体することで質量を供給する double degenerate モデルである。いずれのモデルに関しても、爆発する白色矮星の内部で起こる過程は同じである。Chandrasekhar 質量である白色矮星は質量を獲得すると、縮退コアが重さに耐えられなくなり、重力収縮する。重力収縮と同時に、コア内部の温度は上昇しやがて C の燃焼温度に達し爆発的に燃焼する。燃焼時に解放されるエネルギーが Chandrasekhar 質量の束縛エネルギーを超えるため、Ia 型超新星爆発は星全体を吹き飛ばす爆発になる。この機構が熱核燃焼型超新星爆発と呼ばれる所以である。

ここまで説明してきたように、Ia 型超新星爆発が標準光源となれるのにはその発生機構と Chandrasekhar 質量に関係している。Ia 型超新星爆発は主に ^{56}Ni の β 崩壊により生成されるエネルギーで、可視光帯において約 20 日間明るく輝き続ける。

1.1.3 重力崩壊型超新星爆発

重力崩壊型超新星爆発は本章はじめに説明したように、II型およびIb/c型の超新星に対応すると考えられている。重力崩壊により超新星爆発が引き起こされることはBaade and Zwicky (1934)によって初めて提唱された。その発生機構は星のコアの重力崩壊に起因するものであり、Chandrasekhar 質量のCOコア全体が爆発するIa型超新星爆発とは異なり、その爆発時のコア質量、コアの進化段階、星周環境に応じた観測的性質の差異が生じる。

図 1.2 にあるように、 $M_{\text{MS}} > 8M_{\odot}$ である星は核燃焼をONeMgコアまたは、鉄コアに至るまで進める。ONeMgコアに至る大質量星のうち、電子捕獲反応が優勢になる中心密度に至らなかった星はこのコアを縮退させ、ONeMg白色矮星となる。中心密度が $\rho_c > 4 \times 10^9 \text{ g cm}^{-3}$ となったコアでは



といった電子捕獲反応が進むようになる。このコアでは一度は縮退するが、電子数の減少により縮退圧が下がるため、再び重力収縮が始まる。収縮による温度上昇はOの核燃焼を爆発的に進行させるが、電子捕獲反応が起こる中ではニュートリノがエネルギーを外に持ち出していくため、星全体に至る核燃焼の暴走は起こらずに重力崩壊を続ける。コアでの核統計平衡が実現した後、コア中心が核密度($\rho \gtrsim 2.7 \times 10^{14} \text{ g cm}^{-3}$)を超えた時点で、核力の障壁による跳ね返りで爆発する。これが重力崩壊型の中でも電子捕獲反応型超新星爆発と呼ばれるものである。この過程ではO燃焼が急速に進んだことによりコアの圧力勾配が大きい構造をしており、星を吹き飛ばすのは比較的容易な構造と言える。

鉄コアに至った星において、鉄光分解型の超新星爆発がある。これは高温コア内の強いエネルギーを持った光子がそのエネルギーを鉄族元素を α 粒子まで崩壊させるために使ってしまうことで、急激な温度低下と重力収縮を引き起こす機構である。鉄コアの重力崩壊における爆発の全エネルギーは $E_{\text{bound}} \sim 3 \times 10^{53} \text{ erg}$ に昇るが、この99%はニュートリノが鉄の光崩壊の際に持ち出してしまふことが分かっており、爆発に至るためのメカニズムは未だ多くの議論がなされている。

1.2 超光度超新星爆発

超新星爆発の中には静止系での明るさが $M_{\text{peak}} < -21 (L \gtrsim 7 \times 10^{43} \text{ [erg/s]})$ を超えるようなものも発見されており、それらは超光度超新星爆発(SLSN)と呼ばれている。超新星爆発の観測の発展とともにここ10年で多く発見され、スペクトルと光度曲線による分類(Gal-Yam, 2012)が以下のようにされている。

- SLSN-I: スペクトルにH吸収線が弱いあるいは確認されないものが分類される。3000Åをスペクトルのピークとして紫外から可視青側にかけて構造があり、スペクトルの中にOII由来の強い吸収線が確認される(Mazzali et al., 2016)。光度曲線は ^{56}Ni の崩壊で説明されるよりも早く減衰する。
- SLSN-II: スペクトルでH吸収線が確認できるもの。そのスペクトルから多量のHを含む星周物質との相互作用を効率的に起こす超新星爆発と考えられる。SLSNの中では最も多く見つかった種類である。爆発周囲の環境の情報は多く得られるが、内部の情報はその星周物質により、解き明かすのが困難である。

- SLSN-R: スペクトルに関しては Ic 型によく似ており、SLSN-I 型に比べるとやや赤いスペクトルを示す。光度曲線はピークの後に ^{56}Ni の崩壊で説明できる減光率 ($0.0098 \text{ mag day}^{-1}$) を示す。数太陽質量程度の ^{56}Ni が生成されるような爆発が置いていると考えられ、対不安定型超新星爆発によるものと示唆される。SN2007bi などがこの対不安定型のモデル (Rakavy and Shaviv, 1967) で説明される (Gal-Yam et al., 2009)。但し、ピーク後の光度曲線が SN2007bi に良く似た他の観測では増光の時間が対不安定型による予想よりも早く、他のモデル (マグネターモデル) で適切に説明できることが示唆されている (Nicholl et al., 2013)。

さらに一般の超新星爆発の継続時間が最大 30 日程度に対して、SLSN は 50 日程度と長い間輝く (Nicholl et al., 2015)。また、上述のタイプごとの母銀河の性質についても研究が進みつつある。近傍観測 ($z \lesssim 0.5$) においては、Perley et al. (2016) により、SLSN-I は $M_* < 2 \times 10^9 M_\odot$ 、 $12 + \log [\text{O}/\text{H}] < 8.4$ の銀河に存在が偏っていることが分かっている。これらは主に観測上は暗く、青い銀河に分類される (Sanders et al., 2013)。

1.2.1 発生機構と母天体

現在考えられている発生機構は以下のとおりである。

- 対不安定型超新星爆発: 主に SLSN-R 型を説明するプロセスに相当する。コアの温度が $T > 10^9 \text{ K}$ を超えると光子は電子、陽電子を対生成するエネルギーを得る ($\gamma(1.02 \text{ MeV}) \rightleftharpoons e^+ + e^-$)。この反応は吸熱 (運動エネルギーを失う) 反応である。 $100 M_\odot$ 以上の星では比較的核心の密度は小さいまま進化する。コアの密度が小さいと、O 燃焼が始まる前にコアはこの対生成反応により圧力を獲得できなくなり、重力不安定に陥る。Ia 型超新星爆発のプロセスと同様に、重力収縮とそれに伴う急激な O 燃焼により、最終的に星全体の爆発に至る (但し、星周環境、親星の状況が Ia 型超新星爆発と全く異なる)。この時にコア質量に応じて、大量に ^{56}Ni を含む鉄族元素が生成される。そのため、SLSN-R 型のような光度曲線を説明するのに適していると考えられている。

PISN ($140M_{\odot} \lesssim M \lesssim 300M_{\odot}$)

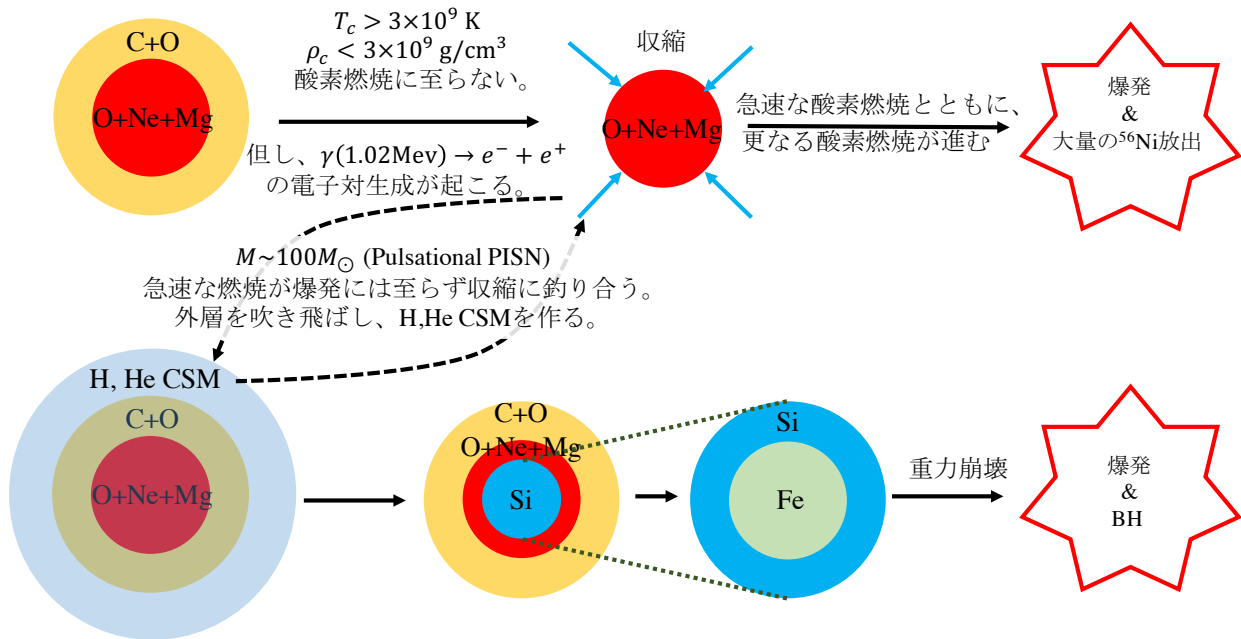


図 1.3: PISN の発展過程を模式的に示した図。 $140M_{\odot} < M < 300M_{\odot}$ の星は $T \sim 3 \times 10^9$ K の O 燃焼が始まる温度以前に $\gamma(1.02 \text{ MeV}) \rightarrow e^+ + e^-$ の対生成反応が進む。この吸熱反応により、コアは急激に収縮し O 燃焼が劇的に進み、そのまま各燃焼を進め星全体を爆発させる。一方 $M \sim 100M_{\odot}$ の時、図下部のように全体を吹き飛ばすほどに O 燃焼が成長せず、安定不安定を繰り返し外層を吹き飛ばした後に、重力崩壊型と同様のプロセスを辿る。

- マグネターモデル: $M_{\text{MS}} \gtrsim 8M_{\odot}$ の星が重力崩壊型超新星爆発を起こすと鉄コアは重力崩壊によって潰れ、爆発後に中性子星やブラックホールのような高密度天体が残ることが分かっている。マグネターモデルは原始中性子星がコアに残る $8M_{\odot} < M < 30M_{\odot}$ の恒星の最期に相当する。軟ガンマ線リピーターや X 線パルサーの観測から、中性子星の一部はその誕生とともに強磁場 ($B \sim 10^{14-15}$ G) を持ち、 $P = 5-12$ s の周期で高速回転している場合がある事が知られている。マグネターモデルはこの磁場と回転のエネルギーを超新星爆発の放出物質に与え放射のエネルギーに変えることで、超光度を実現するモデルである。簡単なオーダー推定の下、初期回転周期 $P_i = 2-20$ ms、磁場 $B = 10^{14-15}$ G といった中性子星の現実的なパラメータ範囲で $L_{\text{peak}} \sim 10^{43-45}$ erg/s を実現可能である (Kasen and Bildsten, 2010)。

マグネターモデル ($8M_{\odot} < M < 20M_{\odot}$)



図 1.4: マグネターモデルの模式図。重力崩壊型超新星によって中心に中性子星が残される場合がある。マグネターモデルは中心に残る中性子星が強磁場、高速周期の回転をもつ場合に、そのエネルギーを超新星による放出物質に効率良く与え、放射のエネルギーに変換することで、観測される超光度を実現するモデルである。

- 星周物質 (外層物質) 相互作用型: 主に SLSN-II 型がこのメカニズムで説明されると考えられている。爆発以前に強い星風によって H を含む多量の星周物質が蓄積され、爆発時の衝撃波が運動エネルギーを光学的に厚い星周物質に与えて加熱することで、星周物質が放射を行うモデルである。このプロセスを非常に大きな半径 $R > 10^{15}$ cm を持つ星の外層との相互作用で行うモデルも存在する。変動の継続時間が長いのは后者であり、前者で説明できない観測も存在する。他の SLSN モデルとは異なり、爆発から与えられる運動エネルギーは 1.1.3 小節で説明したような運動のエネルギー $E_k \sim 10^{51}$ erg から変えることなく説明可能である。よく知られたメカニズムで説明できることが利点である。

Shock interacting CSM ($8M_{\odot} < M$)

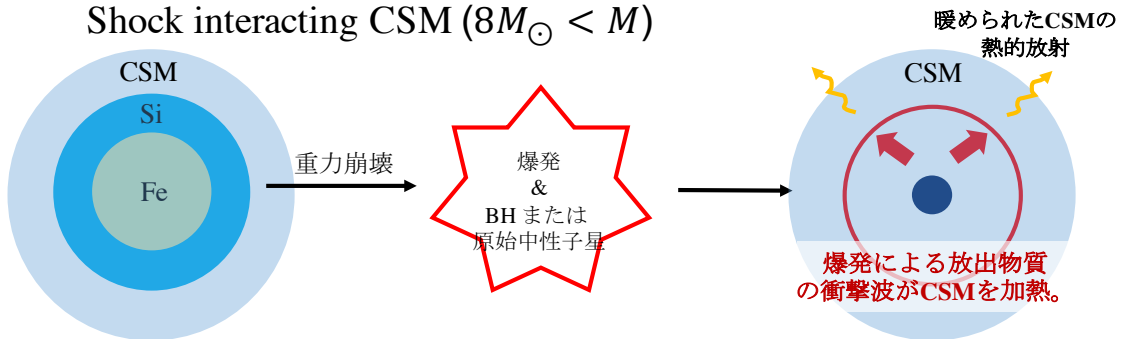


図 1.5: 星周物質相互作用型の模式図。モデルの構造としては II_n 型等の変動タイムスケールを説明するものと同様である。星の進化の段階で、星風等による大量の外層の放出があった場合にそれらは星周物質として高密度で存在することになる。重力崩壊型超新星爆発によって放出される物質とそれらの星周物質が衝突することにより、放出物質の運動エネルギーを効率的に星周物質に与え、熱的に星周物質内で放射を行うモデルである。

以上のように、考えられているモデルは、大量の ^{56}Ni を生成するプロセス、放射のエネルギー源となる中心残骸、強い星風を起こす親星の存在、をそれぞれ必要としている。超光度を実現するために考えられているモデルは、全て親星が大質量星であることが前提となる。このことから、超光度超新星の親星は大質量星であると考えられている。そのため、星形成率 $\rho_{\text{SFR}}(z)$ として、

$$\rho_{\text{SLSN}} \propto \rho_{\text{SFR}}(z) \quad (1.2)$$

と超光度超新星の発生率は星形成率進化に比例していると考えられる。超光度超新星は遙か昔の宇宙から現在に至るまでの星形成進化の理解に深く結びついた現象であると言える。

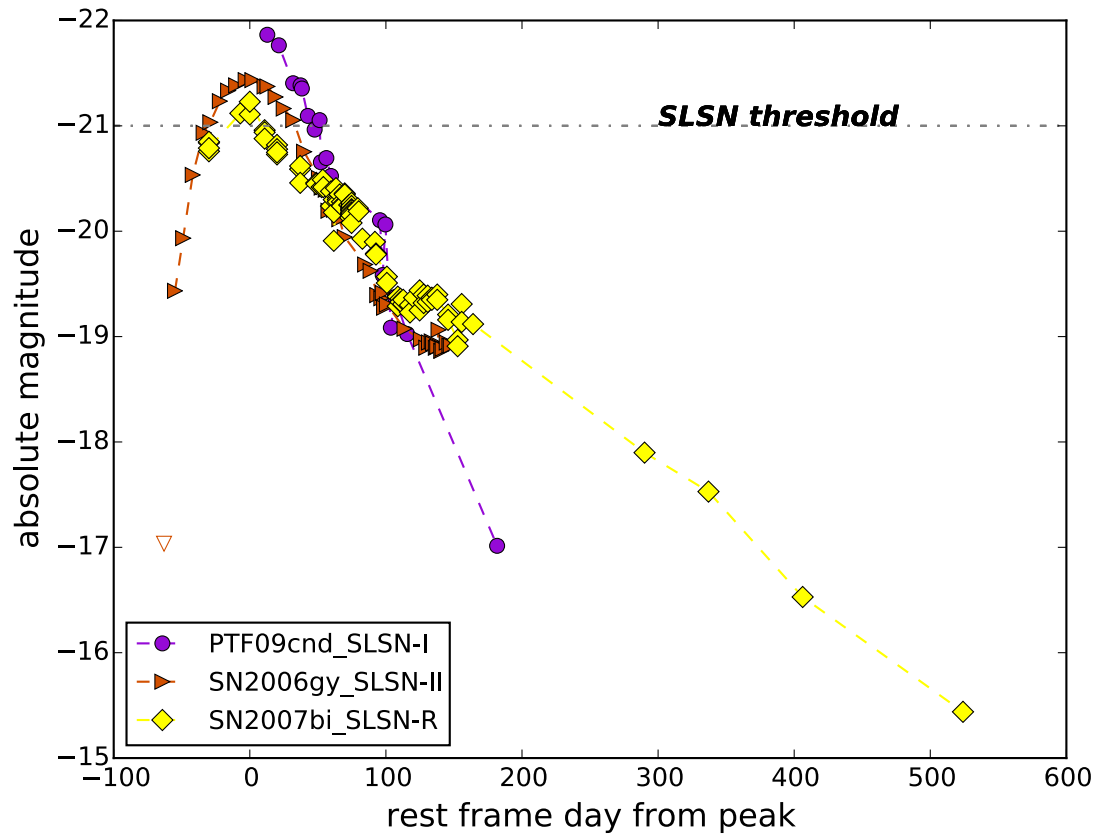


図 1.6: 超光度超新星の光度曲線の例。SLSN-I の例として、PTF09cnd の B バンド等級、SLSN-II の例として、SN2006gy の R バンド等級 (母銀河による減光を補正済み $A_R = 1.25$ (Smith et al., 2007)), SLSN-R の例として SN2007bi の R バンド等級をそれぞれ示した (Gal-Yam, 2012)。

1.2.2 超光度超新星爆発の探査

本小節では、近年の超光度超新星爆発 (SLSN) の探査観測について述べる。本研究では最終的にこれらの観測から得られた SLSN の発生率との比較を行う。これらの先行研究で発見された SLSN はそれぞれ 2-7 個程度であり、その統計数が未だに少ないことが SLSN 発生起源の同定を困難にしている。また Cooke et al. (2012) では最遠方 SLSN ($z = 3.9$) が見つかっており、SLSN 遠方宇宙の星形成を解明する鍵となる観測が可能であることを示している。

これらのことから、一般的に言われる観測に関わる性質は以下のようにまとめられる。

- SLSN-II 型が SLSN-I 型に対して 3-4 倍ほど多く見つっている。
- SLSN-I は比較的暗い銀河で多く見つっている。

- SLSN-II 型は暗い銀河、明るい銀河問わずに見つかっている。
- 光度曲線が比較的長いタイムスケールの変動である。
- 放射のエネルギーは全体で $\gtrsim 10^{51}$ erg にも達する。

以下に代表的な先行研究の結果を紹介する。

Quimby et al. (2013b)

R. M. Quimby らは Robotic Optical Transient Search Experiment-IIIb (ROSTE-IIIb) 望遠鏡を用いた SLSN 探査を行った。ROSTE-IIIb は近傍 (< 200 Mpc) 銀河の広域観測を対象とした、変動天体探査用の望遠鏡 (主鏡 0.45m 地上光学望遠鏡) である。

2004 年 11 月から、2009 年 2 月までの約 500deg^2 に渡る広域探査で、彼らは 5 つの SLSN 候補天体を発見し、分光観測によってこれらを 1 つの SLSN-I、3 つの SLSN-II 及び、1 つの分類不可な明るい変動天体に分類した。さらに、既存の SLSN 分光観測データを用いることにより、SLSN のスペクトル進化モデルを作成することで既存の観測の k -補正を行い絶対的な明るさを定め、SLSN のピーク絶対等級分布のモデルを推定した図 1.7。このピーク絶対等級分布モデルからランダムに SLSN を発生させるモンテカルロシミュレーションにより、観測効率を算出した。

最終的に、観測された 1 つの SLSN-I (SN2005ap) から SLSN-I 型の発生率を $z = 0.17$ において、 $\rho_{\text{SLSN-I}} = 32_{-26}^{+77} [\text{Gpc}^{-3} \text{ year}^{-1}]$ と、3 つの SLSN-II (SN2006tf, SN2008am, SN2008es) から $z = 0.15$ における、SLSN-II 型の発生率を $\rho_{\text{SLSN-II}} = 151_{-82}^{+151} [\text{Gpc}^{-3} \text{ year}^{-1}]$ と、分類できなかった 1 天体を加えて、 $z = 0.16$ における SLSN 全体の発生率を $\rho_{\text{SLSN}} = 199_{-86}^{+137} [\text{Gpc}^{-3} \text{ year}^{-1}]$ と見積もった。

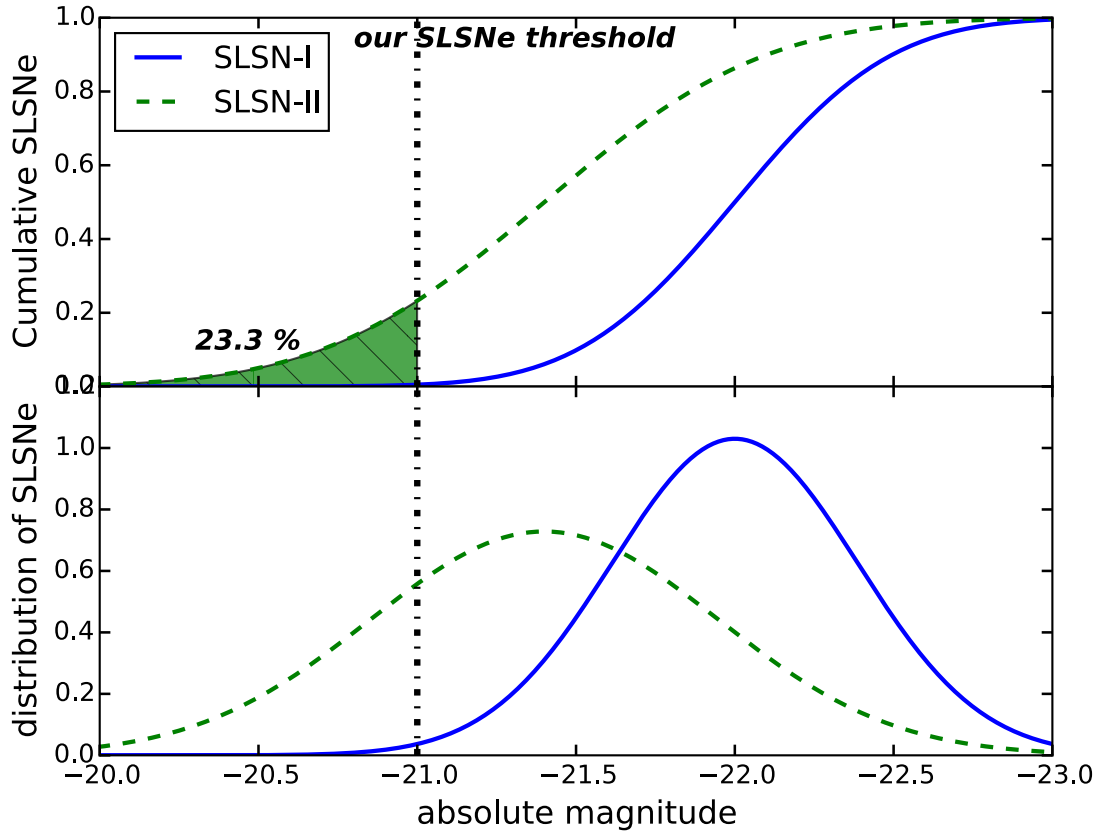


図 1.7: Quimby et al. (2013b) により、近傍の SLSN18 天体から得られたタイプ別のピーク光度分布のモデル。おおよそ、SLSN-I: $\mu = -22.0\text{mag}, \sigma = 0.3$; SLSN-II: $\mu = -21.4\text{mag}, \sigma = 0.6$ のガウス分布でそれぞれ良く表せる。

McCrum et al. (2015)

M. McCrum らは Pan-STARRS1(PS1) を用いた、2010 年 4 月から 2011 年 7 月にかけての観測によって、カタログに載っている銀河または $m < 23.5\text{ mag}$ である点源から $3.4''$ 以上離れて検出された、母銀河が見られない (host less) 変動に限って探査を行い 249 個の変動天体を発見した。

この変動天体の内、40 個は分光観測を行い 28 個を Ia 型、12 個を重力崩壊型 (Ib, II, II_n 型) に分類した。但し、この内 PS-110afx 呼ばれる SN に関しては SLSN として扱われていたが、Quimby et al. (2013a, 2014) によって、前景銀河の重力レンズ効果により明るく観測された Ia 型であると示されたので、SLSN からは除かれている。結果的に重力崩壊型 12 個の内、7 個が分光により SLSN と同定された。また、光度曲線のフィッティングにより、Ia 型 48 個、重力崩壊型 45 個に分類し、残る 116 個は光度曲線が不完全な (信頼できる検出が少ない) もので、SN-like としてそれ以上分類されていない。この観測内の SLSN の赤方偏移はスペクトルから同定され、 $z \sim 0.5$ 周りの SLSN が得られている。同定された SLSN と重力崩壊型の発生数から、 $0.3 \leq z \leq 1.4$ の範囲で重力崩壊型超新星爆発に対して、SLSN の割合を $\rho_{\text{SLSN}}/\rho_{\text{CC}} = 3_{-5}^{+3} \times 10^{-5}$ と求めている。また、光度曲線により重力崩壊型に判定された 45 個の天体の内、Ia 型で説明されるより

も十分に明るい ($m_{AB} < 22$) 候補十数個から、分光観測の結果を踏まえた $\sim 60\%$ を、光度曲線判定による SLSN として選出した。これらを加えて、上限を $\rho_{\text{SLSN}}/\rho_{\text{CC}} = 8_{-1}^{+2} \times 10^{-5}$ で与えている。

図 1.8 では観測体積の平均を考慮して $z \sim 1.11$ で $f_{\text{MacCrum}} \equiv \rho_{\text{SLSN}}/\rho_{\text{CC}} \sim 5.5 \times 10^{-5}$ とすることで、

$$\rho_{\text{SLSN}}(z = 1.11) = \frac{\rho_{\text{CC}}(z = 0.3)}{\rho_{\text{SFR}}(z = 0.3)} \times f_{\text{MacCrum}} \times \rho_{\text{SFR}}(z = 1.11) \quad (1.3)$$

により求めている。但し $\rho_{\text{CC}}(z = 0.3)$ は Bazin et al. (2009) による観測結果から、

$$\rho_{\text{CC}}(z = 0.3) = 1.42 \times 10^5 \text{ [Gpc}^{-3}\text{yr}^{-1}] \quad (1.4)$$

を、 ρ_{SFR} は Cole et al. (2001) から、

$$\rho_{\text{SFR}}(z) = \frac{(0.017 + 0.13z)h_{70}}{\left(1 + \left(\frac{z}{3.3}\right)^{5.3}\right)} \quad (1.5)$$

をそれぞれ用いている。

Cooke et al. (2012)

J. Cooke らは Canada-France-Hawaii Telescope(CFHT) Legacy Survey により、2 個の SLSN を発見した。

この観測は 2006 年から 2008 年にかけて半年ずつの間隔を空けて行われた。観測データから $z \sim 2-5$ の範囲の Layman break 銀河 (LBG) をカラーにより選出し、それらに対象を絞った遠方超新星探査を行っている。その内の $z \sim 2.4$ の銀河で、変動天体を母銀河の中心位置で観測した。変動ピークから十分に時間をおいた後に母銀河の分光観測を行うことによって、変動検出以前 2 年間他の変動がなかったことと、後に取られたスペクトルから活動銀河核である可能性は棄却され、それぞれ $z = 2.05, 3.90$ の LBG であることが同定された。発見された超新星爆発は $M_{\text{FUVpeak}} = -21.2, -21.6$ の超光度超新星であることが同定され、 $z = 3.90$ に位置するものは史上最遠方の超光度超新星の発見になっている。得られた情報は限られているが、 $z = 2.05$ に位置するものは近傍観測における、SLSN-R 型の光度曲線に酷似している。

更にそれらの検出から、 $z \sim 2, 4$ における、SLSN の発生率を推定すると、それぞれの赤方偏移で同様に $\rho_{\text{SLSN}} \sim 4 \times 10^2 \text{ [Gpc}^{-3}\text{yr}^{-1}]$ と得られる。この値はそれぞれの赤方偏移の観測で、1 個ずつのみの観測で得られ得たものである。更に SLSN は遠紫外光で明るく輝くため、遠方銀河に限った観測では星周、母銀河内、銀河間の重元素による影響を受ける可能性が高い。従って、この値は下限を与えていると解釈されている。但し、この値によって近傍の SLSN 発生率と遠方の SLSN 発生率に明らかな差があり、星形成率の進化から予想されるように SLSN 発生率が進化していることを示唆する結果となった。

1.3 本研究の目的

本研究の目的はすばる望遠鏡 Hyper Suprime-Cam(HSC) を用いた、すばる戦略枠観測計画内の 2014 年 4 月から 2016 年 3 月にかけて行われた Deep 又は Ultra Deep 領域の観測データより、超光度超新星 (SLSN) を発見することにある。

すばる戦略枠観測計画の中で COSMOS 領域と呼ばれる領域をターゲットとした観測がおおよそ3ヶ月に一回の間隔で行われた。本来は1ヶ月以下程度の変動のタイムスケールである通常の超新星爆発 (SN) の探査を、この間隔で撮られた観測データで行うことはできない。しかし、SLSN は静止系で50日にも渡って明るく輝く現象である。更に、赤方偏移に伴い観測可能な時間が ($z \sim 2$ で5ヶ月程度) 長くなるため、特に遠方宇宙の SLSN に対しては適したサーベイとなる。

すばる望遠鏡 HSC のような広視野、高分解能を活かした探査観測によって、より多くの SLSN データセットを構築し、遠方宇宙での SLSN の発生率や SLSN の母銀河の性質を定めることは非常に重要な意味を持つ。また、Tanaka et al. (2013) はすばる望遠鏡 HSC の観測条件を3ヶ月間の観測期間で 30 deg^2 を掃き、1ヶ月のうち6日間隔で2回撮像を取るような探査観測に設定したときの見積もりを行っている。ここでは、検出の設定が1セットの観測日において異なる2種のバンドで $f > 5\sigma_f$ 以上の検出があり、且つバンドに関わらず全体で3回以上の $f > 5\sigma_f$ 以上検出があるものを候補天体と認定する条件のもと、SLSN は $z \lesssim 4$ の範囲で検出可能ということが示されている。従って、次章以降で説明される本研究に用いるデータの観測条件においてもおおよそ $z \lesssim 4$ までの SLSN は検出可能であり、今までにない多くの遠方 SLSN の発見が本研究で為されることが期待される (図 1.8)。

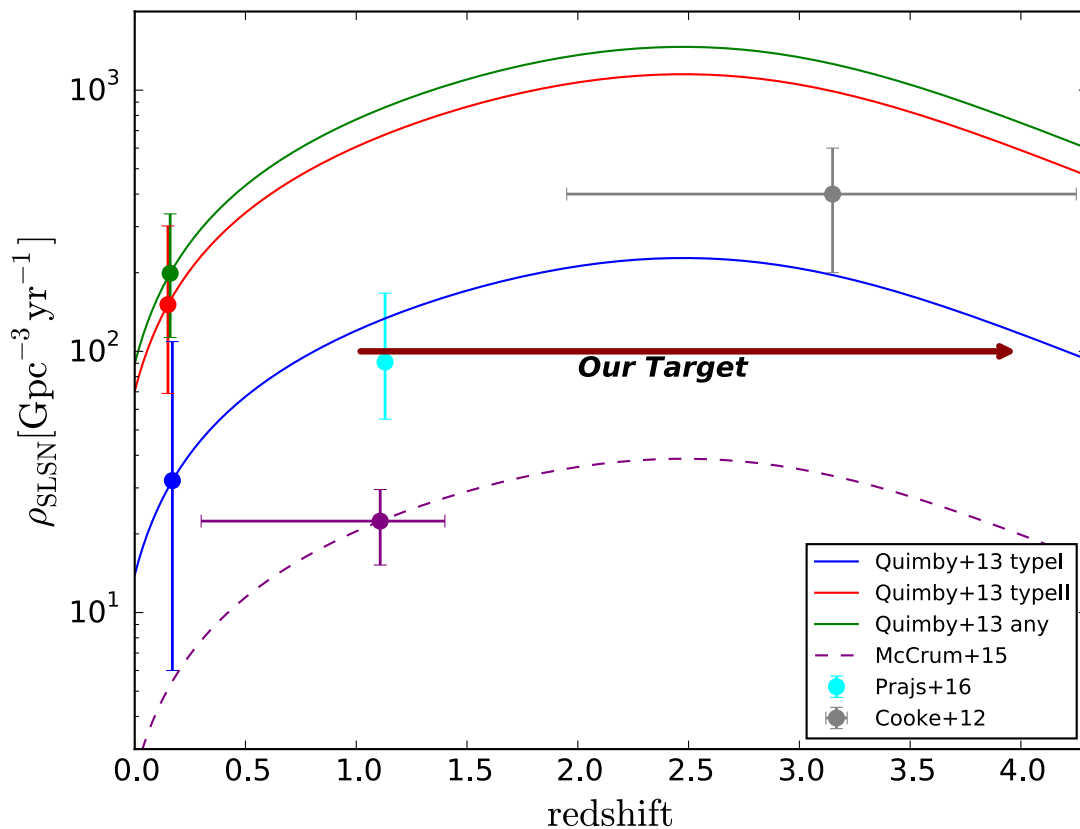


図 1.8: 現状観測による SLSN の発生率の赤方偏移進化。本研究に用いる観測では SLSN に対して $z < 4$ までの感度がある。共同体積を考えた赤方偏移平均を考えると、本研究では $z \sim 2.4$ 周りの発生率を求めることになる。

第2章 観測方法及び超新星探査方法

本章では本研究の目的である超光度超新星爆発の探査のために用いたデータの詳細と超新星爆発の分類方法を述べる。第1章で述べたように超光度超新星爆発は普遍的な超新星爆発よりも数十倍明るく、50日程度輝く現象である。これが遠方宇宙で起こると、観測者系では更に長い時間の変動が確認できることになる。

本章第1節では本研究で用いるデータの詳細を説明する。第2節では検出される様々な変動を分類する手法を述べる。

2.1 本研究に用いるデータ

2.1.1 すばる Hyper Suprime-Cam Strategic Survey Program

すばる望遠鏡とは、ハワイマウナケア山頂に位置する口径約8mの可視光天体望遠鏡である。そのカメラ部分にあたる Hyper Suprime-Cam (HSC) が2014年から共同利用を開始した。HSCは104枚のCCDを連ねたカメラであり、一度の撮像で90分角直径($\sim 1.8 \text{ deg}^2$)もの範囲を取れる広視野を備えた最新鋭の観測装置である。1枚のCCDは 2048×4096 のpixel数を持ち一回の撮像で8億7000万pixelものデータを取得することができる。

従って、本研究のような遠方の見かけ上暗い天体現象をターゲットとしたサーベイの場合に最適な観測装置である。更に、すばる望遠鏡HSCを用いたすばる戦略枠観測(SSP)と呼ばれる大規模サーベイが始まっている(図2.1)。また本研究では扱っていないが、このSSPにおける通常の超新星爆発をターゲットに含んだ変動天体に対するサーベイが2016年11月から始まっている(ここでは本研究に用いる撮像データを全てreference画像として用いている)。

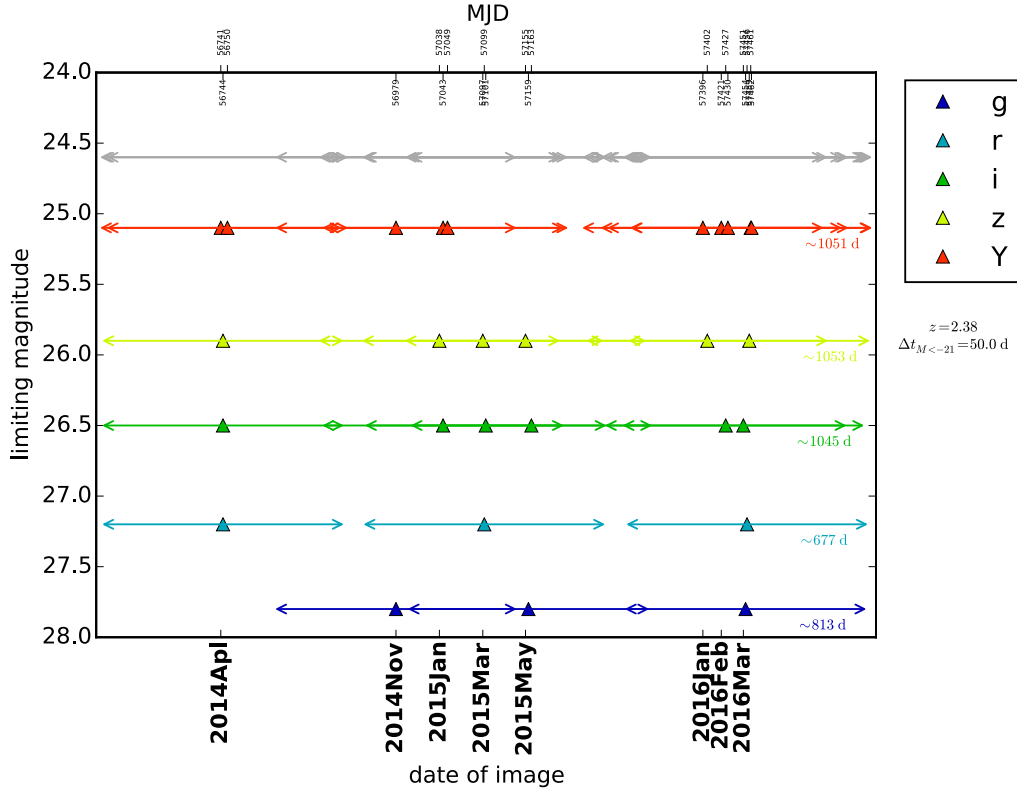


図 2.1: 本研究で用いた SSP COSMOS データの観測日とバンド限界等級 (NAOJ, 2013) を図示したものの。加えて、超光度超新星が -21mag 以上の明るさを持つ時間が静止系で $\Delta t_{M < -21} = 50\text{d}$ であること (Nicholl et al., 2015)、及び $z \lesssim 4$ までの SLSN が観測可能 (Tanaka et al., 2013) としたときの観測体積で重み付けした赤方偏移平均値 $z \sim 2.38$ を用いて算出した各撮像における観測時間を両端矢印で描いた。高赤方偏移における超光度超新星の変動時間の長さから、今回のようなスパースな観測でも超光度超新星は十分に発見可能であることがわかる。

2.1.2 HSC データの成形

超新星爆発サーベイにおける超新星爆発の検出は多くの場合画像の引き算によって行う (Sako et al., 2008)。まず、撮像観測における画像の出力についてを簡単に述べる。現代の可視光天体望遠鏡は主に CCD カメラが用いられており、得られた光子のカウントを電流に読み替えることで次元の配列として扱うことのできるデータとして出力される。

$$\text{data}_{\text{out}} = ((f_{\text{target}} + \text{sky}) \times \text{flat} \times t_{\text{read}} + \text{dark} \times t_{\text{dark}}) / \text{gain} + \text{bias} \quad (2.1)$$

data_{out} は光子のカウントを表す物理変数、 f_{target} , sky , dark はそれぞれ目的天体のフラックス、背景光のフラックス、暗電流のフラックス換算、 flat は CCD の感度、 t_{read} , t_{dark} は露光時間を表す。 gain は電流を電圧に直すときに発生する。すばる HSC の場合は dark に依る影響が殆ど無いので、 dark を扱わずに解析を行っている。画像のピクセルに埋め込まれたカウントフラックス値を $f_{\text{HSC_count}}$ として、今回用いるデータは、

$$m_{\text{AB}} = -2.5 \times \log(f_{\text{HSC_count}}) + 27 \quad (2.2)$$

となるように設定されているため、本研究における等級の算出には式 (2.2) を用いる。

HSCにおいて撮像された画像は式 (2.1) に示される画像処理に加えて、1晩 (10-20 min 露光 × 数回) の足し算とその平均化 (Coadd) により処理されている。さらに変動天体検出のためのデータは、各画像はバンドごとに2014年4月または2014年11月に最初に撮像された画像との引き算処理がされている。画像の引き算処理の過程によって、図 2.2 の subtraction ような画像データが生成されている。各ピクセルでは母天体の明るさを差し引いた値を得られるため、subtraction 画像から得られるフラックスは純粋な変動成分のみを表していると考えて良い。画像データに合わせて、HSCの検出パイプラインによって $f > 5\sigma_f$ 以上の検出があるピクセルに関してはフラッグが与えられており、これを用いて本研究では変動天体を探索する。

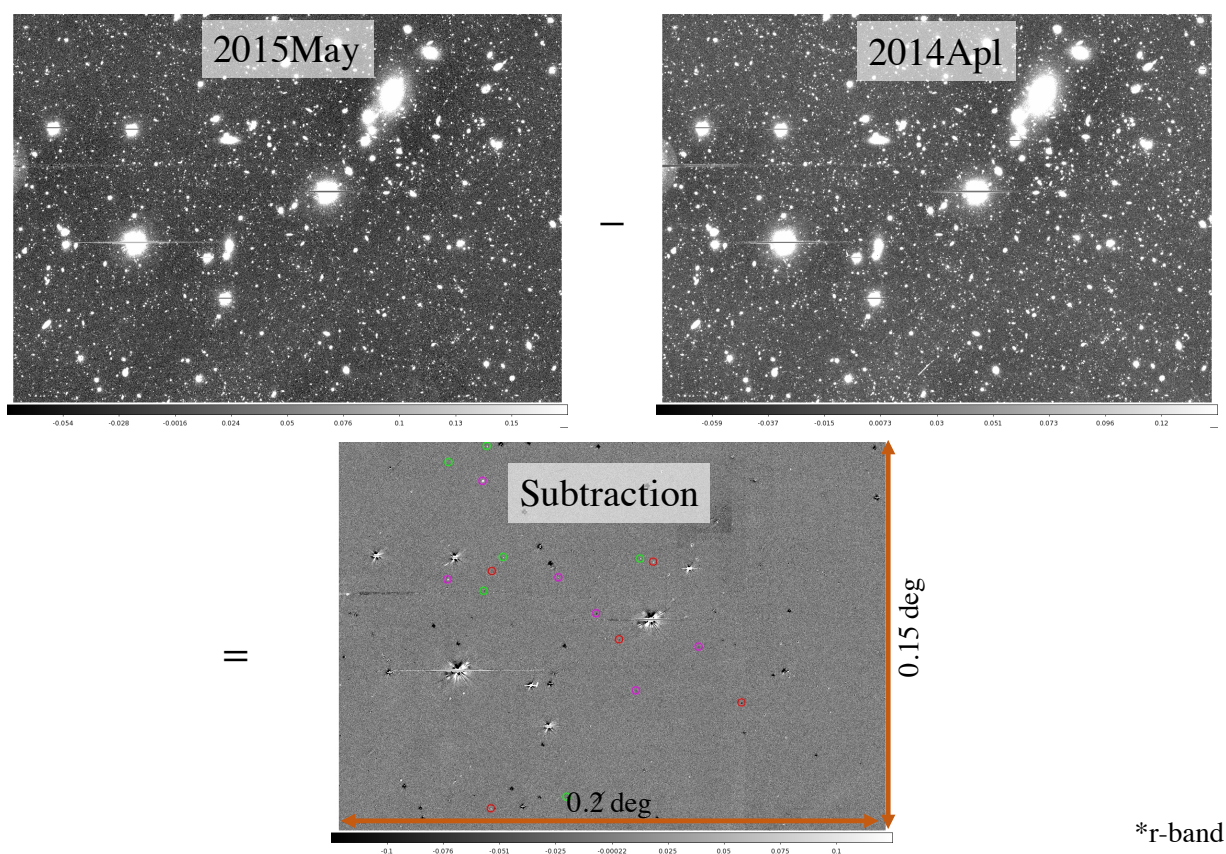


図 2.2: HSC 撮像データによる画像の引き算の図。r バンド撮像を例として用いた。また引き算後の画像において、緑丸枠は超新星爆発候補、赤丸枠は星の変動、マゼンタ丸枠は銀河中心変動にそれぞれ分類された検出点を表す。

図 2.2 を見ても分かるように、同じ領域を引き算した時にほとんど全ての天体が残っていない。この subtraction 画像に残っているのは変動した成分のみであるが、天体現象以外の変動も subtraction 画像内に残ってしまう。これらの誤検出の内ほとんどはパイプラインの処理過程によって除外されるものの、一部が偽天体 (=天体現象ではない変動検出) として残ってしまい、最終的に人の目で画像を確認することによって真の変動天体と偽天体に分ける必要がある。史上最大の広域観測である、Slone Digital Sky Survey における変動天体検出の結果を用いて、最近ではこれらの目視に依る作業を機械学習により行う手法を開発している研究もある (du Buisson et al., 2015)。

2.1.3 測光赤方偏移カタログ (Laigle et al., 2016) と絶対等級

Cosmic evolution survey (COSMOS) 領域とはろくぶんぎ座近く (地球から見て天の川銀河外縁方向) にある、赤経 +150.1163213 deg、赤緯 +2.20973097 deg を中心とした、約 2 deg² の多波長観測を目的とした観測領域である。現在では、X 線から電波観測まで宇宙望遠鏡、地上望遠鏡問わずに観測されている。Laigle et al. (2016) により、COSMOS 領域に存在する銀河のほとんどは多波長観測データから測光赤方偏移を求められており、この赤方偏移カタログは $z \sim 6$ までに渡る $\sim 6 \times 10^5$ 個の天体をカバーしている。

本研究における超光度超新星爆発への分類はその絶対等級の情報が不可欠となる。一般に超新星爆発の発生した母銀河までの距離を超新星の観測距離として、距離指数 (Distance Modulus) を決定しその絶対光度を測定する。正確な距離は母銀河の分光観測または爆発中の超新星の分光観測で測ることができるが、本研究では COSMOS 領域の遠方超新星を探索するために Laigle et al. (2016) で与えられた測光赤方偏移カタログを用いる。一部カタログ内には明るい天体周りにおける、バンド測光データが得られていない銀河に対しても強制的に測光赤方偏移が求められている。

ここで、超新星爆発の絶対等級を測光赤方偏移から求める手法を示す。天文学で明るさの指標として用いる絶対等級とは、10 pc の距離に対象の天体を置くことを仮定することで、その天体の絶対的な明るさの比較を可能にしたものである。この絶対等級を求めるために用いるのが、距離指数 μ である。絶対等級を M 、見かけの AB 等級を m_{AB} と置いて、

$$\begin{aligned} m_{AB} - M &= -2.5 \log_{10} \left(\frac{L}{4\pi d_L^2} \right) + 2.5 \log_{10} \left(\frac{L}{4\pi (10 \text{ pc})^2} \right) \\ \Rightarrow \mu &\equiv 5 \log \left(\frac{d_L}{10 \text{ pc}} \right) \end{aligned} \quad (2.3)$$

ここで、 L は天体のボロメトリックな絶対光度、 d_L は光度距離を表す。式 (2.3) は対象が近傍天体のときのみに正しい関係となる。

一方、宇宙論的距離にある天体の光の波長は一樣等方宇宙の測地線方程式から導かれるように、赤方偏移を受ける。 K -correction とは観測する波長帯 (観測バンド) と実際の (静止系での) 波長帯とのズレによって引き起こされる明るさの差を補正する手法である (Hogg et al., 2002)。

天体の静止系における光子の振動数を ν_e 、観測される光子の振動数を ν_o 、赤方偏移を z として、

$$\nu_e = (1+z)\nu_o \quad (2.4)$$

のように観測される光子の振動数は小さくなる。ここで観測されるバンドの感度 (つまり、振動数 ν の光子がカウントされる効率) を $R(\nu)$ として、観測される等級 m_R は ($f_\nu(\nu)$: 天体のフラックス密度、 g_ν^R : 基準天体のフラックス密度)

$$m_R = -2.5 \log_{10} \left[\frac{\int \frac{d\nu_o}{\nu_o} f_\nu(\nu_o) R(\nu_o)}{\int \frac{d\nu_o}{\nu_o} g_\nu^R(\nu_o) R(\nu_o)} \right] \quad (2.5)$$

である。一般には、バンドの感度も天体の静止系と観測系では形が異なる。絶対等級はその天体におけるバンドの感度を $Q(\nu)$ として、

$$M_Q = -2.5 \log_{10} \left[\frac{\int \frac{d\nu_e}{\nu_e} \frac{L_\nu(\nu_e)}{4\pi (10 \text{ pc})^2} Q(\nu_e)}{\int \frac{d\nu_e}{\nu_e} g_\nu^Q(\nu_e) Q(\nu_e)} \right] \quad (2.6)$$

ここで、フラックス密度 $f_\nu(\nu)$ でなく光度密度 $L_\nu(\nu)$ を用いたのは絶対等級の定義上、10 pc の距離に天体を置くことを仮定するためである。更に光度密度は観測系のフラックス密度と以下のような関係にある。

$$L_\nu(\nu_e) = \frac{4\pi d_L^2 f_\nu(\nu_o)}{1+z} = \frac{f_\nu\left(\frac{\nu_e}{1+z}\right)}{1+z} \quad (2.7)$$

右辺分母の $(1+z)$ は観測系と天体の静止系の間には波長の赤方偏移と同様に時間の差が生まれることに由来する。観測系におけるフラックスと同じ単位時間を考えると、天体の静止系での単位時間を $(1+z)$ 倍したものに相当する。式 (2.7) より、式 (2.6) は

$$M_Q = -2.5 \log_{10} \left[\frac{d_L^2 \int \frac{d\nu_e}{\nu_e} f_\nu\left(\frac{\nu_e}{1+z}\right) Q(\nu_e)}{(10 \text{ pc})^2 (1+z) \int \frac{d\nu_e}{\nu_e} g_\nu^Q(\nu_e) Q(\nu_e)} \right] \quad (2.8)$$

近傍での距離指数の定義式 (2.3) により、

$$m_R - M_Q = \mu - 2.5 \log_{10} \left[\frac{(1+z) \int \frac{d\nu_o}{\nu_o} f_\nu(\nu_o) R(\nu_o) \int \frac{d\nu_e}{\nu_e} g_\nu^Q(\nu_e) Q(\nu_e)}{\int \frac{d\nu_o}{\nu_o} g_\nu^R(\nu_o) R(\nu_o) \int \frac{d\nu_e}{\nu_e} f_\nu\left(\frac{\nu_e}{1+z}\right) Q(\nu_e)} \right] \quad (2.9)$$

$$K \equiv -2.5 \log_{10} \left[\frac{(1+z) \int \frac{d\nu_o}{\nu_o} f_\nu(\nu_o) R(\nu_o) \int \frac{d\nu_e}{\nu_e} g_\nu^Q(\nu_e) Q(\nu_e)}{\int \frac{d\nu_o}{\nu_o} g_\nu^R(\nu_o) R(\nu_o) \int \frac{d\nu_e}{\nu_e} f_\nu\left(\frac{\nu_e}{1+z}\right) Q(\nu_e)} \right] \quad (2.10)$$

となる。ここでは K 補正を $Q = R$ 、 $g_\nu^R(\nu_o) = g_\nu^Q(\nu_e)$ として簡略化し、

$$K = -2.5 \log_{10}(1+z) \quad (2.11)$$

とする。従って高赤方偏移における絶対等級と見かけの明るさの関係は、

$$M = m_{AB} - (\mu + K) \quad (2.12)$$

最後に、共同距離を χ とすると、

$$d_L(z) \equiv \chi(1+z) = (1+z) \int_0^z \frac{c \, dz}{H(z)} \quad (2.13)$$

$$M = m_{AB} - \left(5 \log_{10} \left(\frac{d_L(z)}{10 \text{ pc}} \right) - 2.5 \log_{10}(1+z) \right) \quad (2.14)$$

となる。本研究における、絶対光度は式 (2.14) によって測定される。絶対光度の算出が必要な超光度超新星の探査観測は観測領域の各銀河の赤方偏移の情報が得られる COSMOS 領域が適しているといえる。

2.1.4 突発天体の抽出

本研究ではどのようにして超新星爆発を発見するかが重要になる。次節で詳しく説明するように、変動天体を考えられる天体現象の候補として分類するが、そのためにはまず図 2.2 のような画像から偽天体を除かなければならない。すばる戦略枠観測において本研究のような変動天体サーベイは初の試みとなるため、

真の変動天体及び偽天体がそれぞれどのような画像データとなるのかを目視で確かめデータとして蓄積する必要がある。

今回、真の変動天体を抽出するために 43,165 個の変動天体候補の画像を目視によって確認した。HSC パイプラインにより、前小節で述べたように変動天体候補の場所はよく定まっている。その座標を用いて、この変動天体候補を 1 組ずつ図 2.2 のような CCD 全体の広範囲な画像から $3'' \times 3''$ または $6'' \times 6''$ の画像 (図 2.3) のように切り出すことで確認を行った。画像は以下の三種から構成される。

- reference 画像: r, i, z, Y バンドに関しては 2014 年 4 月、 g バンドに関しては 2014 年 11 月に撮られた最初の画像を指す。subtraction 画像の作成にはこれらを基準として引き算が行われる。
- new 画像: 各バンドで最初の観測日より後に撮られた画像。 g バンド 2 回、 r バンド 2 回、 i バンド 5 回、 z バンド 5 回、 Y バンド 8 回の計 22 回の撮像によって得られた画像がこれにあたる。
- subtraction 画像: 上述のように、(new 画像)-(reference 画像) によって得られた画像。引き算後に $f > 5\sigma_f$ 以上の検出があった座標の情報とともに得られる。

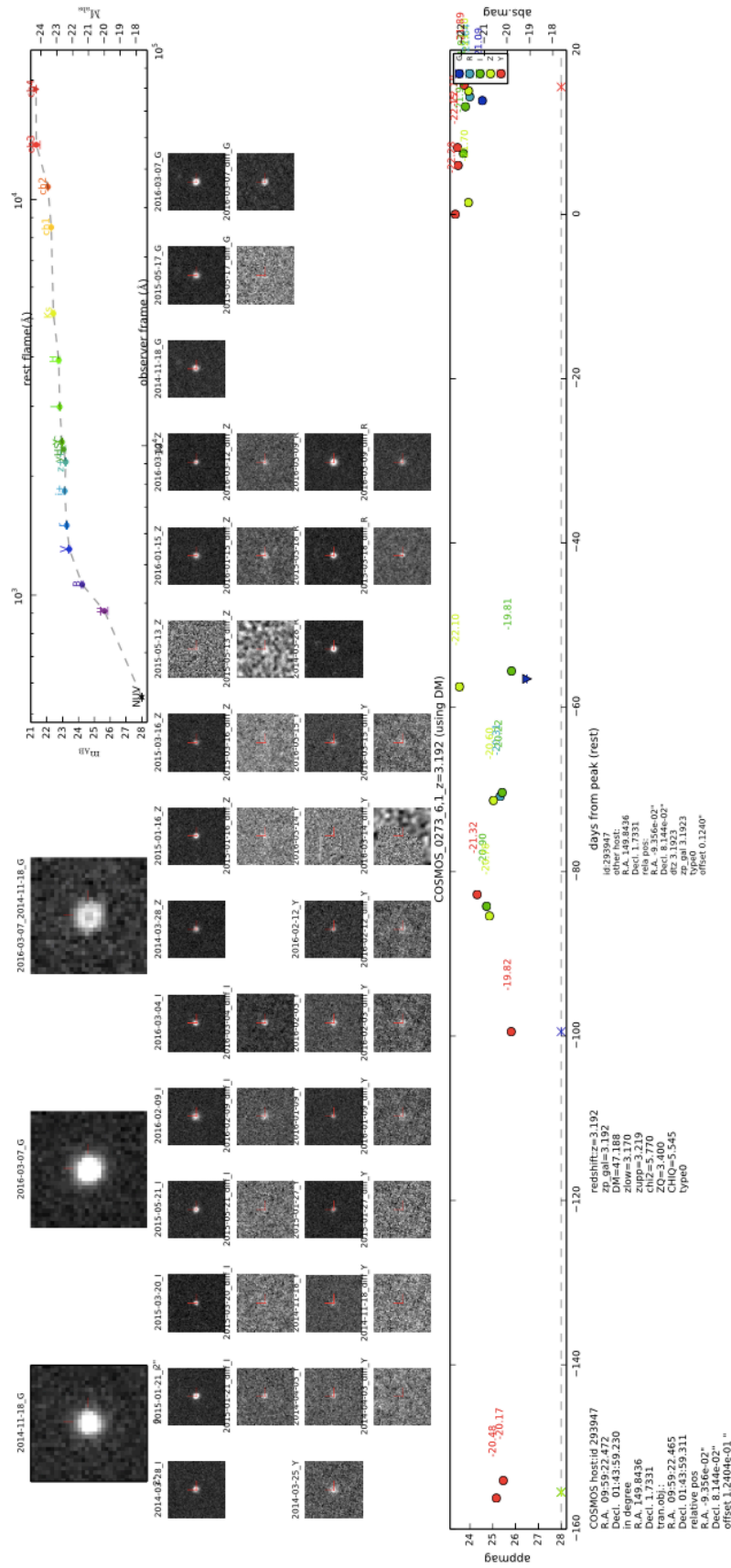


図 2.3: 1つの変動天体候補のHSC画像データの画像チェック用に使用した図。図左上:signal/noise比が最も高かった検出の画像を左から (reference,new,subtraction) の順に示している。図右上:最も変動天体に近いカタログ内の多波長測光データ (波長-等級図)。図中部:各バンド (波長-等級図) ごとに時系列に画像を並べて示している (1段目はreference及びnew画像、2段目はsubtraction画像)。図下部:光度曲線と母銀河候補の情報。この画像を用いて各変動天体候補を調べ、真の変動天体候補を選出した。例に示した画像は2.2節の分類でAGN候補となったもの。

図 2.3 を用いた基本的なチェックは、画像を見ることによって図 2.4a, 図 2.4b, 図 2.4c, 図 2.4d にあたる偽天体を除くことにある。また、画像チェックにより図 2.5a, 図 2.5b にあたるような変動天体に対しては subtraction 画像で検出された点が光度曲線中の検出と対応しているかどうかを確認し、正しい光度曲線が書かれていない天体が多くあることを見出した。2.1.5 小節で、光度曲線の算出方法を述べる。

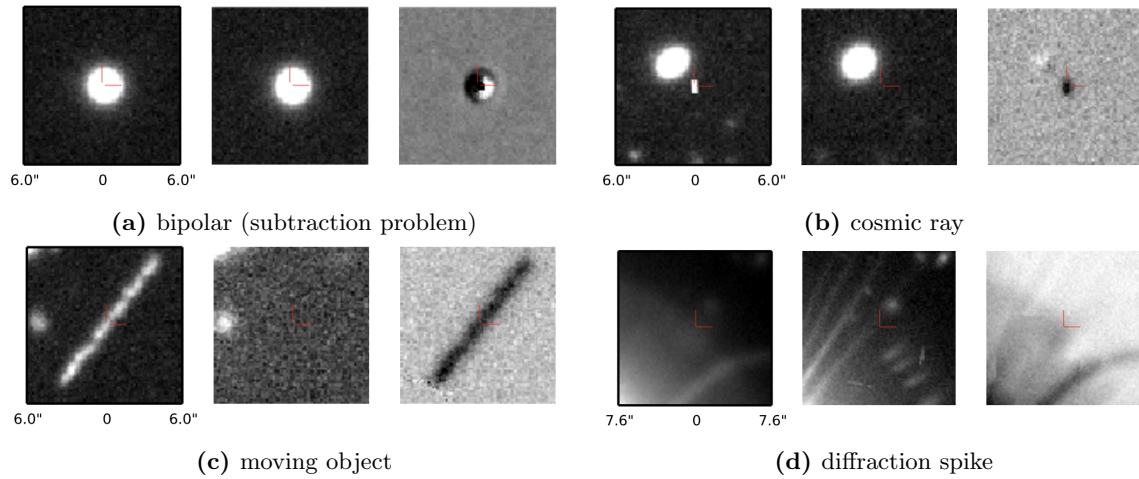


図 2.4: 誤検出の例

それぞれ左から順に reference、new、subtraction の画像を示している。

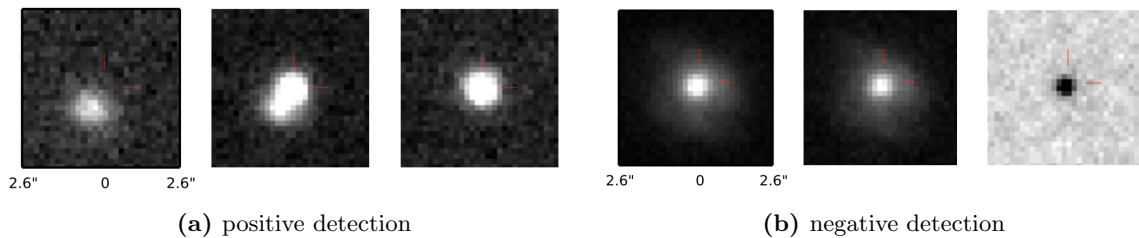


図 2.5: 正しい検出の例

それぞれ左から順に reference、new、subtraction の画像を示している。

2.1.5 光度曲線の算出

本研究では変動天体を分類するために 2014 年 4 月-2016 年 3 月の可視光領域 5 バンド (*grizY*)、計 27 回の観測の結果を基に光度曲線を作成した。光度曲線とは天体の時間-光度 (flux 又は等級) 図である。本研究では差分画像のデータをもとに母銀河の明るさが既に排除された値を用い、AB 等級に換算することで光度曲線を得た。図 2.3 にもあるように画像チェックの際にも暫定的な光度曲線の算出を同様の方法で行っている。AB 等級と、HSC パイプラインにより作成された subtraction 画像内のピクセル flux との変換は式 (2.2) で与えられている。 f_{count} は差分画像の変動検出点から直径 $3''$ ($\lesssim 18\text{pix} \times 18\text{pix}$) 以内のピクセルでカウントされたフラックスを足し合わせることで測光する。本研究での測光は図 2.6 のように円形

領域内に部分的に含まれる $r_1 - 9\text{pix}$ が 1pix 以下のピクセルのフラックスを部分的に足し合わせる (例えば $0.2 < 9\text{pix} - r_1 < 0.4$ であれば (足し合わせるフラックス) = (ピクセルのフラックス) $\times 0.2$ のようにする) ことで定義した。

更に図 2.5b にあるように、reference 撮像時に超新星爆発が起こっていた場合などには reference 画像と

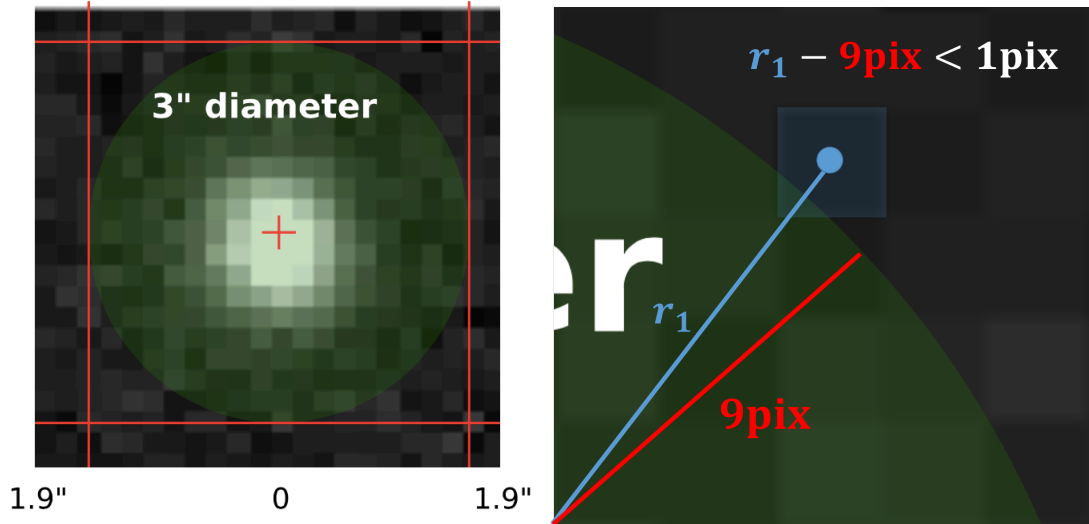


図 2.6: 測光の方法の概念図。ある超新星候補の差分画像で右図は左図の拡大図である。赤線は $18\text{pix} \times 18\text{pix}$ の範囲を示し、緑円は直径 18pix の範囲を示す。右図のように今回定義した変動点から 9pix 以内の部分的に含まれるピクセルに関しては、測光に用いる値をその含まれる範囲の割合にしたがって小さく見積もった。

比較して差分画像のフラックスが負値をとる場合がある。そのような超新星候補も扱えるようにするため、全観測日のフラックスを比較して最も小さい値を取った日のフラックス (f_{\min}) をその他の観測日のフラックス ($f_{\text{HSC_count}}$) から差し引くことで負値の検出による候補に対しても等級を算出できるようにする。

$$f_{\text{refine}} \equiv f_{\text{HSC_count}} - f_{\min} > 0 \quad (2.15)$$

$$m_{\text{AB}} = -2.5 \log_{10}(f_{\text{refine}}) + 27 \quad (2.16)$$

$$\sigma_{\text{refine}} \equiv \sqrt{\sigma_{\text{HSC_count}}^2 + \sigma_{\min}^2} \quad (2.17)$$

$$m_{\text{err}} = \frac{2.5}{f_{\text{refine}} \ln(10)} \times \sigma_{\text{refine}} \quad (2.18)$$

しかし、2.1.4 小節でも述べたように画像チェックで検出されているように見えない画像の点も $f > 5\sigma_f$ を超え、光度曲線上で検出と扱われてしまう問題が多く見られた。図 2.7 の左側を見ると、検出されているように見えない Y バンドがピークとなっていたり、変動を正しく表す光度曲線が描けていない。画像、光度曲線、データ値を見比べることで、フラックスの分散値が $\sigma_{\text{flux}} > 1.5$ となっている場合に図 2.7 の左側に見られるような、乱れた subtraction 画像になっている事が分かった。従って、本研究で光度曲線に用いるデータの内、フラックスの分散値が $\sigma_{\text{flux}} > 1.5$ または分散値が計算されていないもの ($\sigma_{\text{flux}} = \text{nan}$) を subtraction 画像から正しくフラックスを測光できない画像として、光度曲線のデータとして用いないことにした。式 (2.16) から、光度曲線中の最小フラックス値が上述の制限によって変わると検出基準も変化し、図 2.7 の左図から右図のように一部の i バンドの点が上限に変更されている。図 2.8 に以上の閾値により選別された画像の例を示した。

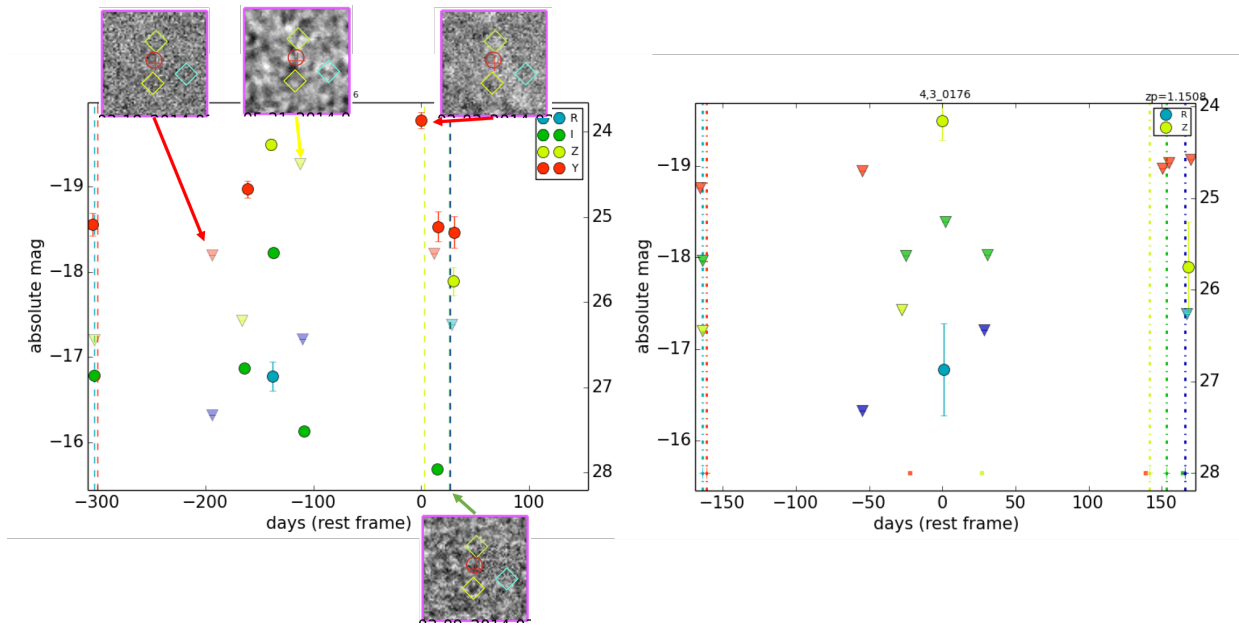


図 2.7: 光度曲線の再計算を模式的に示した図。左側はフラックスの分散値による閾値を設けずに描いた光度曲線と分散値 $\sigma_f > 1.5$ である点の差分画像を共に示した。右側はフラックス分散値が $\sigma_f < 1.5$ のみで描いた光度曲線。左側の画像を見ると、Y バンドのピークにあたる画像には何も写っておらず、*i* バンドの最小値を与える画像も分散値の大きな画像を用いており他の *i* バンドの値を不確かなものになっているおそれがある。一方、右図ではそのような問題のある画像が光度曲線から取り除かれ、画像の見かけと対応した光度曲線が描けている。(画像は図 2.8)

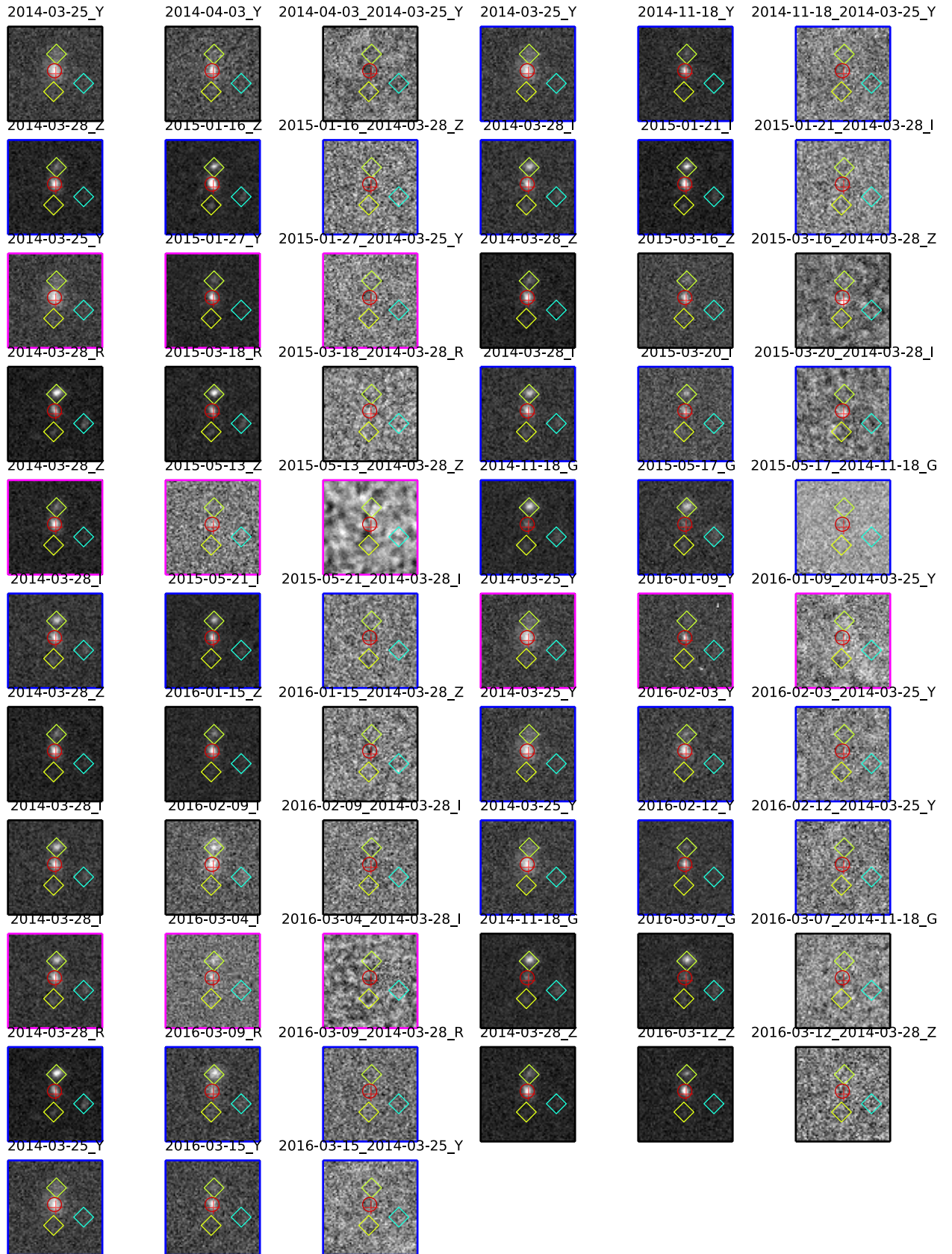


図 2.8: 図 2.7 に対応する画像データセット。3 枚 1 組で (reference, new, subtraction) になっている。枠なしが検出 ($f > 5\sigma_f$) された画像で光度曲線に用いられる点となる。マゼンタ枠がフラックス分散値 $\sigma_f > 1.5$ (または、nan) である画像で光度曲線に用いられない点となる。青枠が $f < 5\sigma_f$ で光度曲線中の上限を与える画像である。画像を見ると、2015 年 3 月の z, r, i バンドが正しい検出に見える。図 2.7 右側で $\sigma_f < 1.5$ のみから描かれた光度曲線によく対応している。

2.2 変動天体の分類方法

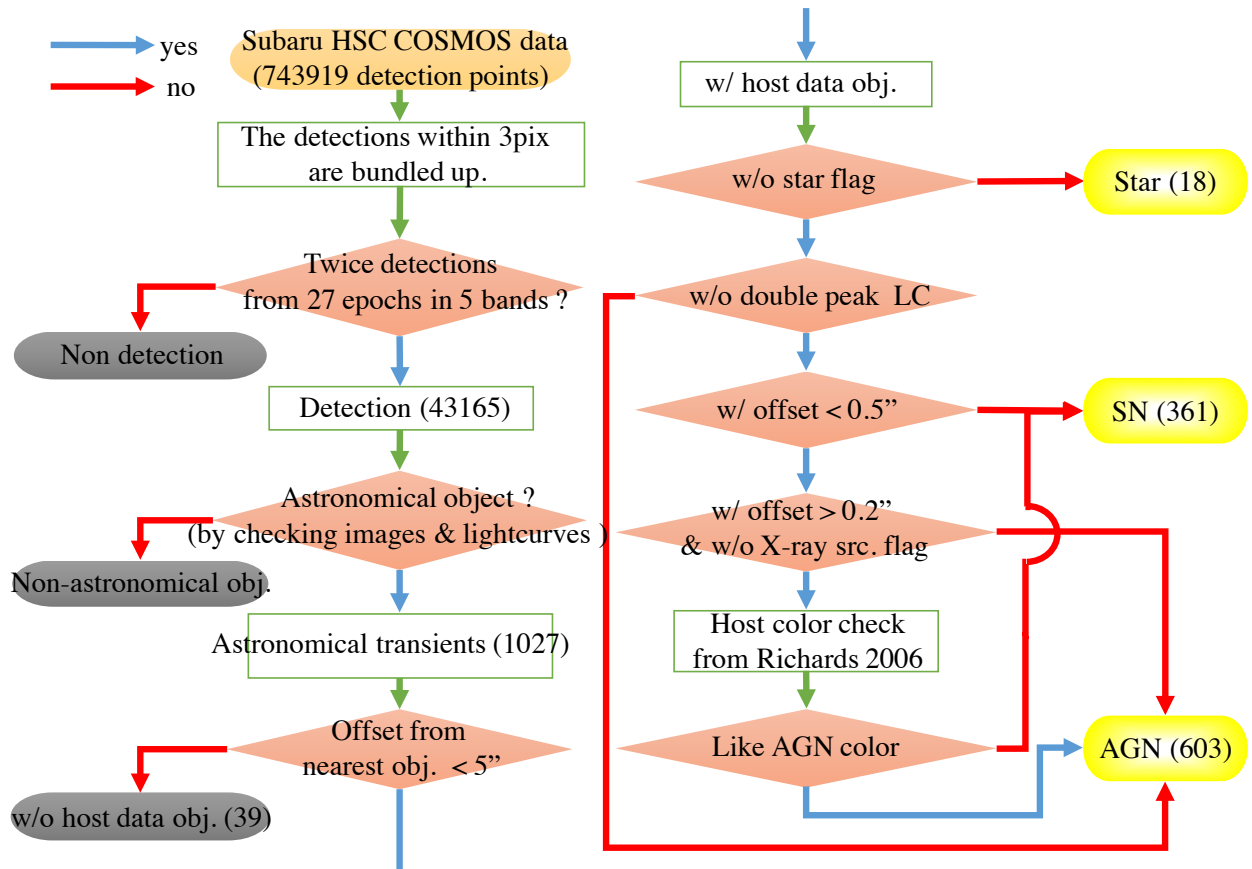


図 2.9: 検出された変動点の分類のフローチャート。分岐点における青矢印は True、赤矢印は False を示す。

本節では 2014 年 4 月から 2016 年 3 月の 2 年間に渡って得られたすばる望遠鏡 HSC SSP COSMOS の撮像データから変動天体を抽出し、超新星爆発の候補を選出した手法を説明する。

今回は全観測期間の間に、観測バンドによらず 2 回以上の検出があった座標を候補として調べた (≡ 変動)。図 2.9 に示されるような手順で分類を行った。以下でそれぞれの手順を順番に説明していく。

1. Subaru HSC SSP COSMOS の差分画像データから検出されている 743,919 点のうち、3pix 以内の検出を同一変動の検出として、まとめる。
2. まとめた検出を 1 組のデータとして、この中でバンド、観測時期に関わらず 2 回以上の検出があるものを変動候補とする。ここで 2 回以上としたのは今回は必要としない変動 (cosmic ray や移動天体など) の検出を避けるためであり、また超新星爆発であることを 1 点だけの検出で説明することは困難であるため、本研究の議論からこれらを排除した。
ここで、変動候補の数は 43,165 個となった。
3. 43,165 組の画像セット及び、光度曲線を図 2.3 のように得た。これらを調べることで、変動天体候補を選びだした (図 2.5)。今回、変動点を上述のように定義したため、reference 時に比べて、暗くなっ

ている検出(負値検出)は観測を行った全期間を通して、検出点となってしまう変動として残る。そのため、それぞれ図 2.4 に示されるような、引き算を行う際の座標合わせの僅かなズレによる引き残し(図 2.4a)、reference 画像の観測時に写ってしまった cosmic ray(図 2.4b)、reference 画像の観測時に写っていた移動天体(図 2.4c)などの偽天体を画像を確認していくことで取り除く。

また、正しく検出がされている画像において、光度曲線を調べ、複数の撮像で $f > 5\sigma_f$ である検出が存在し、議論のできる天体であることを確認する。加えて、光度曲線から変動の種類をこの時点で分類した。今回は「2016年3月の時点でのみ増光し、減光を捉えられていないもの」、「観測期間内で1回のみ増光しその後減光したもの」、「検出が全て負値検出であるもの」、「観測期間内で複数回の増光があったもの」にそれぞれ分類した。この情報は後の分類に用いる。

こうした確認を経て、1027 天体を変動天体候補 (astronomical object) として扱うことにした。

4. 今回は変動天体候補の分類とその絶対等級を求めるために、COSMOS catalog を用いた。従って、変動検出座標からの最も近くの登録されているカタログ天体を変動の母天体 (host object) として、議論を進めていく。そのためここでは 5" 以内 (HSC において約 30pix 以内) に対応するホスト天体が存在しない場合をホスト無し天体 (nohost object) として、議論から除外する。
5. COSMOS catalog を用いることで、star flag を持つ最近傍カタログ天体が変動天体候補の 1" 以内の距離にある場合、変動天体候補を star に分類する。
6. 光度曲線における変動の種類が「観測期間内で複数回の増光があったもの」となった変動天体は AGN 候補に分類する。
7. offset(母天体と変動天体候補の天球面上での角距離) が 0.5" 以上 (且つ 5" より小さい) である変動天体は SN 候補に分類する。(図 2.10)
8. offset が 0.2" 以下且つ catalog で X-ray source の flag を持つカタログ天体を母天体とする変動天体候補は活動銀河核 (Active Galactic Nuclei: AGN) 候補に分類する。(図 2.10)
9. $0.2" < \text{offset} < 0.5"$ の X-ray source flag を持つカタログ天体を母天体とする変動天体候補及び、 $\text{offset} < 0.2$ の X-ray source flag を持たないカタログ天体を母天体とする変動天体候補はそれぞれ赤外バンドの color を用いることで、AGN 候補と SN 候補に分ける。

本研究では簡潔な設定として、(Richards et al., 2006) の color-color diagram を用い、Spitzer IRAC 3.6 μm , 4.5 μm , 5.0 μm , 8.0 μm の各赤外線バンド測光データから、 $[3.6]-[4.5] < 0$, $[3.6]-[5.8] < 0$, $[4.5]-[8.0] < 0$, $[3.6]-[8.0] < 0$, $[4.5]-[5.8] < -0.2$, $[5.8]-[8.0] < 0$ の計 6 つのカラー条件の内、4 条件を満たすものを SN とした。(図 2.12, 図 2.11)

以上の方法で、変動天体を分類した結果が以下の表 2.1 である。(一部撮像 patch 間での同一天体の重複があった。)

表 2.1: 分類の結果

SN (Duplication)	AGN	Star	No host data	All
361(6)	603	18	39	1027

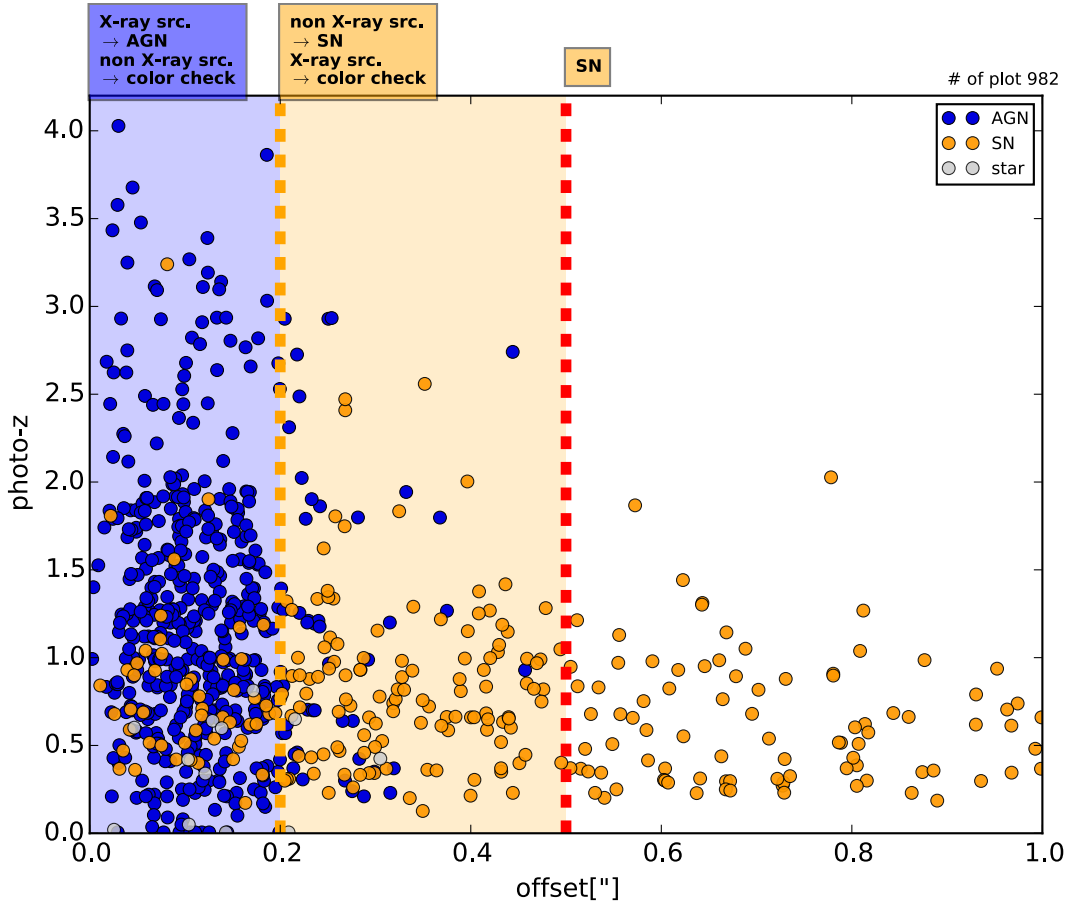


図 2.10: offset vs photo-z 図。主に offset を今回の分類に用いた。各点は変動天体候補を表す。本研究では高赤方偏移の超新星を探索するために画像上で母天体の中心位置からほとんど離れていないような、変動点も超新星か AGN かを判別する必要がある。上図を見ると、高赤方偏移に位置づけられる変動天体の多くは母銀河から 0.2" 以内の距離に位置していることが分かる。

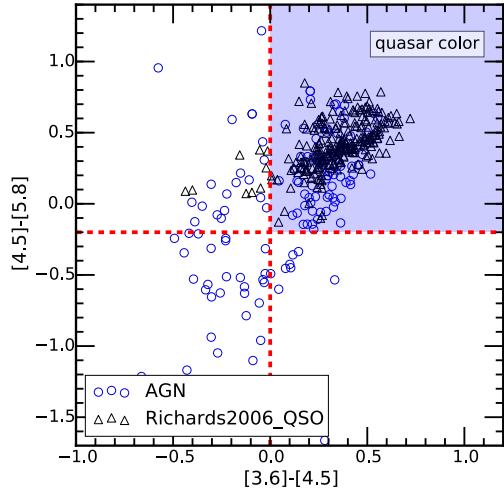
赤破線は $\text{offset} \geq 0.5$ の閾値を示しており、これより offset の大きい候補は SN に分類される。

橙領域は $0.2 < \text{offset} < 0.5$ の領域を示し、この内の X 線源である候補は赤外バンド測光のカタログデータによりカラーを SDSS クェーサーと比較する。

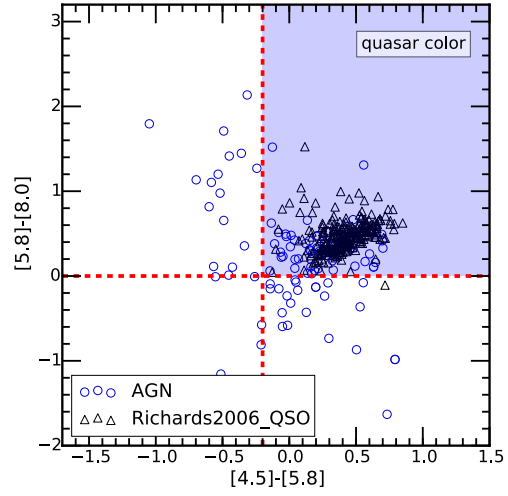
青領域は $\text{offset} \leq 0.2$ の領域を示し、この内の非 X 線源である候補はカラーを SDSS のクェーサーと比較する。

橙破線は $\text{offset} \leq 0.2$ の閾値を示しこれより offset の小さい X 線源である候補は AGN に分類する。

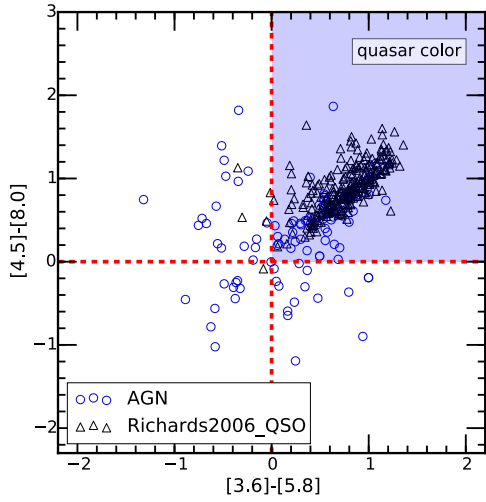
また上述の分類手法に示される大まかな color による SN/AGN の判定は図 2.11、図 2.12 のように quasar color の領域から外れた候補を SN と判定することができている。AGN に対しては各 color-color 図で異なっているが、本研究は SN 候補に注目して今後議論を進めていくので AGN の分類はここまでとした。



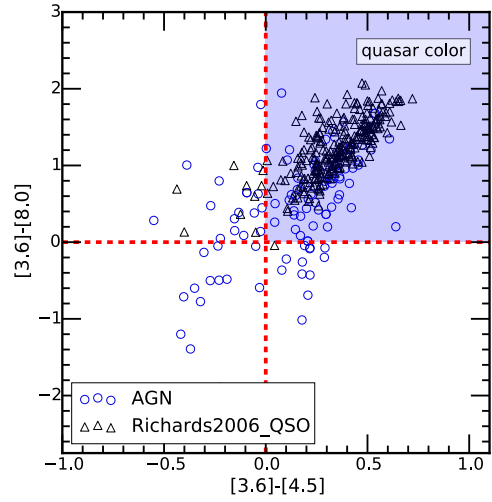
(a) $[3.6]-[4.5]$ vs $[4.5]-[5.8]$



(b) $[4.5]-[5.8]$ vs $[5.8]-[8.0]$

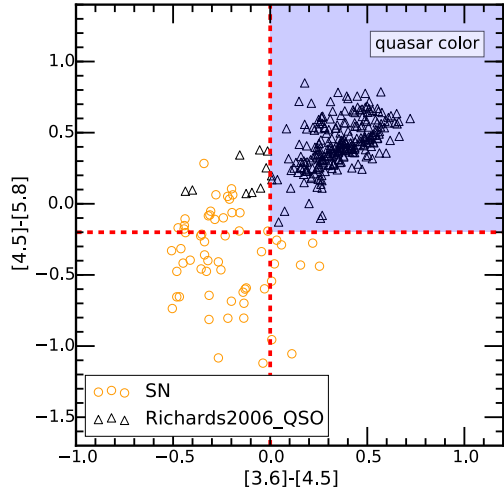


(c) $[3.6]-[5.8]$ vs $[4.5]-[8.0]$

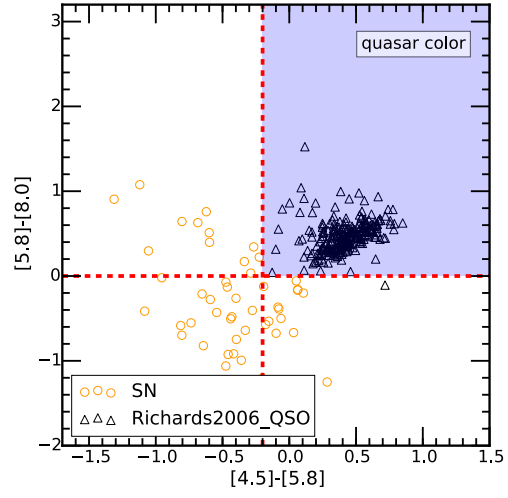


(d) $[3.6]-[4.5]$ vs $[3.6]-[8.0]$

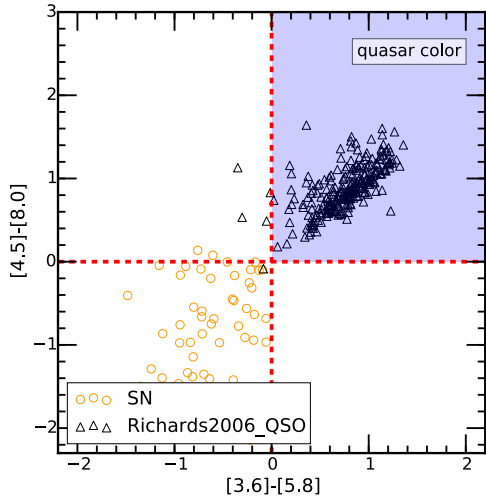
図 2.11: 赤外 color により分類された AGN 候補の color-color 図。赤線は各 color の SN/AGN の閾値を表し、青領域は AGN like color であることを示す。(Richards et al., 2006)



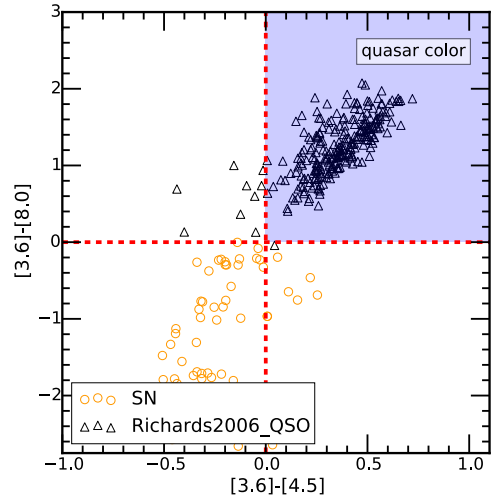
(a) $[3.6]-[4.5]$ vs $[4.5]-[5.8]$



(b) $[4.5]-[5.8]$ vs $[5.8]-[8.0]$



(c) $[3.6]-[5.8]$ vs $[4.5]-[8.0]$



(d) $[3.6]-[4.5]$ vs $[3.6]-[8.0]$

図 2.12: 赤外 color により分類された SN 候補の color-color 図。赤線は各 color の SN/AGN の閾値を表し、青領域は AGN like color であることを示す。(Richards et al., 2006)

第3章 超新星の分類方法

2.2節で説明した分類により、超新星として分類された候補に対して、超新星タイプ分類を行った。本章ではその手法について説明する。本研究の目的は一般の超新星爆発よりも比較的明るい超新星爆発を発見することにある。従って、明るい超新星の中でも普遍的に存在する、Ia型超新星に分類されない超新星を探し出す目的で行った。このような一般のIa型(及びII_n型)超新星に属さない明るい超新星の存在が示唆されている先行研究もある(Arcavi et al., 2016)。

3.1 光度曲線のIa型超新星爆発に対するフィッティング

一般の超新星探査観測においては各バンドが1日から1週間程度の間隔で撮像され、各バンドごとの光度曲線を得る。超新星の分類を必要とする場合には得られた光度曲線を基に、即時分光が可能であればピーク周辺の時期に分光観測を行うことで図1.1のような分類がされる。しかし、本研究のような長期的な測光観測の分析では即時分光を分類の手法に用いることはできない。

そこで、得られている光度曲線から推定されるタイプ分類を試みる。特に、Ia型超新星に関してはこれまで観測された多くのデータに基づいた比較が可能であり、多くのフィッティングソフトウェアも開発されている(Guy et al., 2007; Kessler et al., 2009)。

本研究では、Guy et al. (2007)のSALTIIのIa型超新星のSpectral Energy Density進化テンプレートを基としたデータから、ストレッチ因子、カラー因子をいくつかのランダムな値に設定して得たIa型光度曲線モデルと観測されたデータを比較する。このモデル光度曲線はピーク光度を0日として観測者の系で、おおよそ-50日から+100日までの日数をカバーするものになっている。

図3.1, 図3.2は、赤方偏移 $z = 1.0$ においてストレッチ因子、カラー因子のそれぞれ異なるIa型超新星がすばる望遠鏡HSCによって観測されたときの光度曲線のモデルを示す。光度曲線の色は青→赤の順で、*grizY*バンドで観測される等級をそれぞれ表している。

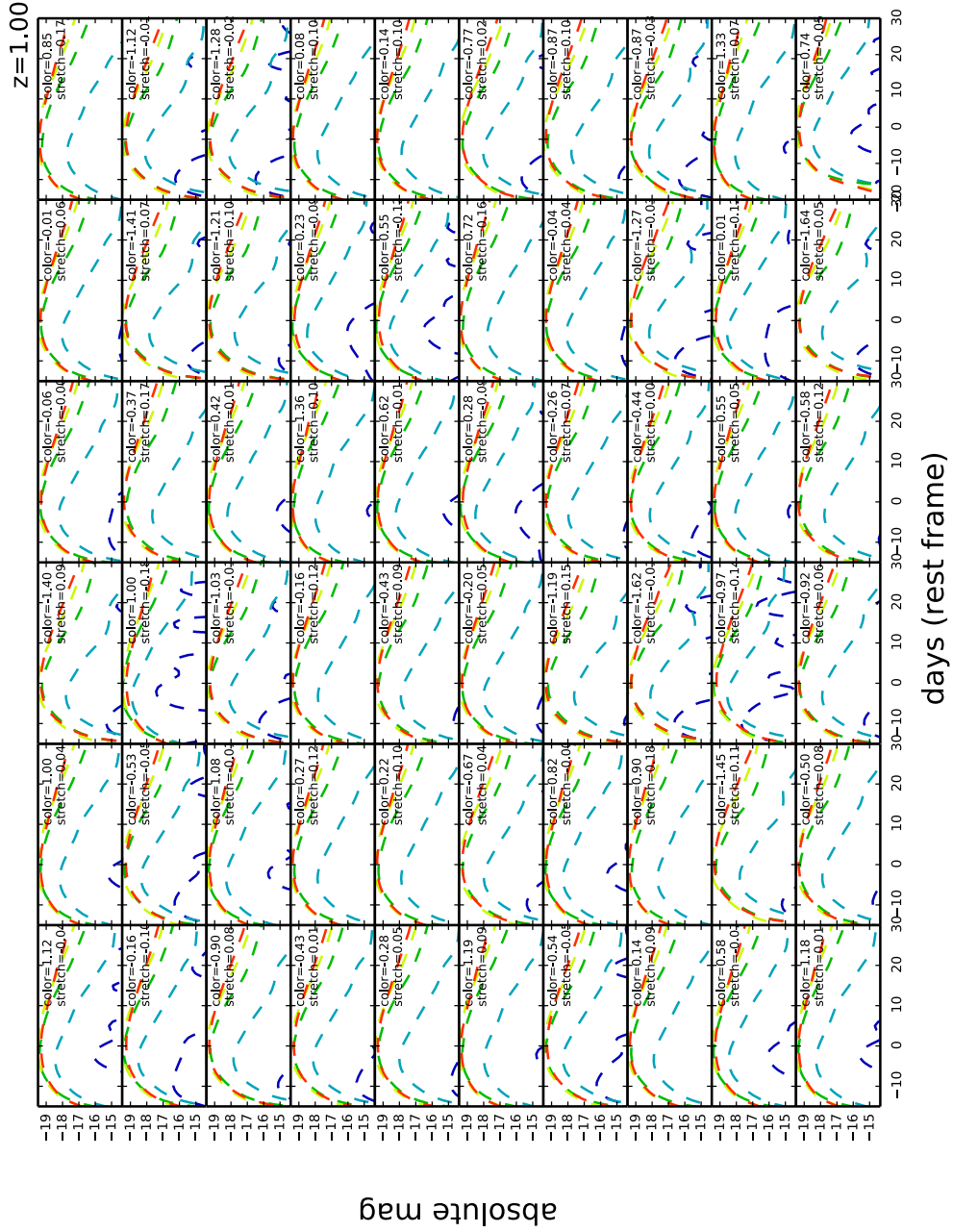


図 3.1: $z = 1.0$ における Ia 型超新星の光度曲線のモデルを例として示した (120 個)。各光度曲線は Ia 型超新星の個体差を表すストレッチ因子、カラー因子を変えて作成されている。それぞれの因子の値は各画像内に示されている。また、これらの光度曲線はすばる望遠鏡 HSC のバンドセットで撮像される光度曲線を再現しており、各色は青色:g、水色:r、緑色:i、黄色:z、赤色:Y バンドにおけるデータをそれぞれ示している。図 3.2 に渡って 120 個のモデル光度曲線が用意されている。

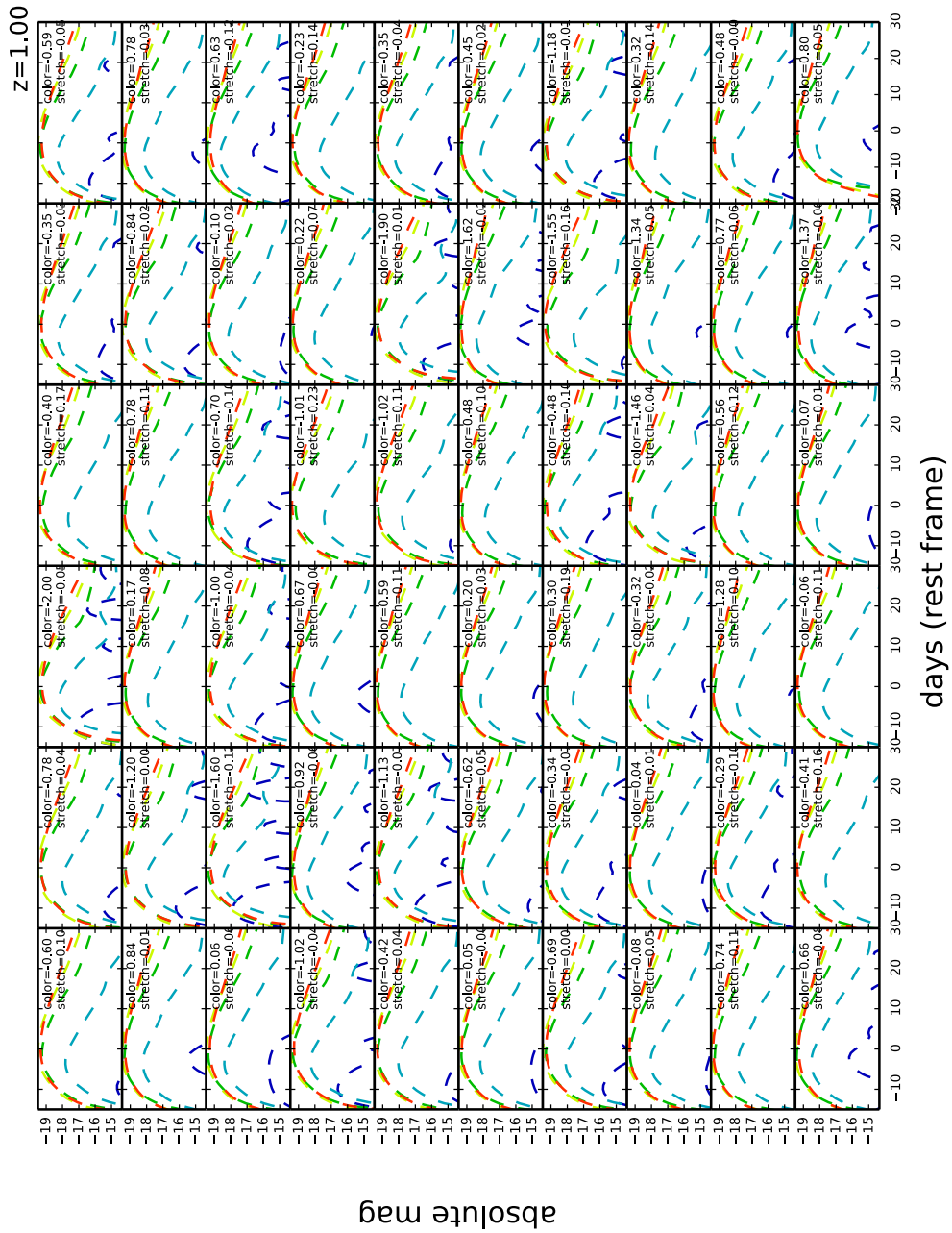


図 3.2: $z = 1.0$ における Ia 型超新星の光度曲線のモデルを例として示した (120 個)。各光度曲線は Ia 型超新星の個体差を表すストレッチ因子、カラー因子を変えて作成されている。それぞれの因子の値は各画像内に示されている。また、これらの光度曲線はすばる望遠鏡 HSC のバンドセットで撮像される光度曲線を再現しており、各色は青色:g、水色:r、緑色:i、黄色:z、赤色:Y バンドにおけるデータをそれぞれ示している。図 3.1 に渡って 120 個のモデル光度曲線が用意されている。

各赤方偏移 ($0 \leq z \leq 4$) で図 3.1, 図 3.2 のように、50-100 個程度の光度曲線が用意されている。本研究では超光度超新星ほど明るくは無いが、Ia 型超新星では説明できないような光度曲線をもつ明るい超新星を発見するために、これらと観測データとの比較を χ^2 フィッティングによりタイプ分類を行った。フィッティングは 2.1.5 小節で行われた処理後の光度曲線に対して行う。このフィッティングには上述の 2 つの因子の他に 2 つパラメーターを追加して考える。1 つ目として、本研究で用いるデータは 1 日ごとに撮像されていないため、超新星の光度のピークは観測したピークと異なることが考えられる。従って、観測ピークから前後 10 日以内にピークをずらしたフィットを考えるために、ピーク日パラメーターを用意した。2 つ目として、フィッティングに対してモデルが最大 100 個程度とやや少ないことをカバーするために、Ia モデル光度曲線から等級を -1.5 等から $+1.5$ 等の間で上下させる、等級ずれパラメーターを用意した。

χ^2 の評価は対応する自由度 ($= (f > 5\sigma_f$ で観測された点) $-$ (モデルのパラメータ数)) ごとの χ^2 分布で行い、十分に Ia 型超新星のモデル光度曲線と異なると評価されたものを "noIa" と分類することにした。この中から明るいものを "gap SN" として分類する。

ここまででフィッティングパラメータは 4 つ用意されたので、比較可能なデータが 4 つ以下であるフィッティングが不可能な観測光度曲線は "lack data" として分類した。分類の結果は 3.2 節で述べる。

3.2 超新星の分類手法

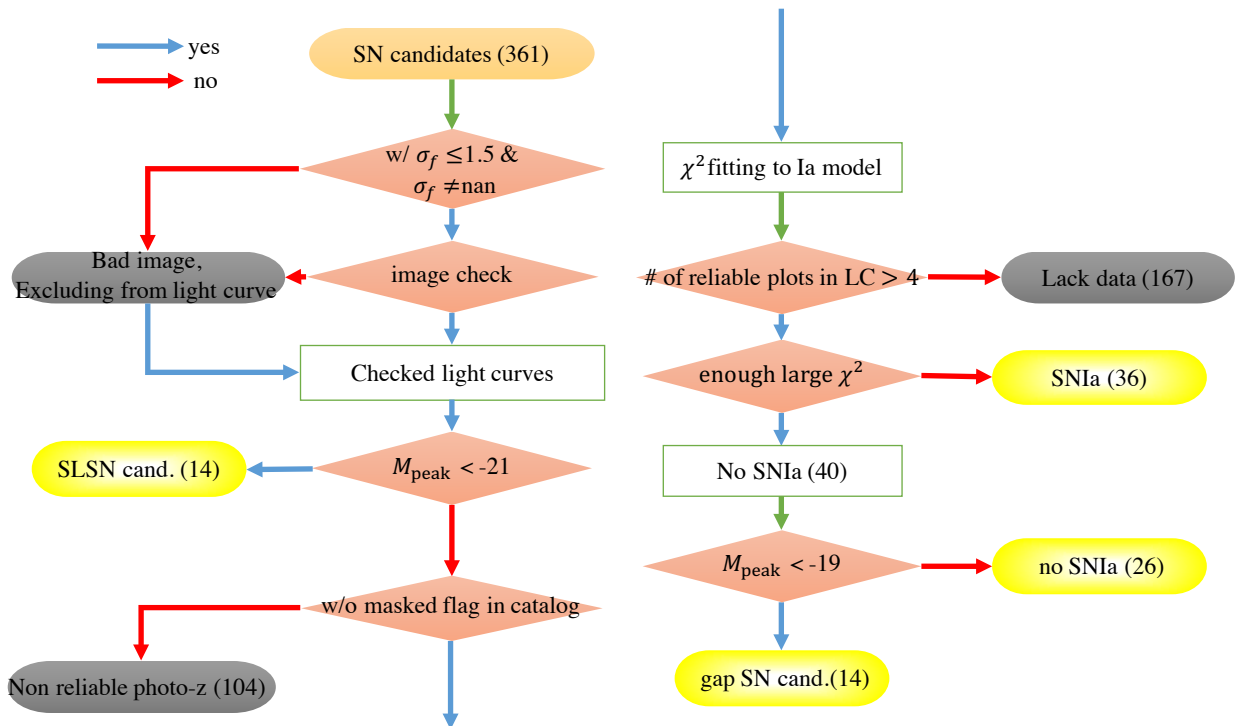


図 3.3: SN 候補天体の SN タイプ分類の手法を示したフローチャート。

本節では 2.2 節で超新星爆発候補に分類された候補を、更に超光度超新星 (SLSN) 候補、中間光度超新星 (\equiv gap SN) 候補、Ia 型超新星 (SNIa) 候補へと分類する。タイプ分類は 3.1 節で説明した光度曲線のフィッ

ティングとピーク光度を用いて行う。

図 3.3 のフローチャートで説明されるように分類の流れは簡潔に、

- 光度曲線処理 (2.1.5 小節)
- $M_{\text{peak}} < -21$ により SLSN 候補を分類
- SNIa モデル光度曲線とのフィッティング (3.1 節) により SNIa 候補を分類
- $M_{\text{peak}} < -19$ により gapSN 候補を分類

といった流れになる。以下にこれらの分類の詳細と分類された候補の光度曲線の例 (図 3.4, 図 3.5, 図 3.6, 図 3.7, 図 3.8) を示す。

1. SLSN 候補: ピークの明るさのみで判定する。ピーク等級が-21 等以下 (Nicholl et al., 2015) の、明るい SN 候補を SLSN 分類した。(図 3.4)
2. SNIa 候補: ピーク等級に依らず、3.1 節で説明されるモデル光度曲線と χ^2 フィットにより比較し比較的似ていると判断されるものは SNIa 候補として分類した。(図 3.5)
3. noSNIa: ピーク等級に依らず、3.1 節で説明されるモデル光度曲線と χ^2 フィットにより比較し外れた値を取っていると判断されるものは noSNIa として分類した。(図 3.6)
4. gap SN 候補: ピーク等級が-19 等以下の SN 候補に限り、noSNIa に分類されたものは gap SN 候補として扱う。(図 3.7)
5. lack data: 3.1 節の説明にあるように、 χ^2 フィッティングに必要なデータ数を確保できない光度曲線は lack data に分類する。(図 3.8)

以下にそれぞれの分類に至った、光度曲線の例を示す。各光度曲線内の丸点は各バンドの検出点を示し、三角点は $f < 5\sigma_f$ の上限値を示す。縦一点鎖線は最低フラックスであった観測を示し、各バンドの等級の基準になっている。

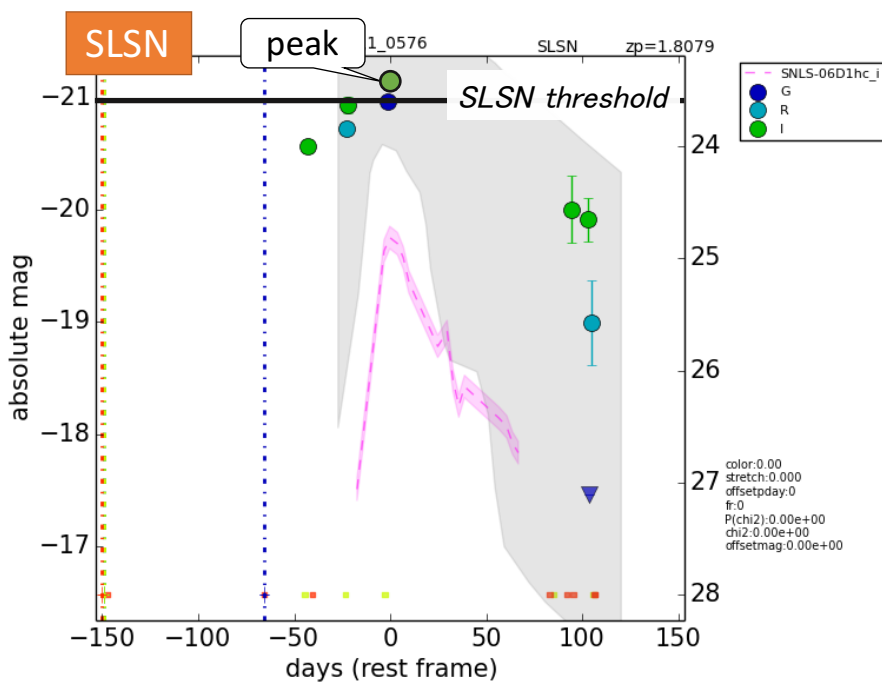


図 3.4: SN 候補の光度曲線による SLSN への分類。本研究においてはバンドによらず絶対等級-21 以下のピーク等級を持つ候補を SLSN とした。

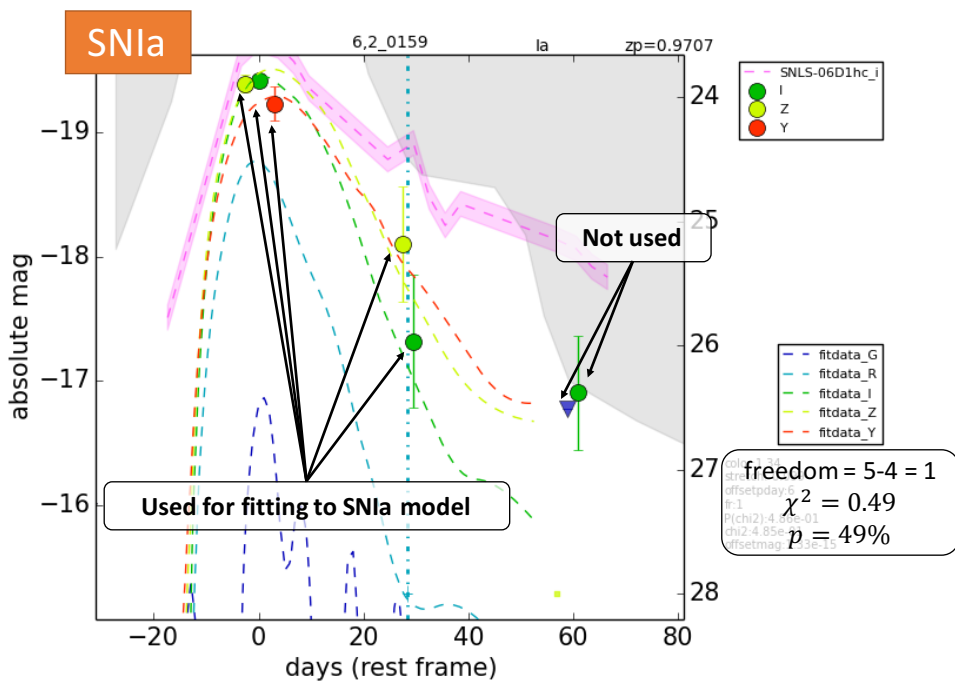


図 3.5: SN 候補の光度曲線による SNIa への分類。3.1 節で説明したフィッティング方法により SNIa らしい光度曲線を持ったものを SNIa に分類した。

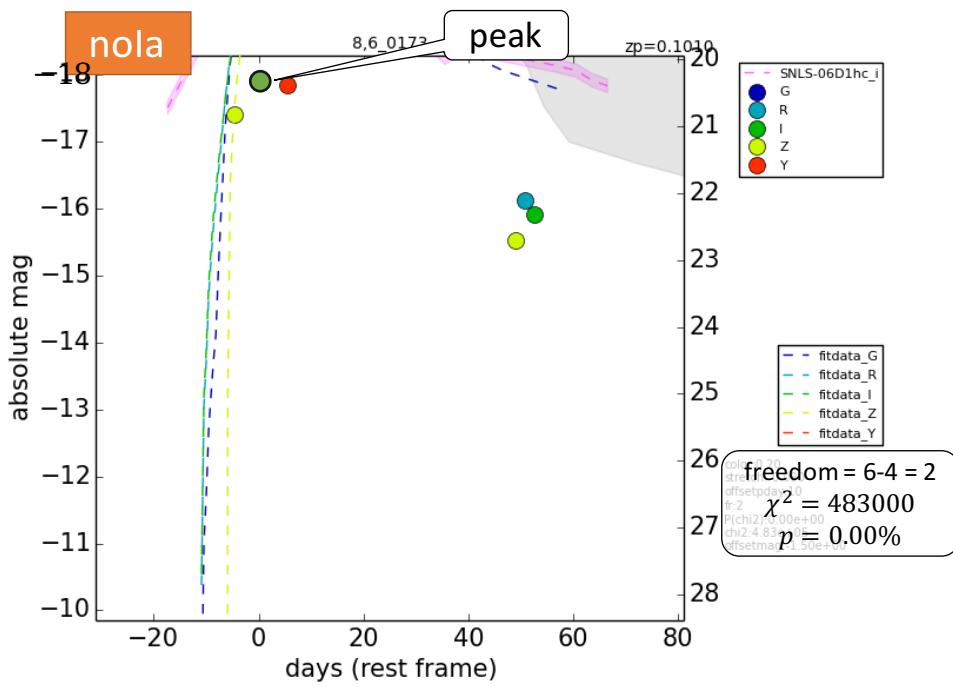


図 3.6: SN 候補の光度曲線による nola への分類。3.1 節で説明したフィッティング方法により SNIa とは異なる光度曲線を持ったものを nola に分類した。

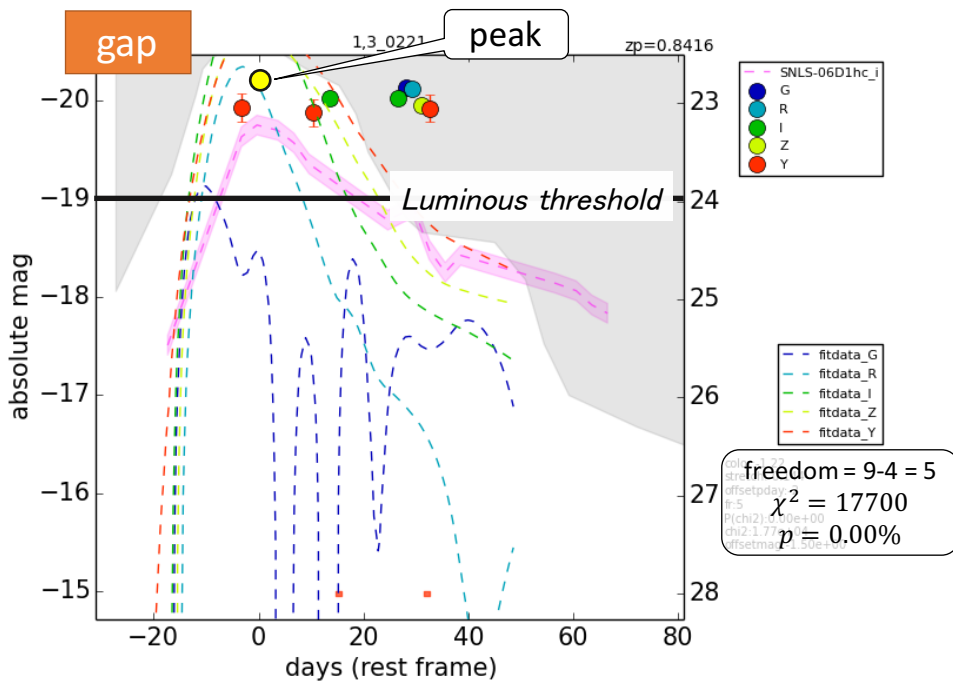


図 3.7: SN 候補の光度曲線による gap SN への分類。本研究においてはバンドによらず絶対等級-19.0 以下のピーク等級を持ち、且つ光度曲線が 3.1 節で説明したフィッティング方法により SNIa とは異なる光度曲線を持ったものを gapSN に分類した。

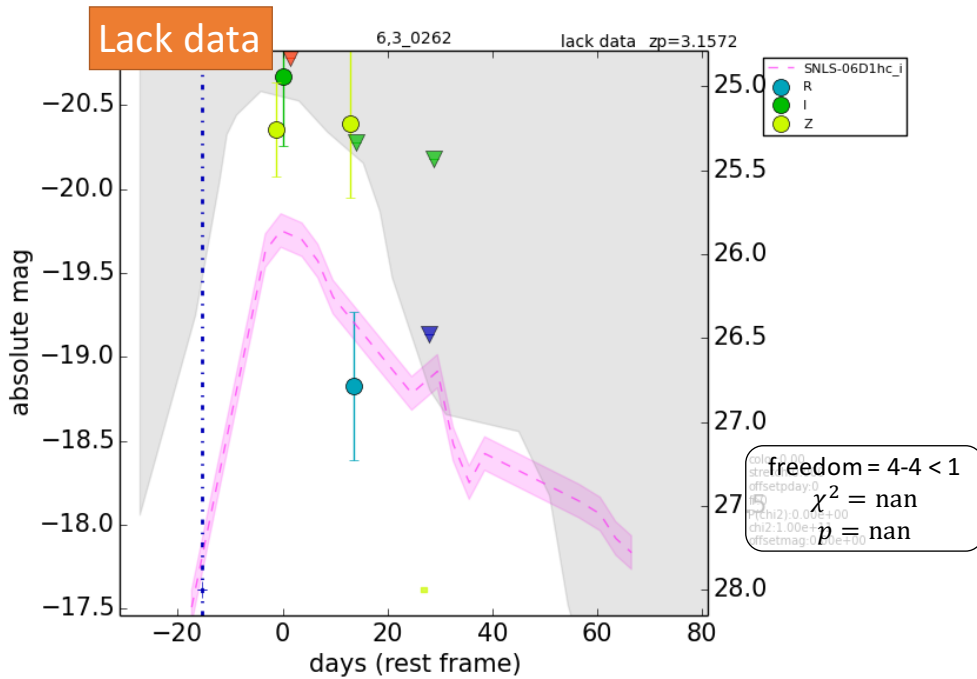


図 3.8: 光度曲線が 3.1 節で説明したフィッティングに必要な検出数を持たない場合に分類される。

また画像のチェックを行う際に改めて SN 候補に対して、正しい母銀河が選択されているかを確認した。今回絶対光度を測定するために、COSMOS photometric redshift catalog 2015(Laigle et al., 2016) から母銀河の測光赤方偏移を用いた。しかし、2.1.3 小節で述べように COSMOS 領域の測光サーベイにはバンド測光データが足りない銀河が存在する。そのようなカタログ銀河には強制的に測光赤方偏移を測定した値が与えられている場合がある、従ってこれらのカタログ内の違いを区別して表すことにする。上述の方法によって分類された SN 候補はそれぞれ以下のような結果となった。

表 3.1: SN 分類の結果 (全ての測光赤方偏移を含む)

Ia	noIa	gap like	SLSN	lack data	ALL
47	32	18	14	244	355

表 3.2: SN 分類の結果 (バンド測光データが足りないカタログ銀河を母銀河とする場合を除く)

Ia	noIa	gap like	SLSN	lack data	ALL
36	26	14	5	167	248

第4章 遠方超光度超新星の発生率

3章の表 3.1、表 3.2 にあるように、本研究における $M_{\text{peak}} < -21$ の閾値における分類結果で超光度超新星 (SLSN) 候補は 5-14 個存在することが明らかになった。本章ではそれらの候補をさらに詳しく見ること、SLSN 候補を定めていく。更に、定めた発生数から SLSN の発生率を算出する。

4.1 超光度超新星候補

本研究の手法において、14 個の SLSN 候補を発見した。これらの SLSN 候補を画像、光度曲線、母銀河の情報から信頼できる候補に絞っていく。SLSN 候補とその母銀河のデータを表 4.1 にまとめた。表 4.1 の各列の詳細を以下に示す。

- reliable host: 各 SLSN 候補の画像を確認することにより、母銀河同定が正しくできているかどうかを示す。“yes”は母銀河と変動位置が近く母銀河の同定が正しいことを、“no”は母銀河らしき天体のカタログデータが無く間違った天体を母銀河としていることを、“—”は母銀河と SLSN 候補の位置が多少離れている、または SLSN 候補から等距離に多くのカタログ銀河が存在し母銀河の同定が困難であることをそれぞれ示す。
- z_{photo} : 母銀河の測光赤方偏移を上限下限と共に示す。
- mask: Laigle et al. (2016) において、カタログ内の銀河のバンド測光データが足りず強制的に測光赤方偏移が測られているかどうかを“yes”, “no”で示す。
- offset: SLSN 候補の変動位置と母銀河の座標の差を arcsec 単位で示す。
- X-ray: 母銀河から X 線が検出されているかどうかを“yes”, “no”で示す。
- $\log(M_*/M_\odot)$: 母銀河の星質量を示す。
- $\log(\dot{M}_\odot)$: 母銀河の星形成率を示す。
- m_i : Laigle et al. (2016) 内における、母銀河の i バンド等級を示す。
- $M_{\text{peak}}(\text{band})$: SLSN 候補のピーク絶対等級とそのバンドを示す。
- # of $f > 5\sigma_f$: SLSN 候補の光度曲線上で $f > 5\sigma_f$ の検出数を示す。

本章以降では、各 SLSN 候補を表 4.1 の各 ID で呼称することにする。

表 4.1: SLSN 候補

id	reliable	host	z_{photo}	mask	offset["]	offset[kpc]	X-ray	$\log(M_*/M_\odot)$	$\log(M_\odot)$	m_i [mag]	M_{peak} [mag] (<i>band</i>)	# of $> 5\sigma_f$
SLSN001	no		$2.962^{+0.062}_{-0.053}$	yes	4.6080	35.630	no	9.5549	0.6549	25.80	-23.62(<i>Y</i>)	15
SLSN002	yes		$1.614^{+0.678}_{-0.529}$	no	1.3610	11.014	no	8.4547	-0.0572	26.76	-23.24(<i>r</i>)	17
SLSN003	—		$3.006^{+0.566}_{-2.489}$	yes	2.4513	20.768	no	9.3676	1.1685	25.30	-23.23(<i>z</i>)	6
SLSN004	—		$3.484^{+0.069}_{-0.060}$	no	1.5536	11.961	no	10.404	1.8940	24.21	-22.80(<i>Y</i>)	13
SLSN005	—		$4.283^{+0.167}_{-0.083}$	no	2.6179	19.200	no	9.7552	1.3135	24.67	-22.77(<i>Y</i>)	6
SLSN006	no		$2.768^{+0.951}_{-2.086}$	yes	3.2287	21.803	no	9.6527	1.1273	—	-22.65(<i>i</i>)	4
SLSN007	—		$2.747^{+0.053}_{-0.063}$	yes	2.4110	18.995	no	10.671	2.0075	23.41	-22.47(<i>z</i>)	7
SLSN008	yes		$3.240^{+0.007}_{-0.007}$	yes	0.0813	0.642	no	11.479	1.8326	22.04	-22.20(<i>r</i>)	4
SLSN009	yes		$2.409^{+0.121}_{-0.106}$	yes	0.2683	2.018	no	9.3616	1.4481	23.91	-21.91(<i>z</i>)	5
SLSN010 ¹	yes		$2.471^{+0.033}_{-0.015}$	yes	2.182	0.2682	no	10.422	2.2056	22.02	-21.80(<i>g</i>)	6
SLSN011	—		$3.070^{+1.842}_{-2.110}$	yes	1.0463	8.004	no	9.0460	0.5475	25.49	-21.58(<i>z</i>)	2
SLSN012	yes		$2.559^{+0.013}_{-0.015}$	yes	0.3517	2.824	no	10.219	2.3024	22.99	-21.39(<i>g</i>)	5
SLSN013 ¹	yes		$1.321^{+0.009}_{-0.010}$	no	0.2066	1.734	yes	11.016	2.2000	22.38	-21.28(<i>i</i>)	14
SLSN014	yes		$1.808^{+0.043}_{-0.047}$	no	0.0220	0.186	no	10.429	1.5774	23.28	-21.15(<i>i</i>)	8

¹2016 年 11 月以降の観測で、変動が確認された天体。

以下図 4.1 から図 4.14 は SLSN 候補の光度曲線である。更に、付録 A の図 A.1 から図 A.14 にかけて、14 個の候補の画像を示す。

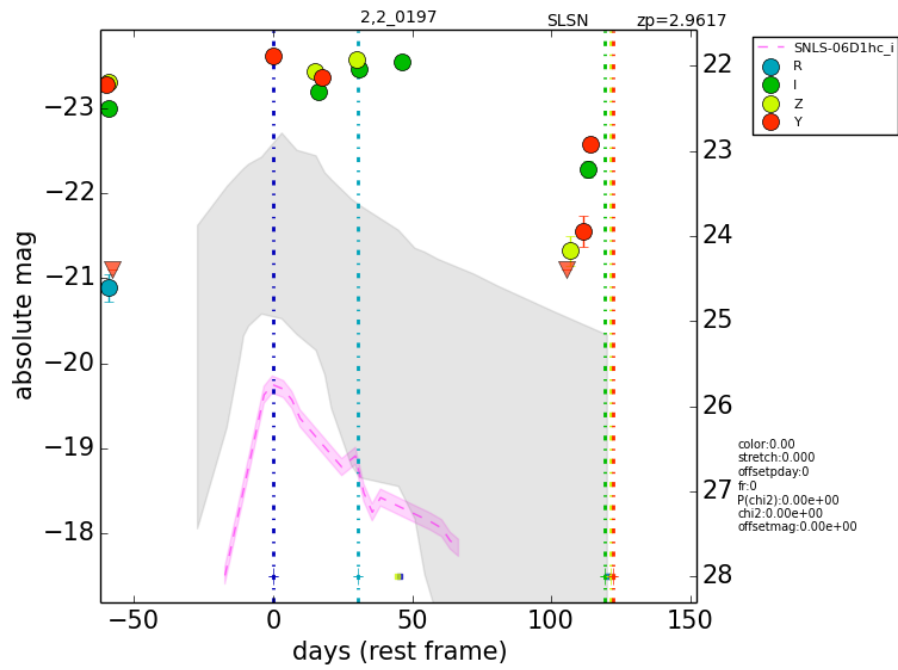


図 4.1: SLSN001 の光度曲線。

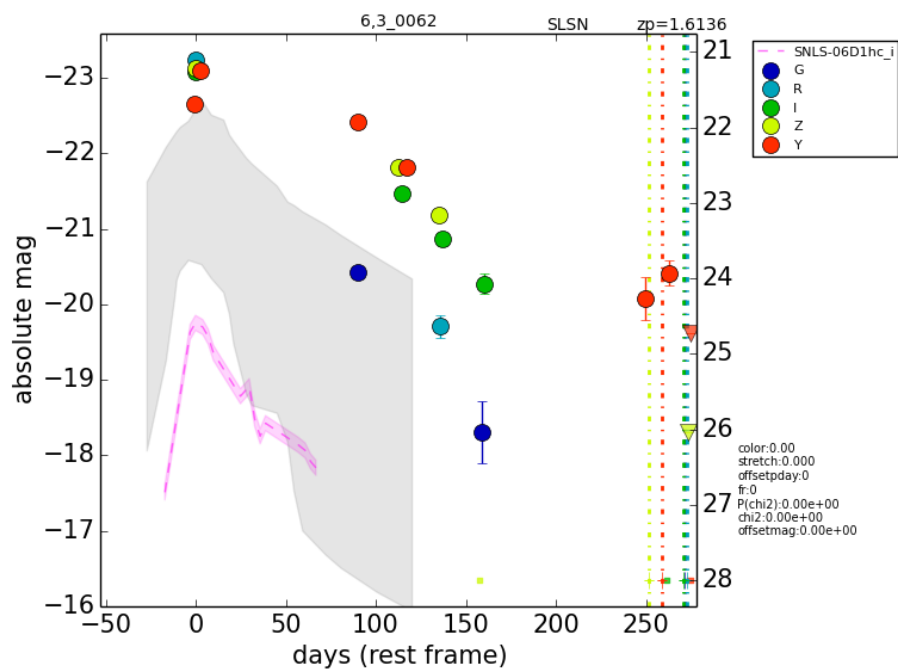


図 4.2: SLSN002 の光度曲線。

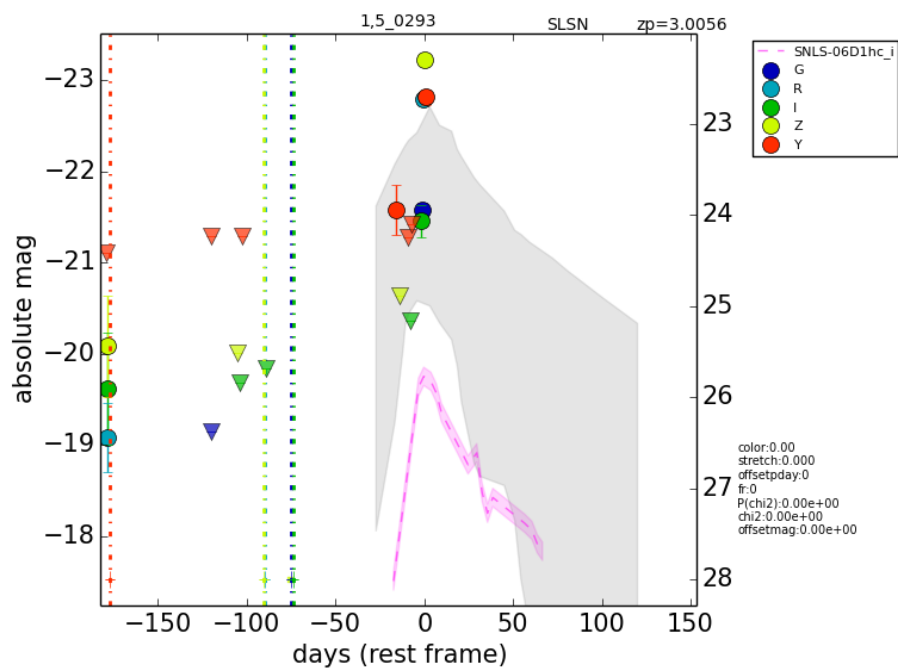


図 4.3: SLSN003 の光度曲線。

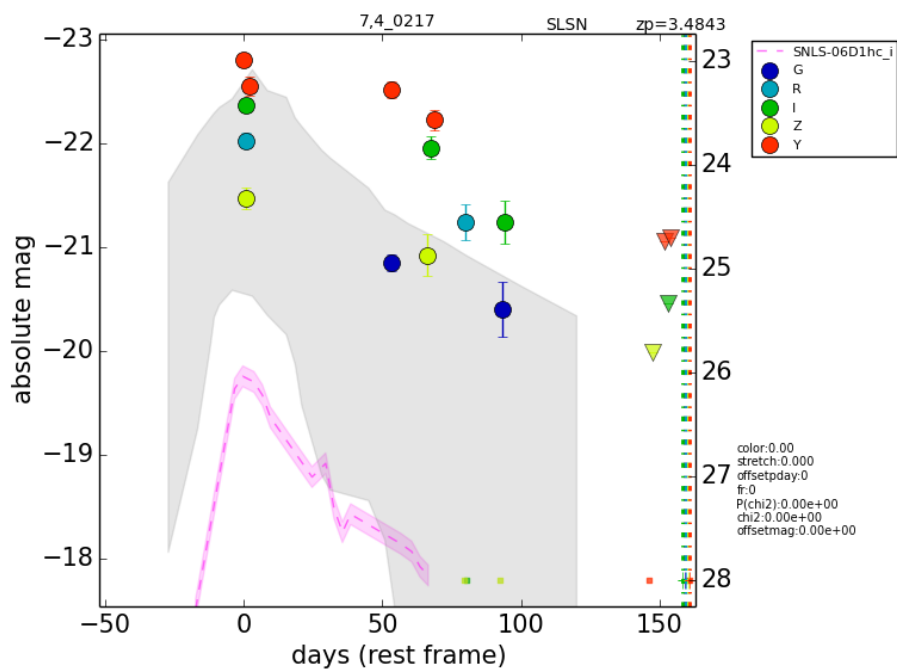


図 4.4: SLSN004 の光度曲線。

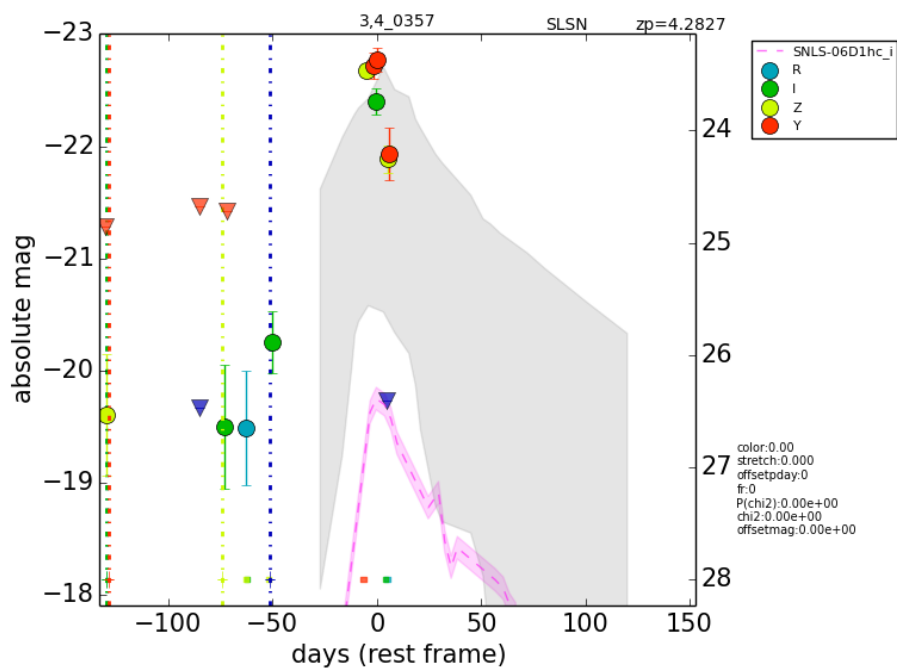


図 4.5: SLSN005 の光度曲線。

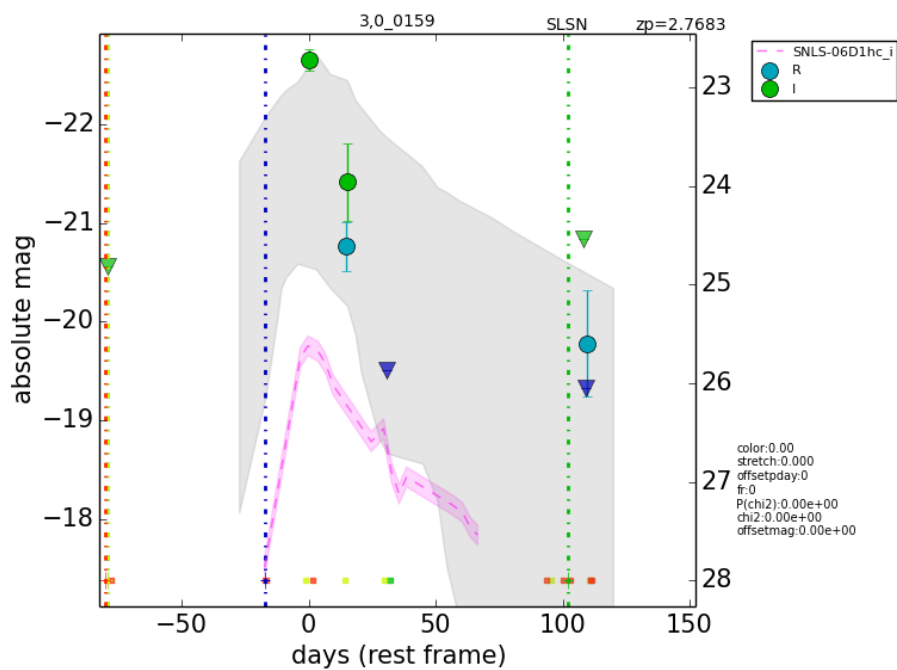


図 4.6: SLSN006 の光度曲線。

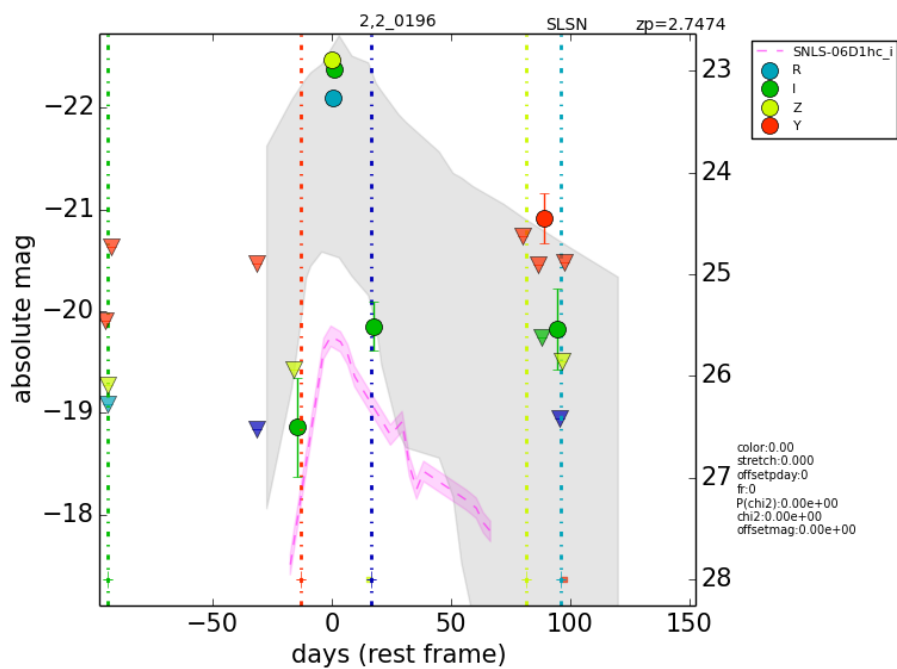


図 4.7: SLSN007 の光度曲線。

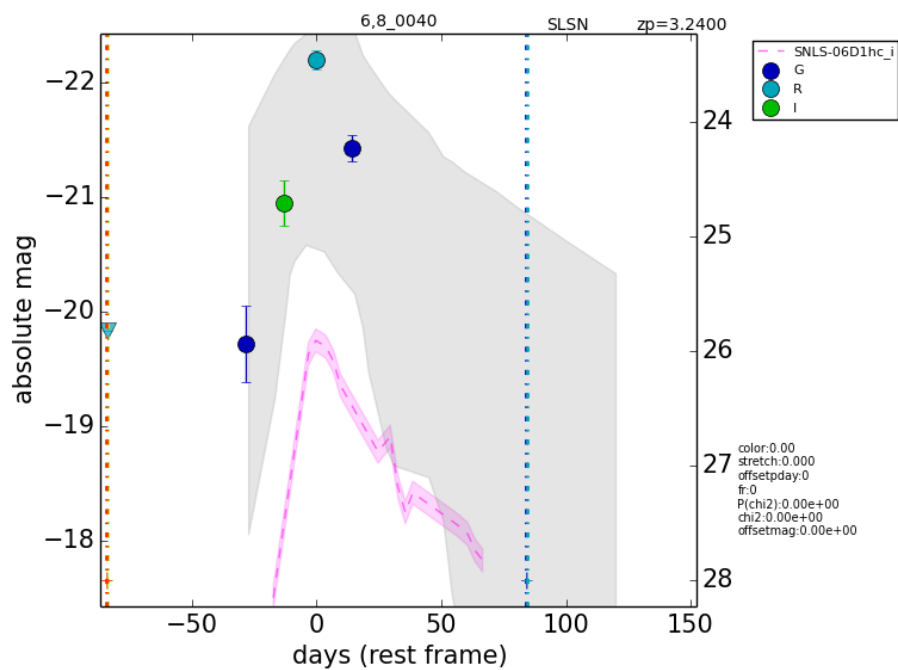


図 4.8: SLSN008 の光度曲線。

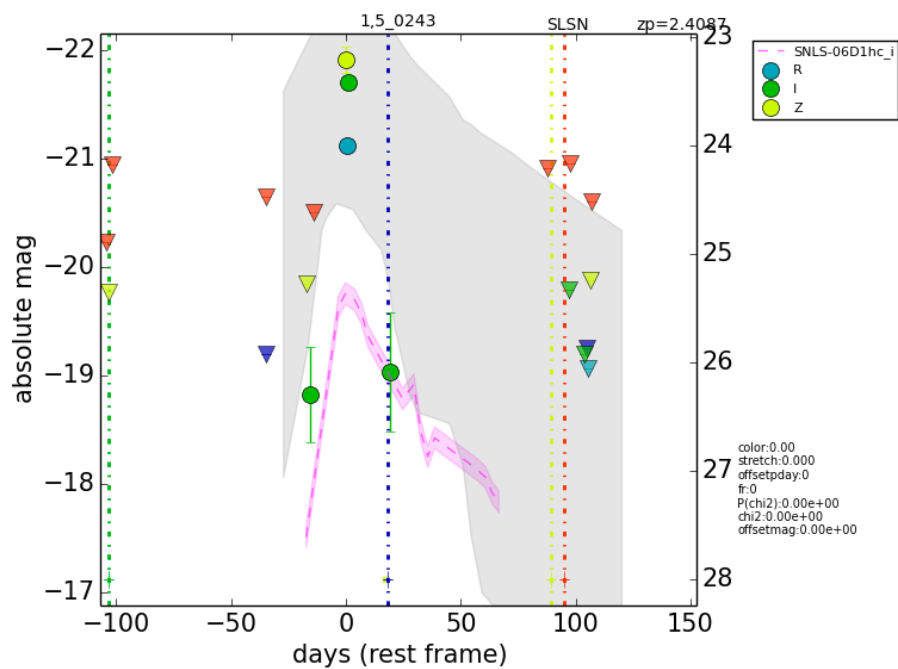


図 4.9: SLSN009 の光度曲線。

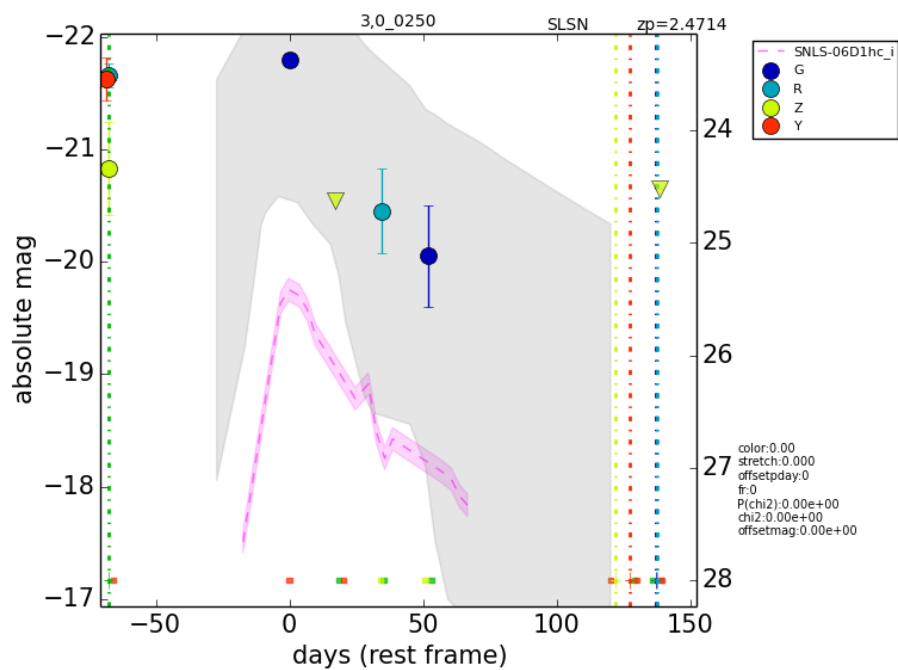


図 4.10: SLSN010 の光度曲線。

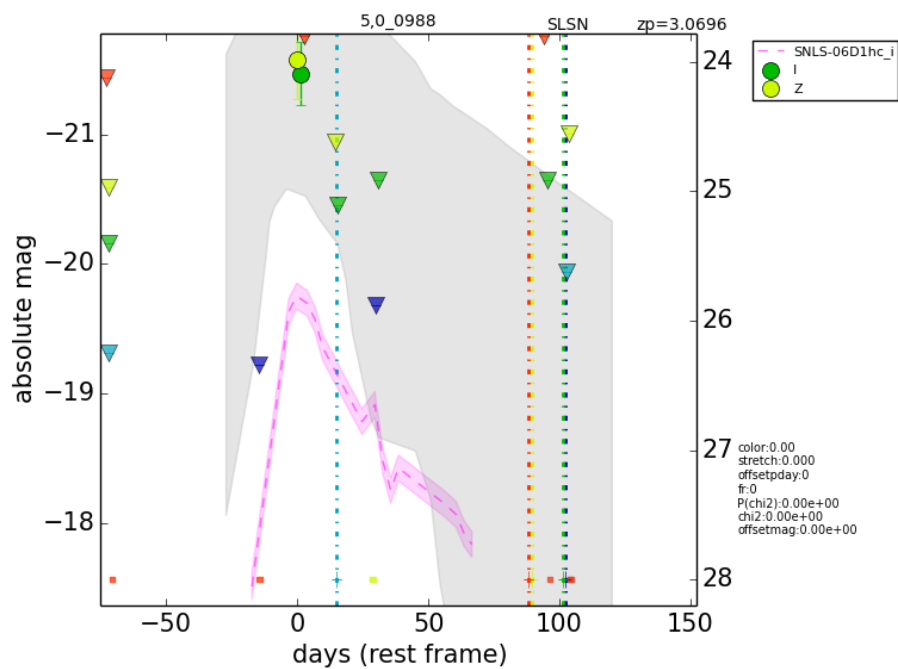


図 4.11: SLSN011 の光度曲線。

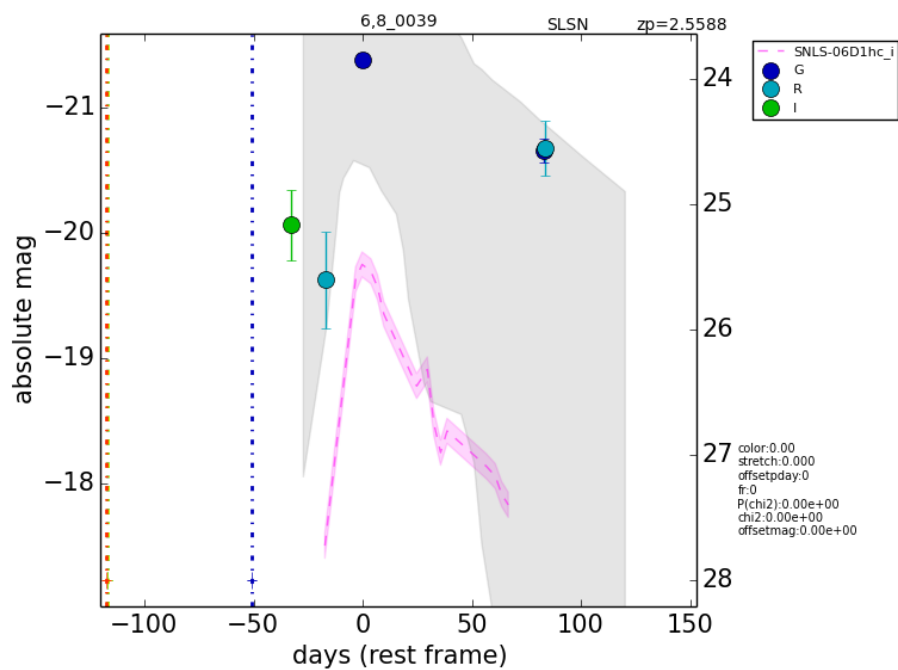


図 4.12: SLSN012 の光度曲線。

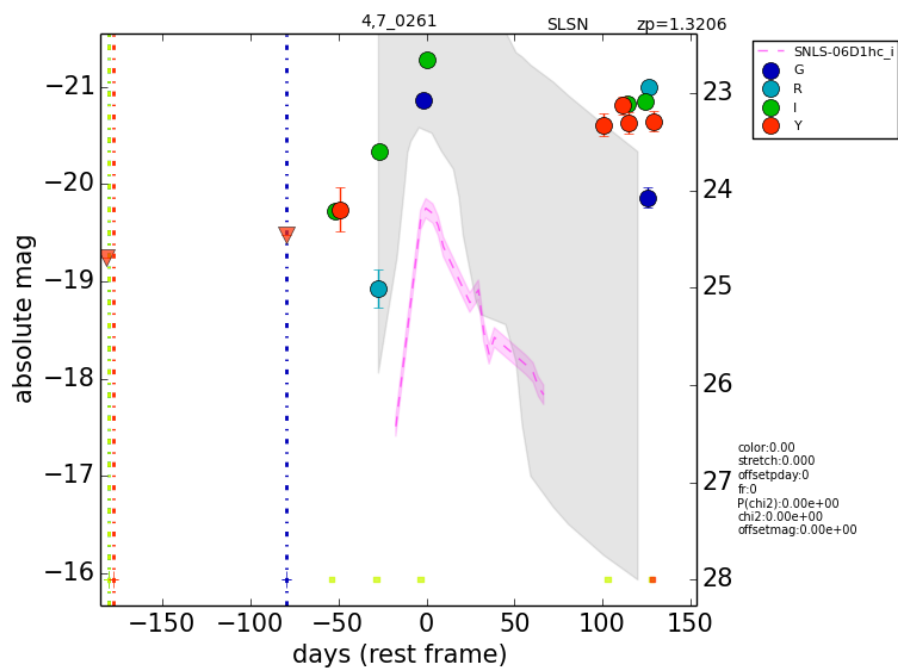


図 4.13: SLSN013 の光度曲線。

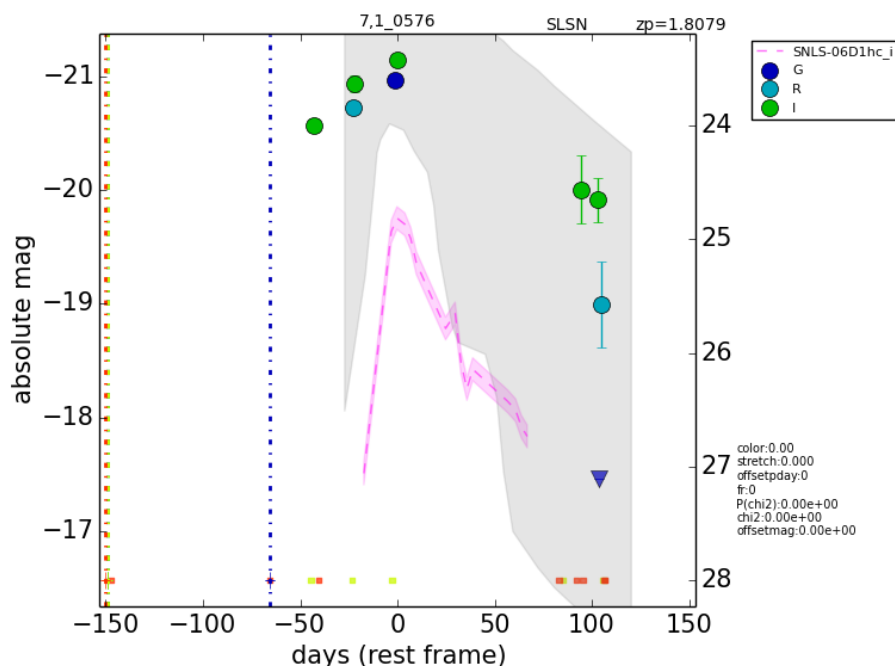


図 4.14: SLSN014 の光度曲線。

これらを調べることで、表 4.2 の 7 候補が最終的に SLSN 候補として選別された。

- SLSN002: reference 撮像時 (2014 年 4 月) には増光中の超新星であったことがわかる。カタログ銀河は 1.4" と 2.7" の距離に存在するが、距離に 2 倍程度の差があるので、最近傍カタログ天体が正しい母銀河であると判定した。光度曲線のほとんどは負値検出によって描かれており、 i バンドのデータからおおよそ 100 日程度で +2 等の減光率 0.02 mag/day を持つ超新星であることが分かる。母銀河は暗いが、 grz バンドの画像上では確認できる。
- SLSN003: 最後の観測期間 (2016 年 3 月) に増光が確認された超新星爆発であることが分かる。母銀河の同定が困難な環境下にある。
- SLSN004: reference 撮像時に (2014 年 4 月) 増光があった超新星である。母銀河同定が困難な環境下にあるが、最も近いカタログ銀河を母銀河と考えると、 $z_{\text{ph}} = 3.48$ で起こった超新星で、減光率は i バンドのデータから 0.012 mag/day となる。
- SLSN005: 最後の観測期間 (2016 年 3 月) に増光があった超新星である。最近傍のカタログ銀河が 2.6" とやや離れているため、母銀河同定の信頼性は低い。これを母銀河と考えると $-22.8\text{mag}(Y)$ の超新星となる。
- SLSN007: 2015 年 3-5 月の期間に r, i, z バンドで増光が確認された超新星である。最近傍カタログ銀河から 2.4" とやや離れている。この銀河を母銀河とすると $-22.5\text{mag}(z)$ の超新星となる。
- SLSN009: 2015 年 3 月に r, i, z バンドで増光が確認された超新星である。最近傍カタログ銀河の他に近傍に銀河が確認できないため、これが母銀河であると判定した。 $-21.9\text{mag}(z)$ の超新星となる。

- SLSN014: 2015年3月から g, r, i バンド増光が確認された超新星である。 z, Y ではピーク期間にも見えていない。母銀河との座標がほぼ一致しているため、母銀河の同定は正しくされていると言える。ピークは $-21.2 \text{ mag}(i)$ の超新星である。

表 4.2: 画像、光度曲線により選別された SLSN 候補 (7 候補)

id	reliable	host	z_{photo}	mask	offset["]	offset[kpc]	X-ray	$\log(M_*/M_\odot)$	$\log(M_\odot)$	m_i [mag]	M_{peak} [mag] (<i>band</i>)	# of $> 5\sigma_f$
SLSN002	yes		$1.614^{+0.678}_{-0.529}$	no	1.3610	11.014	no	8.4547	-0.0572	26.76	-23.24(<i>r</i>)	17
SLSN003	—		$3.006^{+0.566}_{-2.489}$	yes	2.4513	20.768	no	9.3676	1.1685	25.30	-23.23(<i>z</i>)	6
SLSN004	—		$3.484^{+0.069}_{-0.060}$	no	1.5536	11.961	no	10.404	1.8940	24.21	-22.80(<i>Y</i>)	13
SLSN005	—		$4.283^{+0.167}_{-0.083}$	no	2.6179	19.200	no	9.7552	1.3135	24.67	-22.77(<i>Y</i>)	6
SLSN007	—		$2.747^{+0.053}_{-0.063}$	yes	2.4110	18.995	no	10.671	2.0075	23.41	-22.47(<i>z</i>)	7
SLSN009	yes		$2.409^{+0.121}_{-0.106}$	yes	0.2683	2.018	no	9.3616	1.4481	23.91	-21.91(<i>z</i>)	5
SLSN014	yes		$1.808^{+0.043}_{-0.047}$	no	0.0220	0.186	no	10.429	1.5774	23.28	-21.15(<i>i</i>)	8

表 4.2 の 7 候補以外の天体は SLSN 候補としての信頼性が低い候補として発生率の測定からは除外する。除外される候補の理由をここで述べておく。

SLSN010, 013 に関しては、2016 年 11 月からの観測において更なる変動が確認されており、SN の可能性が低いためこれ以降の議論では除く。

本研究では変動天体の母銀河を特定するために、その見かけの銀河中心からの offset を用いていた。従って画像確認によって正しい母銀河が選ばれていることを最終的に確認する必要がある。以下に母銀河同定の議論を要する候補を並べ、その理由を述べる。

- SLSN001: 変動点の存在する部分に星が存在しているが、測光赤方偏移カタログに載っておらず、4.6" 離れた位置にある銀河を母銀河としている。Sloan Digital Sky Survey のデータから調べても変動位置には星が存在することが確認でき、星の変動を誤って分類してしまった結果になっている。(図 A.1)
- SLSN006: 変動中心の存在する座標に銀河が見えるが、測光赤方偏移カタログに載っておらず、3.2" 離れた位置にある銀河を母銀河にしている。Sloan Digital Sky Survey のデータから調べても変動位置には $z_{\text{photo}} = 0.381$ の銀河が確認できる。この測光赤方偏移を用いれば、 $M_{\text{peak}} \sim -18$ 程度の超新星であると分かる。(図 A.6)

上述の SLSN001、SLSN006 の候補の他にも母銀河同定が困難である候補がある。それらを以下に述べる。

- SLSN003: 図 A.3 を見ると、変動点に最も近い銀河は 2.5" の位置にある。しかしカタログによれば、周囲には 3.7-4.2" の距離に位置する銀河が他に 3 つ存在する ($z_{\text{photo}} = 0.2-2.1$)。
- SLSN004: 図 A.4 を見ると、変動点に最も近い銀河は 1.6" の位置にある。しかし周囲に 2.3-3.3" の距離に位置する銀河が他に 3 つ存在する。それぞれの測光赤方偏移は $z_{\text{photo}} = 0.8-2.6$ となっている。
- SLSN005: 図 A.5 を見ると、変動点に最も近い銀河は 2.6" の位置となっており、 $z_{\text{photo}} = 4.28$ の銀河としては離れた位置 ($\sim 180\text{kpc}$) にあることになる。変動点付近に他の銀河は確認できない。
- SLSN007: 図 A.7 を見ると、変動点に最も近い銀河は 2.4" の距離にある。 $z_{\text{photo}} = 2.75$ であることを考えると銀河から 190kpc 離れている。
- SLSN011: 図 A.11 を見ると、変動点に最も近い銀河は 1.0" の位置にある。しかし周囲に 1.3-2.5" の距離に位置する銀河が他に 2 つ存在する。それぞれの測光赤方偏移は $z_{\text{photo}} = 3.2-3.3$ であるが、いずれもカタログ内を見ると、明るい天体周りにおける測光であるために、ほとんどのバンド測光ができておらず強制的に求められた測光赤方偏移となっている。

母銀河の確認によって、SLSN001, 006 は誤った母銀河を用いていると考えられ、SLSN003, 004, 005, 007, 011 は母銀河の同定が困難な環境にあることが分かったが、これらは最近傍の銀河を母銀河とできない根拠が存在しないため、以降の発生率の計算には残して議論をすすめる。(表 4.2)

次に、光度曲線を確認する。光度曲線に関しても超光度超新星爆発の性質との比較や検出された回数が少ない等の理由で信頼できるものであるかを確認する。

- SLSN008: 図 4.8 から光度曲線に用いることのできる点が4点に限られていることが分かる。また、ピーク等級を示すバンドが r バンドとなっており、静止系で可視光の青い側で最も明るく輝く SLSN の性質からやや外れている (つまり、 r は $z_{\text{photo}} \sim 3.24$ で 1483\AA 程度にあたり、遠紫外線領域で明るくなることに対応する)。
- SLSN011: 図 4.11 から光度曲線に用いることのできる点が2点に限られていることが分かる。
- SLSN012: 図 4.12 から光度曲線に用いることのできる点が5点に限られていることが分かる。またピーク等級を示すバンドが g バンドとなっており、静止系での波長が 1342\AA にあたるため、SLSN の性質と異なる。

光度曲線においては参照できるデータが少ないことと超光度超新星の観測に適合していないことなどを考慮して、SLSN008,011,012 が候補として扱うことが難しいと考えられる。

ここまでの議論で残った、候補を改めて表 4.2 にまとめる。

また、赤方偏移の情報は COSMOS 測光赤方偏移カタログから得たものであるが、幾つかのバンドで測光データが得られていない天体に対して、強制的測光赤方偏移を算出している場合がある (Laigle et al., 2016)。表 4.2 の内 SLSN003, 007, 009 の3候補がこのバンド測光データの足りないデータから測光赤方偏移を求めた銀河を母銀河としている。表 4.2 を見て分かるように、残された7候補から、信頼できる測光赤方偏移を用いているものが SLSN002, 004, 005, 014 の4候補、その内信頼できる母銀河同定ができているものが SLSN002, 014 の2候補となっている。従って、次節でこれら2候補から7候補における発生率をそれぞれ算出し、本研究が与える発生率の下限上限を考えることにする。

4.2 発生率の算出

本節では発生率の概算を行う。発生率の算出には赤方偏移 z_i 、検出効率 ϵ_i 、観測時間 T_i 、観測体積 V として、

$$\varrho_{\text{SLSN}} = \sum_i^N \frac{(1+z_i)}{\epsilon_i T_i V} \quad (4.1)$$

により求める (Prajs et al., 2017)。検出効率は $\epsilon \sim 1$ を仮定し、すばる望遠鏡 HSC における SLSN の検出限界赤方偏移は Tanaka et al. (2012) により、 $z_{\text{max}} \sim 4$ と確かめられている。本研究では、この値を用い、観測体積を $0 \leq z \leq 4$ の範囲とした。この z_{max} を用いて観測体積 V は、

$$\begin{aligned} V &= \frac{1.8}{41253} \times \frac{4\pi}{3} \left(\frac{c}{H_0} \int_0^{z_{\text{max}}=4} \frac{dz}{\sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_\Lambda}} \right)^3 \\ &\sim 6.74 \times 10^{-2} [\text{Gpc}^3] \end{aligned} \quad (4.2)$$

となる。ここで式 (4.2) の最初の係数は全天の内 1.8deg^2 の領域を観測したことに対応している。

更に、観測期間 T_i は、SLSN の静止系における継続時間を $\Delta t_{<-21} = 50 \text{ day}$ と仮定して、観測した日付から前後 $\Delta t_{<-21} \times (1+z_i) \text{ day}$ は観測者系での観測期間になる。図 2.1 に示されるように、観測者系での観測期間をそれぞれの候補の赤方偏移で計算可能である。表 4.3 に各候補の赤方偏移における観測時間と、算出される発生率をそれぞれの候補で、

$$r_i = \frac{(1+z_i)}{\epsilon_i T_i V} \quad (4.3)$$

を算出したものを示す。

表 4.3: 各測光赤方偏移における発生率の計算結果

id	z_{photo}	T_{rest} [yr]	[event Gpc ⁻³ yr ⁻¹]
SLSN002	$1.614^{+0.678}_{-0.529}$	0.9885	15.0
SLSN003	$3.006^{+0.566}_{-2.489}$	0.7665	19.4
SLSN004	$3.484^{+0.069}_{-0.060}$	0.7140	20.8
SLSN005	$4.283^{+0.167}_{-0.083}$	0.6474	23.0
SLSN007	$2.747^{+0.053}_{-0.063}$	0.8006	18.5
SLSN009	$2.409^{+0.121}_{-0.106}$	0.8480	17.5
SLSN014	$1.808^{+0.043}_{-0.047}$	0.9581	15.5

$z < 4$ までの体積重み付き赤方偏移平均は $z_{\text{mean}} = 2.384$ で、観測された赤方偏移範囲は $1.614 \leq z \leq 4.283$ である。これら 7 候補を用いた発生率は

$$\rho_{7\text{SLSN}} = 130 \pm 49 \text{ [events/Gpc}^3\text{/year]} \quad (4.4)$$

測光赤方偏移が信頼できる候補 (SLSN002, 004, 005, 014) に限った 4 候補においては、

$$\rho_{4\text{SLSN}} = 74 \pm 37 \text{ [events/Gpc}^3\text{/year]} \quad (4.5)$$

最期に母銀河の同定がもっともらしい SLSN002, 014 の 2 候補においては、

$$\rho_{2\text{SLSN}} = 31 \pm 22 \text{ [events/Gpc}^3\text{/year]} \quad (4.6)$$

となった。

図 4.15 は $\rho_{4\text{SLSN}}$ (4 候補で算出された発生率) の値を、 $\rho_{7\text{SLSN}}$ 、 $\rho_{2\text{SLSN}}$ をそれぞれ上限下限として、1.2.2 小節で紹介した近年の SLSN 観測から算出された発生率とともにプロットした図である。図 4.15 における各線は対応した色の観測 (プロット点) から、星形成史を用いた外挿によって導かれた、SLSN 発生率の進化である。緑が Quimby et al. (2013b) の結果から得られる近傍における全ての SLSN 発生率を表している。対して青、赤は Quimby et al. (2013b) の結果から得られる近傍における SLSN-I と SLSN-II に分類されたタイプ別の発生率をそれぞれ表す。

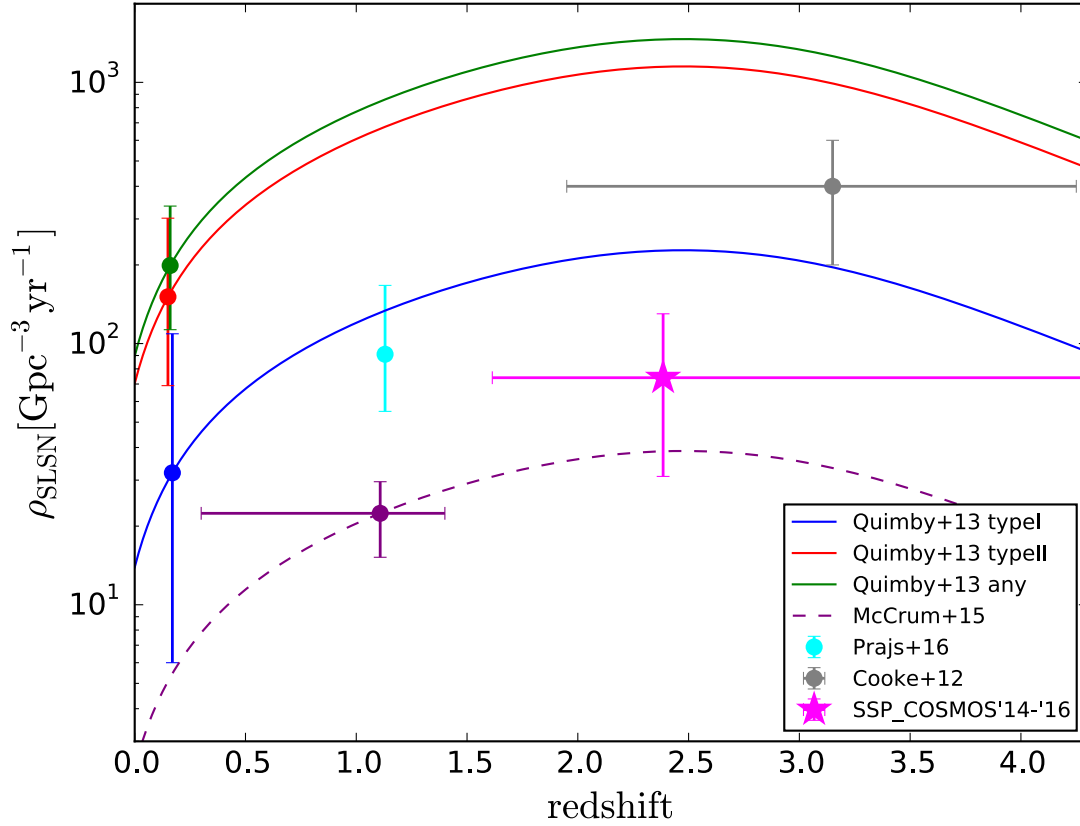


図 4.15: 算出された SLSN の発生率の赤方偏移進化。各点はそれぞれの観測で得られた発生率を表している (Cooke et al., 2012; Quimby et al., 2013b; McCrum et al., 2015; Prajs et al., 2017)。また各色の線は対応する観測から星形成史 (Cole et al., 2001) を用いて外挿したものである。マゼンタ点が本研究で算出された SLSN 発生率を表す。

4.3 発生率に関する考察

本研究は、すばる望遠鏡 HSC のデータを一貫して用いることで、同一データを用いた系統的な観測から、明るい超新星のみを選出してきた。図 4.15 をみると、本研究で算出された値はこれまでの観測により導かれてきた、SLSN の発生率とはオーダーで同じ結果となった。従って、本研究の手法を用いたすばる望遠鏡 HSC を用いた SLSN 探査観測は、現在知られている SLSN の発生率を支持する結果になると言える。

図 4.15 をみると、近傍観測 (Quimby et al., 2013b) のタイプに依らない発生率の結果 (図 4.15 緑線) と比較して少ない発生率が算出され、むしろ近傍の I 型の SLSN 発生率から星形成率を用いて外挿された (図 4.15 青線) に近い結果となっていることが分かる。本研究で求めた SLSN 発生率を改善するためには以下の方法が考えられる。

- 暗い側の SLSN の同定

本研究の手法を省みると SLSN の選別を観測されたピークが $M_{\text{peak}} < -21$ という条件で選んでいた。

SLSN の発生率はその観測数が少なく未解明な点も多いが、式 (1.7) のピーク光度分布で示されるようにタイプ II の SLSN はタイプ I の SLSN に比べ、近傍ではやや暗いもの ($M_{\text{peak}} \sim -20.5$) にまで広がった分布をしていることが分かっている。そのため、そのような SLSN-II 型の検出を落としてしまっており、SLSN-I のみの観測に近い値を算出してしまっている可能性がある。今回のデータでは困難であるが、今後 SLSN の分類が改善されることで、正確な見積もりが可能となり得る。

- 検出効率の見積もり

本研究の発生率算出方法は簡易的なものであり、検出効率の効果を定量的に議論するには SLSN モデルを用いた疑似観測による検出効率の見積もりが必要である。先行研究等で用いられる簡易的な検出効率の算出方法には、発見された Ia 型超新星を既存の観測と比較する手法もある。しかし、本研究では Ia 型超新星候補と SLSN 候補の選別方法が異なるために一定の指標としてのみ機能すると考えられる。

- 無宿主超新星の同定

近傍 SLSN の観測結果から SLSN 母銀河が暗いことが分かっている。しかし、母銀河の見られない (もしくはカタログに対応する銀河が存在しない) 検出を絶対光度の算出が不可能な変動天体として、本研究では全て詳しい解析を行っていない。母銀河を持たない超新星に SLSN がどれだけの割合で存在するのかを過去の無宿主 SLSN の観測から推定することで、本研究の結果を改善することが可能だと考えられる。

以上の方法を考えると本研究によって算出された発生率は改善される可能性が残されている。また、本研究の結果は上述の考えられる効果を含んでいない結果のため、発生率の下限値を与えているものとも言える。

第5章 明るい超新星の光度分布

従来の観測における重力崩壊型に分類される Ib/c 型、II 型の超新星のピーク等級分布には明らかに、 $-19 > M_{\text{peak}} > -21$ の範囲に”gap”が存在することが分かっている。Arcavi et al. (2016) はこの中間光度に位置する超新星爆発を 4 個発見し、それぞれ従来の超新星よりも早いタイムスケールの増光があることを見出した。更に、それらの超新星爆発は従来の超新星モデルで説明することが困難であることが示唆されている。

本研究では比較的明るい超新星爆発の探査を目的としており、Arcavi et al. (2016) に示されるような新しいタイプの中間光度超新星の発見も可能であると考えられる。3.2 節で行われたタイプ分類により、図 5.1(全ての測光赤方偏移を含む) 及び、図 5.2(バンド測光データが足りないカタログ銀河を母銀河とする場合を除く) を得た。

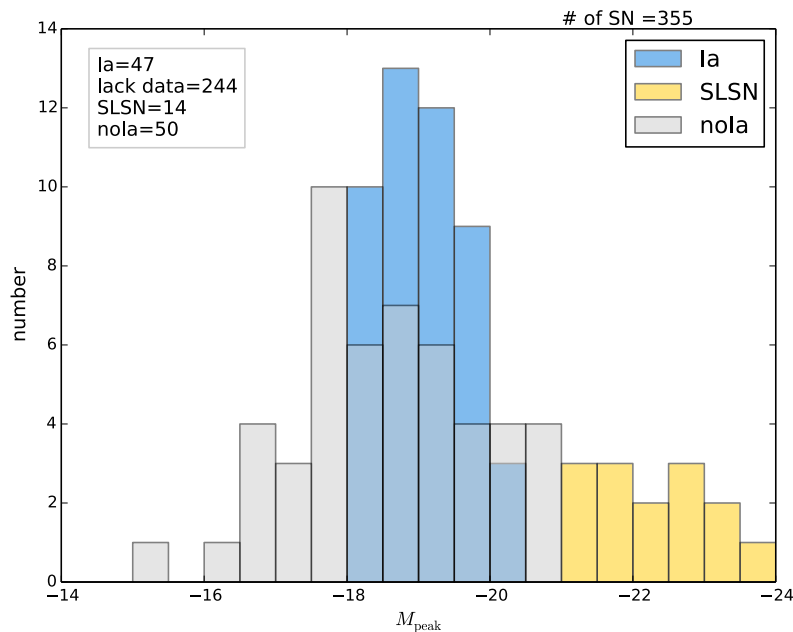


図 5.1: 超新星候補天体のピーク等級の分布図。全ての測光赤方偏移を含む。3.2 節に示される分類ごとに色分けしてある。 $-19 > M_{\text{peak}} > -21$ の noIa 候補が gapSN 候補である。

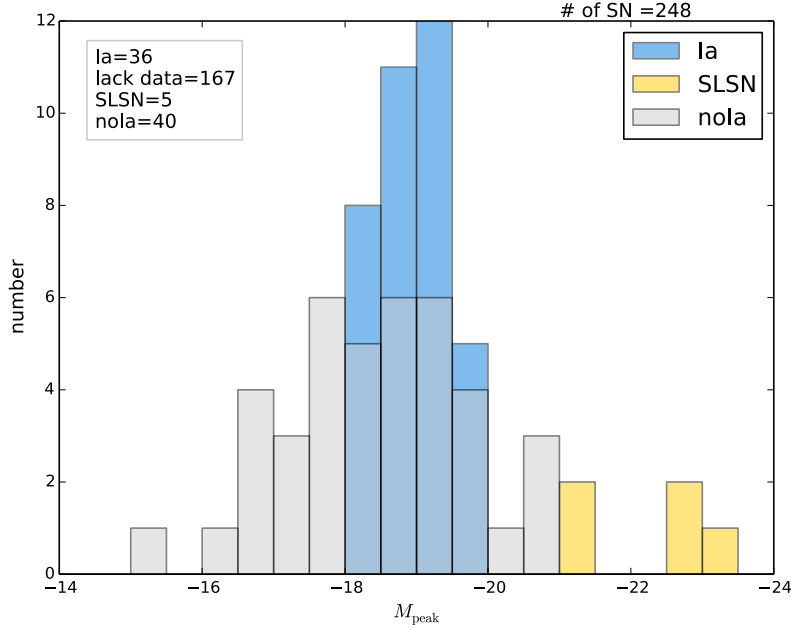


図 5.2: 超新星候補天体のピーク等級の分布図。バンド測光データが足りないカタログ銀河を母銀河とする場合を除く。3.2 節に示される分類ごとに色分けしてある。 $-19 > M_{\text{peak}} > -21$ の noIa 候補が gapSN 候補である。

ピーク光度が $-19 > M_{\text{peak}} > -21$ の範囲で且つ、Ia 型のモデル光度曲線でフィッティングできないものを本研究では”gap SN”と定義する。それぞれの分類において、18 個 (全測光赤方偏移を含む) または 14 個 (バンド測光データの少ないデータを除く) の”gap SN”を発見した。本研究においては撮像の間隔が長く取られているため、中間光度超新星の性質 $t_{\text{rise}} \lesssim 10 \text{ day}$ が見られるような光度曲線からは確認できない。(図 5.3, 図 5.4, 図 5.6)。しかし、本研究はすばる望遠鏡 HSC を用い、一貫したデータから明るい超新星の探査を行ってきた。故に今回発見された gap SN の発生率は SLSN の発生率と比較可能なものになる。gap SN の場合、観測によるテンプレートが得られていないために、Tanaka et al. (2013) のように擬似観測から観測限界の赤方偏移を見積もることはできない。ここでは、限界等級 25mag、 $M_{\text{peak}} \sim -20.5$ の条件のもとで考えると、 $0 < z < 3$ の範囲で観測可能であったと考えられる。よって観測体積を $V = 4.69 \times 10^{-2} \text{ Gpc}^3$ とする。また、観測時間を変動のタイムスケール $\Delta t_{<-19} \sim 20 \text{ d}$ から SLSN の手法と同様に見積もれることを仮定する。これらの仮定のもと、各候補から算出される発生率は表 5.1 のようになる。SLSN の選別と同様の手法の光度曲線と画像の確認により一部の候補を発生率の測定から除外した。

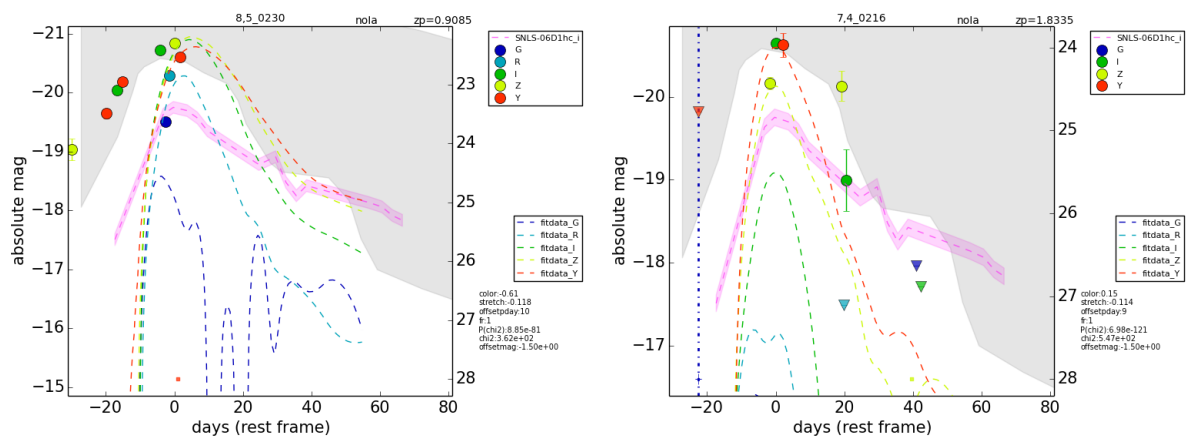
表 5.1: gapSN の各測光赤方偏移における発生率の計算結果

id	z_{photo}	T_{rest} [yr]	[event Gpc ⁻³ yr ⁻¹]
gap001	$0.908^{+0.027}_{-0.028}$	0.578	36.9
gap002	$1.833^{+0.112}_{-0.056}$	0.497	42.9
gap003	$1.805^{+0.721}_{-1.206}$	0.498	42.8
gap004	$1.748^{+0.073}_{-0.068}$	0.502	42.5
gap006	$0.662^{+0.035}_{-0.026}$	0.615	34.6
gap007	$0.998^{+0.008}_{-0.007}$	0.567	37.6
gap008	$0.827^{+0.022}_{-0.025}$	0.589	36.2
gap010	$0.705^{+0.008}_{-0.009}$	0.608	35.1
gap012	$0.900^{+0.013}_{-0.008}$	0.579	36.8
gap013	$0.988^{+0.012}_{-0.013}$	0.568	37.5
gap014	$0.296^{+0.009}_{-0.008}$	0.609	35.0

$$\rho_{\text{gapSN}} = 418 \pm 20 \text{ [event/Gpc}^3\text{/yr]} \quad (5.1)$$

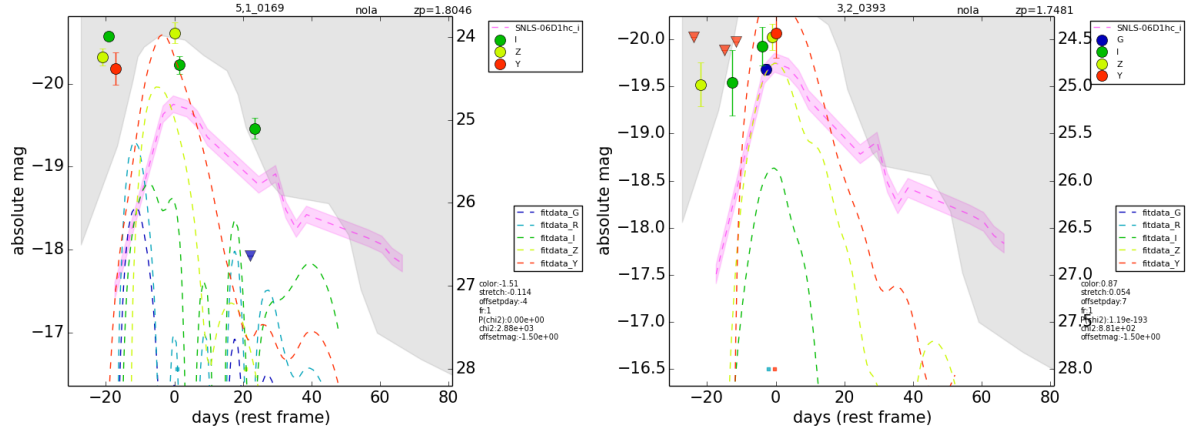
$-19 > M_{\text{peak}} > -21$ の範囲の SNIa に分類できない”gap SN”の発生率は $z \sim 2.38$ における、SLSN の発生率と比較して大きいことが分かった。

但し、この結果は IIIn 型に分類し得る超新星候補と暗い側に分布の広がる SLSN-II の候補を含んでいる可能性がある。さらに超新星爆発の光度曲線分類を IIIn 型にまで広げ、Arcavi et al. (2016) が示すような、Ia 型、IIIn 型に分類できないような超新星を見つけ出し、この発生率と母銀河環境を更に詳しく調べていくことが必要となる。



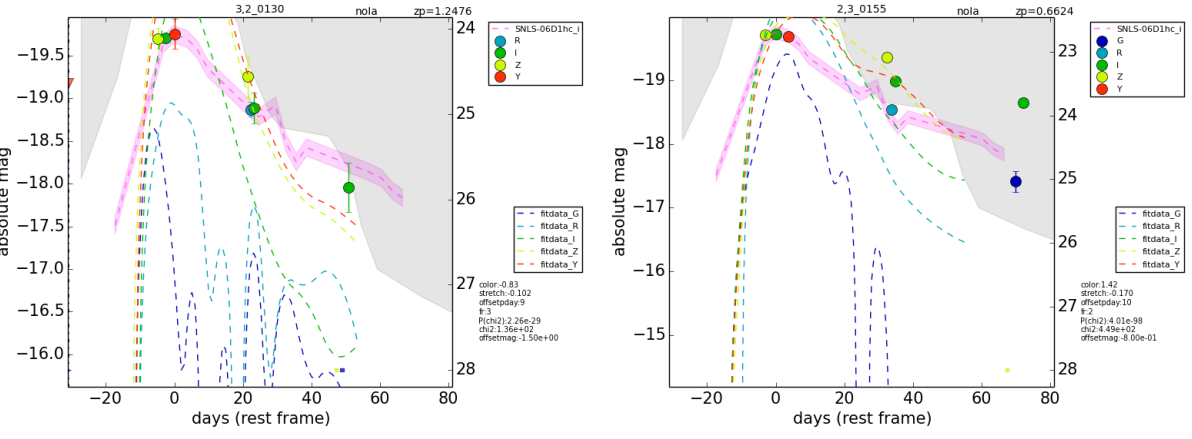
(a) gap001

(b) gap002



(c) gap003

(d) gap004



(e) gap005

(f) gap006

図 5.3: gap SN 候補の光度曲線。各光度曲線中にはマゼンタ破線で SNLS-06D1hc が Arcavi et al. (2016) において発見された中間光度超新星の例として、描かれている。その他の色で描かれた破線は最適フィットの SNIa モデルである。(SNIa モデルの g バンドは一度等級が測れなくなる観測限界を超えると検出のノイズが支配的になり振動しているようにみえる。しかし、このような値はフィッティングには用いていない。)

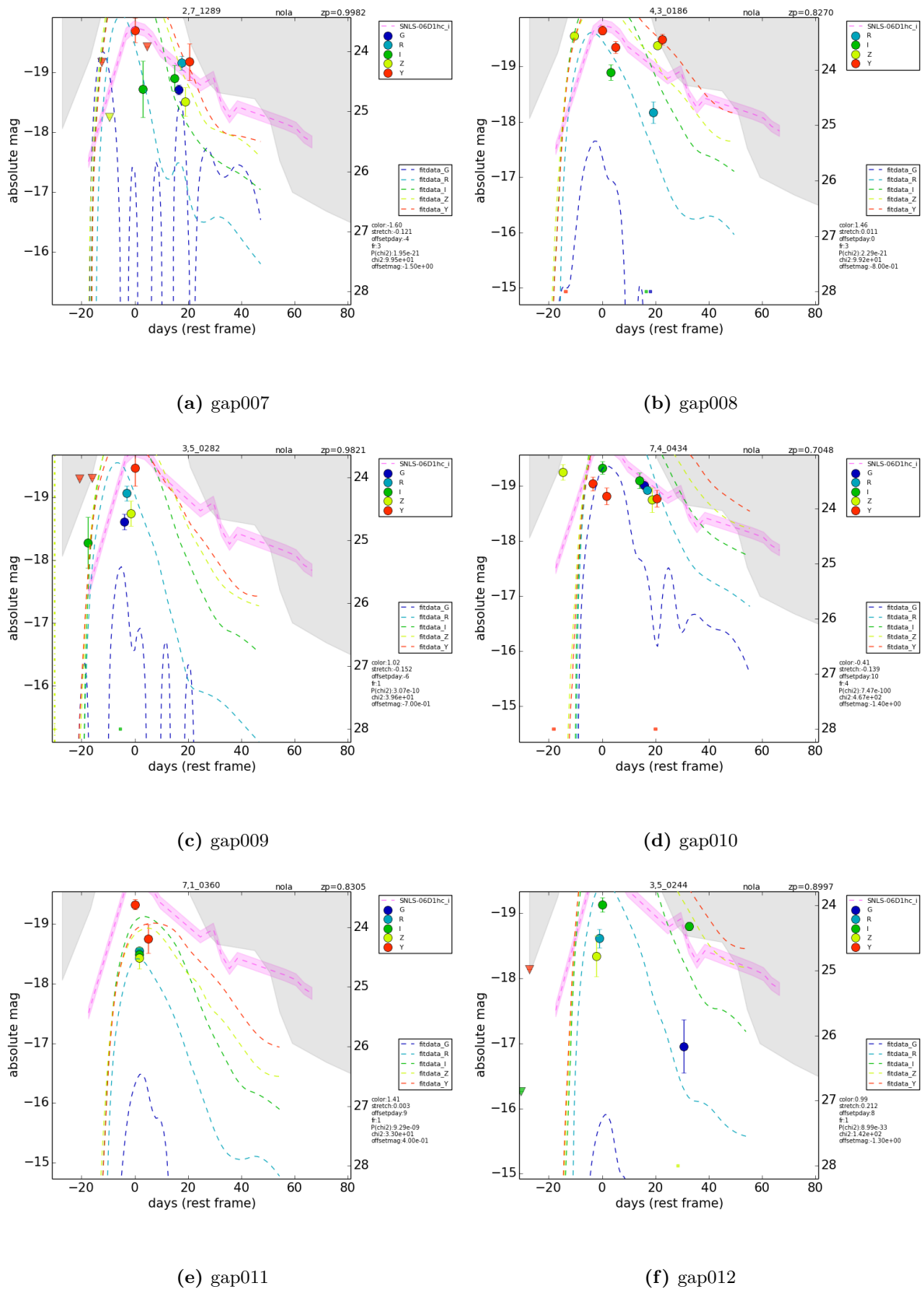
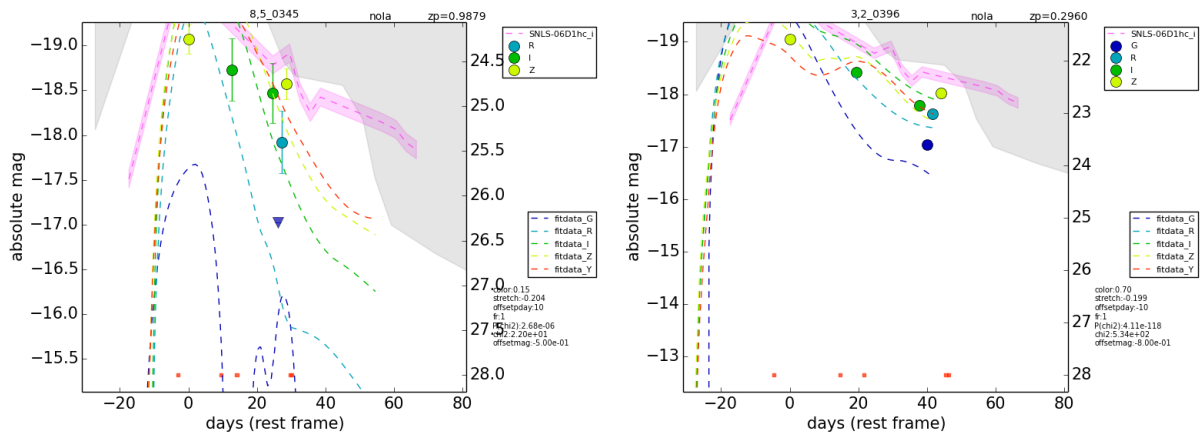


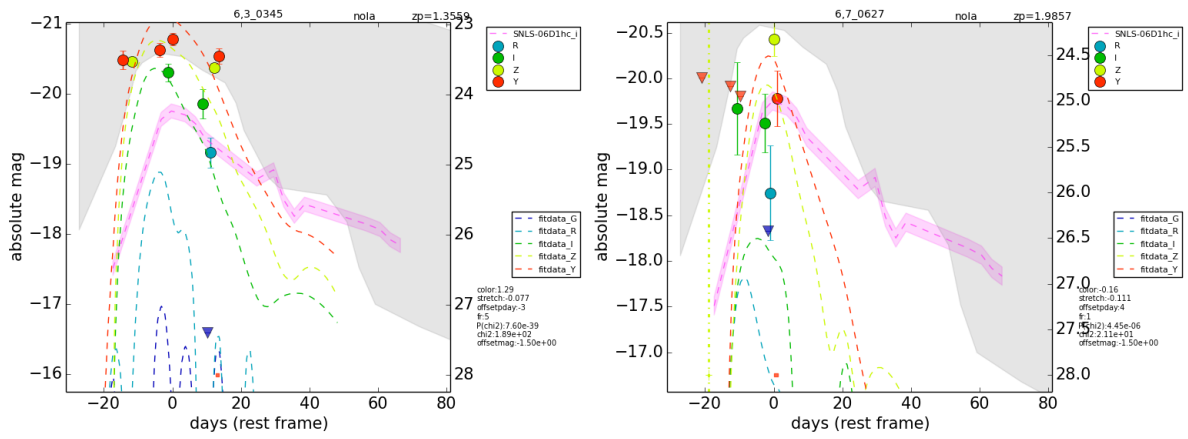
図 5.4: gap SN 候補の光度曲線。各光度曲線中にはマゼンタ破線で SNLS-06D1hc が Arcavi et al. (2016) において発見された中間光度超新星の例として、描かれている。その他の色で描かれた破線は最適フィットの SNIa モデルである。(SNIa モデルの g バンドは一度等級が測れなくなる観測限界を超えると検出のノイズが支配的になり振動しているようにみえる。しかし、このような値はフィッティングには用いていない。)



(a) gap013

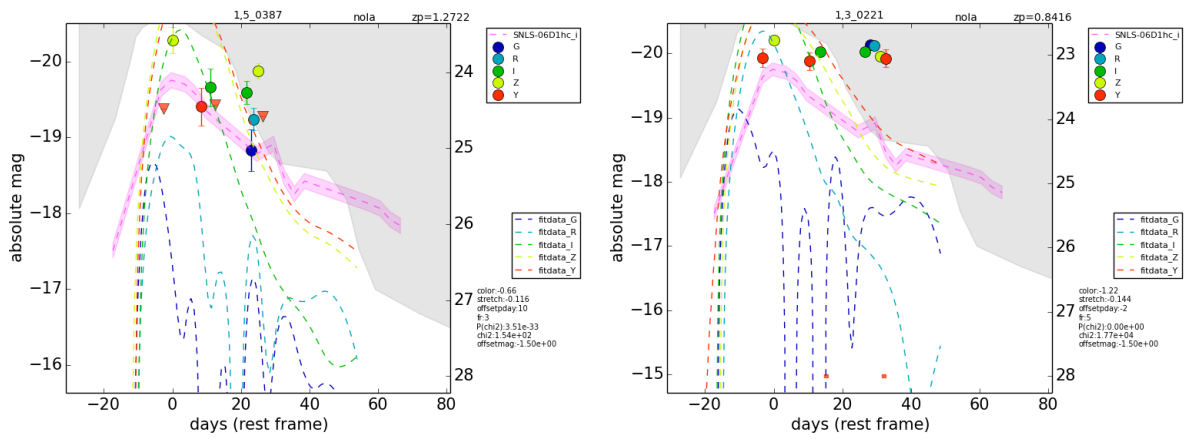
(b) gap014

図 5.5: gap SN 候補の光度曲線。各光度曲線中にはマゼンタ破線で SNLS-06D1hc が Arcavi et al. (2016) において発見された中間光度超新星の例として、描かれている。その他の色で描かれた破線は最適フィットの SNIa モデルである。(SNIa モデルの g バンドは一度等級が測れなくなる観測限界を超えると検出のノイズが支配的になり振動しているように見える。しかし、このような値はフィッティングには用いていない。)



(a) gap015

(b) gap016



(c) gap017

(d) gap018

図 5.6: 図 5.3 から図 5.6 の gap SN 候補に加えて、バンド測光データの少ないカタログ銀河を母銀河に持つ gap SN の光度曲線。各光度曲線中にはマゼンタ破線で SNLS-06D1hc が Arcavi et al. (2016) において発見された中間光度超新星の例として、描かれている。その他の色で描かれた破線は最適フィットの SNIa モデルである。(SNIa モデルの g バンドは一度等級が測れなくなる観測限界を超えると検出のノイズが支配的になり振動しているように見える。しかし、このような値はフィッティングには用いていない。)

第6章 まとめ

本研究は2014年4月から2016年3月にかけて行われた、すばる望遠鏡HSCによるCOSMOS領域の観測データからSLSNを含む明るい超新星の探査を目的として行われた。この観測領域は測光赤方偏移カタログが存在する領域のデータのため、SLSNの探査に適したデータとなっている。

本研究では、遠方超新星探査のため、得られた変動天体候補から、超新星爆発とその他の変動天体に分類する手法を開発した。その手法は主に、最近傍のカタログ銀河と変動天体候補の距離、母銀河のX線情報、カラー情報を用いることで超新星候補と活動銀河核候補を分類することを目的とした。

分類の結果、1027個の変動天体から361個の超新星候補が発見された。これら361個の超新星候補の光度曲線と画像に対するチェックを行うことで、2-7個の超高度超新星を発見した。この7個の発生数から発生率を算出すると 130 ± 49 [event/Gpc³/yr] といった結果が得られた。これは既存の観測から予想される高赤方偏移の発生率におおまかに一致する。この結果は $1 < z < 4$ の観測としては最も多くの超光度超新星から得られた結果になる。

また、残った超新星候補に関して、 $-19 > M_{\text{peak}} > -21$ の範囲にある超新星候補の光度曲線とSNIaモデルとのフィッティングにより、SNIaでは説明されない中間光度超新星を14-18個得た。これらの発生率を算出すると、約 $\gtrsim 400$ [event/Gpc³/yr] となりSLSNの発生率と比較すると、4倍以上多いことが分かった。最近の観測でこの光度範囲に位置する超新星の中には既存の超新星では説明できないようなものも発見されており、本研究でこれだけの数が得られたことは重要な結果となる。

2016年11月から現在も行われている、すばる戦略枠観測のデータにも本研究の手法を適用することで、更なる超光度超新星の発見による結果の改善と、発生する銀河環境の解明が期待される。

将来的なすばる望遠鏡による観測計画に、Prime Focals Spectrograph (PFS) と呼ばれる大規模分光サーベイ計画がある。これは2019年から予定されている観測であり、COSMOS領域の銀河を含む分光計画となっている。この中では当然、SLSNの発見とSLSN自身の分光観測も行われる。それに加えて、本研究で発見された超光度超新星候補の母銀河も全て分光観測され、より正確な距離と銀河環境が調べられることになる。故に、本研究で得た超新星候補によって、PFS計画で遠方宇宙の星進化を解き明かすための重要なデータセットが構築されたといえる。

謝辞

本修士論文の執筆にあたっては多くの方々のご協力を賜りましたこと、この場を借りて改めて御礼申し上げます。特に、指導教員でもある吉田直紀教授には本研究の提案から、多くのご指導、ご助言を頂きましたこと御礼申し上げます。進捗が滞ったりした折にも、その都度打開案を提案していただき、大変お世話になりました。

また、国立天文台の田中雅臣助教には本研究におけるすべての点で、議論、検証を共に行ってください、大変お世話になりました事、感謝申し上げます。同じく、国立天文台の守屋亮特任助教には超光度超新星の発生メカニズムと観測的性質をご教授頂きました。東京大学の諸隈智貴助教、甲南大学の富永望准教授には本研究に必要な変動天体探査の手法とその分類方法についてのご教授を頂いたこと、更にハワイのすばる望遠鏡への観測に同道させて頂き、天文観測の現場、手法を学ぶ貴重な機会を頂いたこと感謝申し上げます。東京大学カブリ数物連携宇宙研究機構の安田直樹教授には本研究に用いる引き算データの作成と SSP 観測をして頂いたこと、同じく高橋一郎特任研究員には HSC 観測における SNIa モデル光度曲線のデータを本研究のために生成して頂いたこと大変お世話になりました。

審査会にあたって、山崎典子准教授、茂山俊和准教授にはご多忙にも関わらず貴重なご意見を頂いたこと、結果の解釈に対する議論をして頂いたこと深く感謝致します。

UTAP、IPMU のみなさま、教員、学生ともにゼミや発表の機会を通して、研究に対しての新たな知見から説明の手法に関する基礎的な事項まで多くのかけがえのない経験の機会とご助言を頂いた事をここで感謝申し上げます。

付 録 A 超光度超新星の候補天体画像

ここでは SLSN 候補とした 10 天体の画像データを示す。

各画像は $12'' \times 12''$ で描かれている。以下の画像の中で、黒枠は光度曲線に検出点として用いた画像を表し、青枠は $f < 5\sigma_f$ のため光度曲線中で上限となった画像を表す。マゼンタ枠はフラックスの分散の値が閾値 $\sigma_f > 1.5$ を超え、光度曲線に用いられなかった図を表す。また、画像内の中空円は最も変動点に近い銀河の位置を表し、菱形はその他の銀河の位置を表す。それぞれの色は変動点からの距離を表し、赤 → 青の順で遠い銀河を表す。3 枚ごとで 1 セット、左から reference 画像、new 画像、subtraction 画像の順になっている。

COSMOS_2,2_197

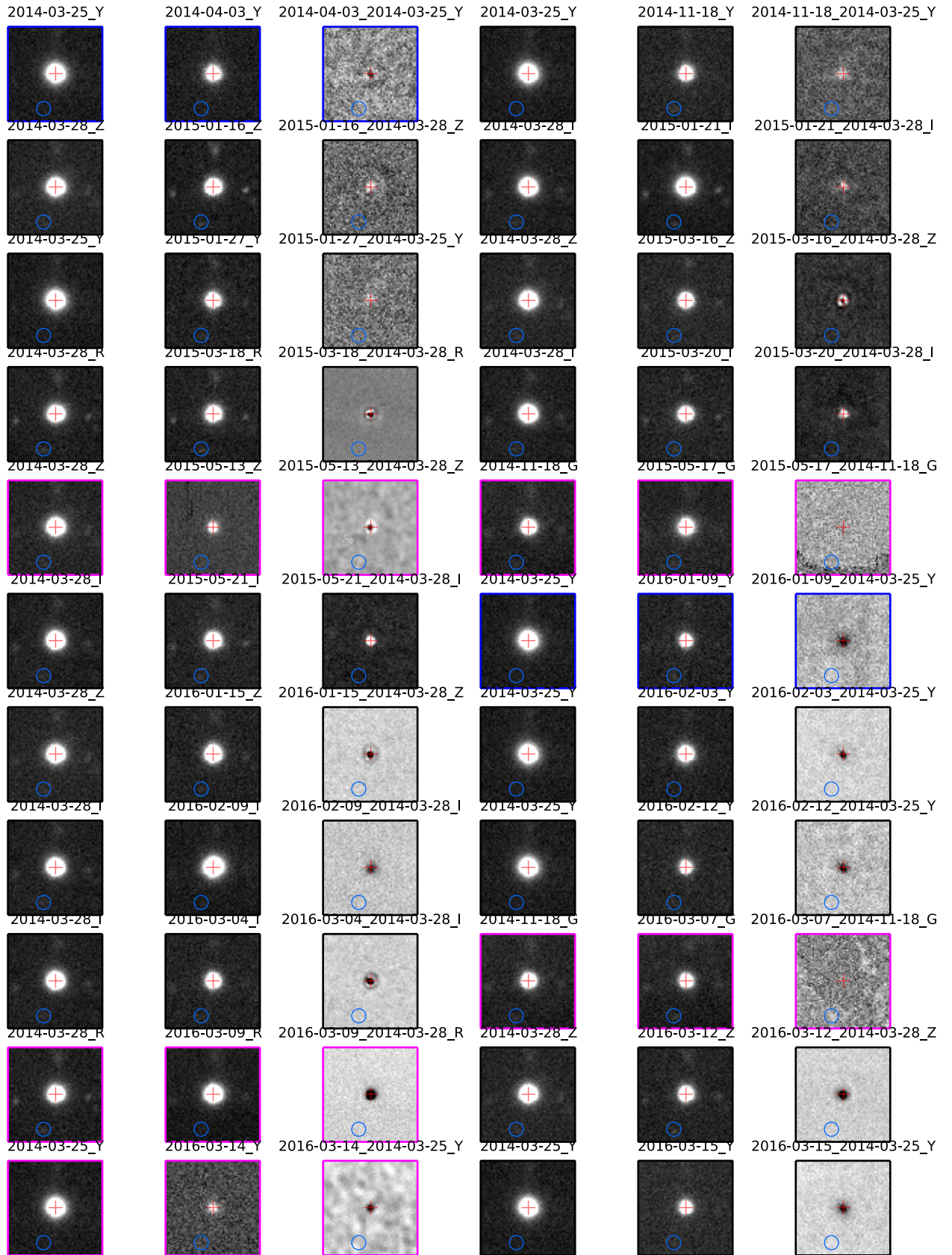


図 A.1: SLSN001 の画像データ

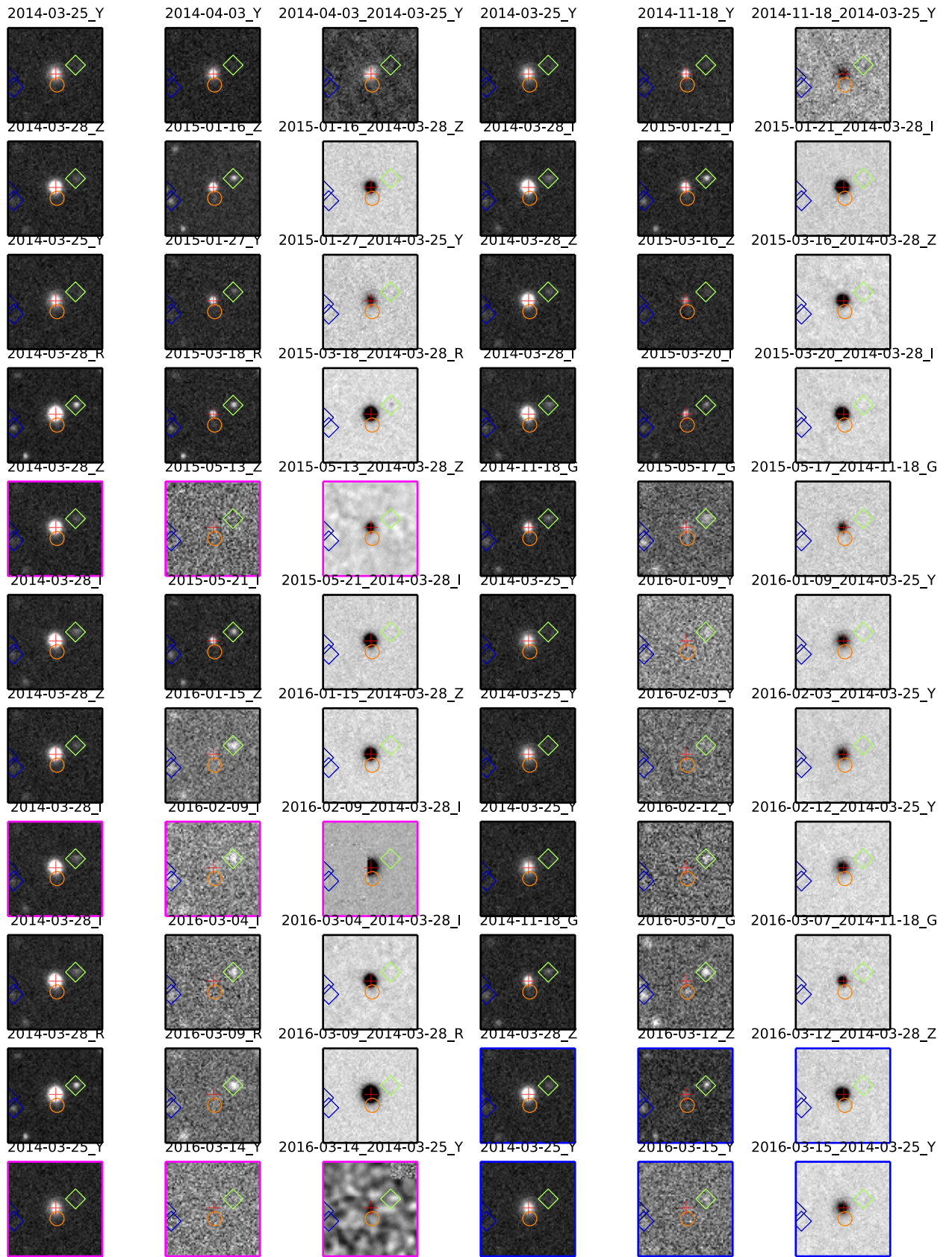


図 A.2: SLSN002 の画像データ

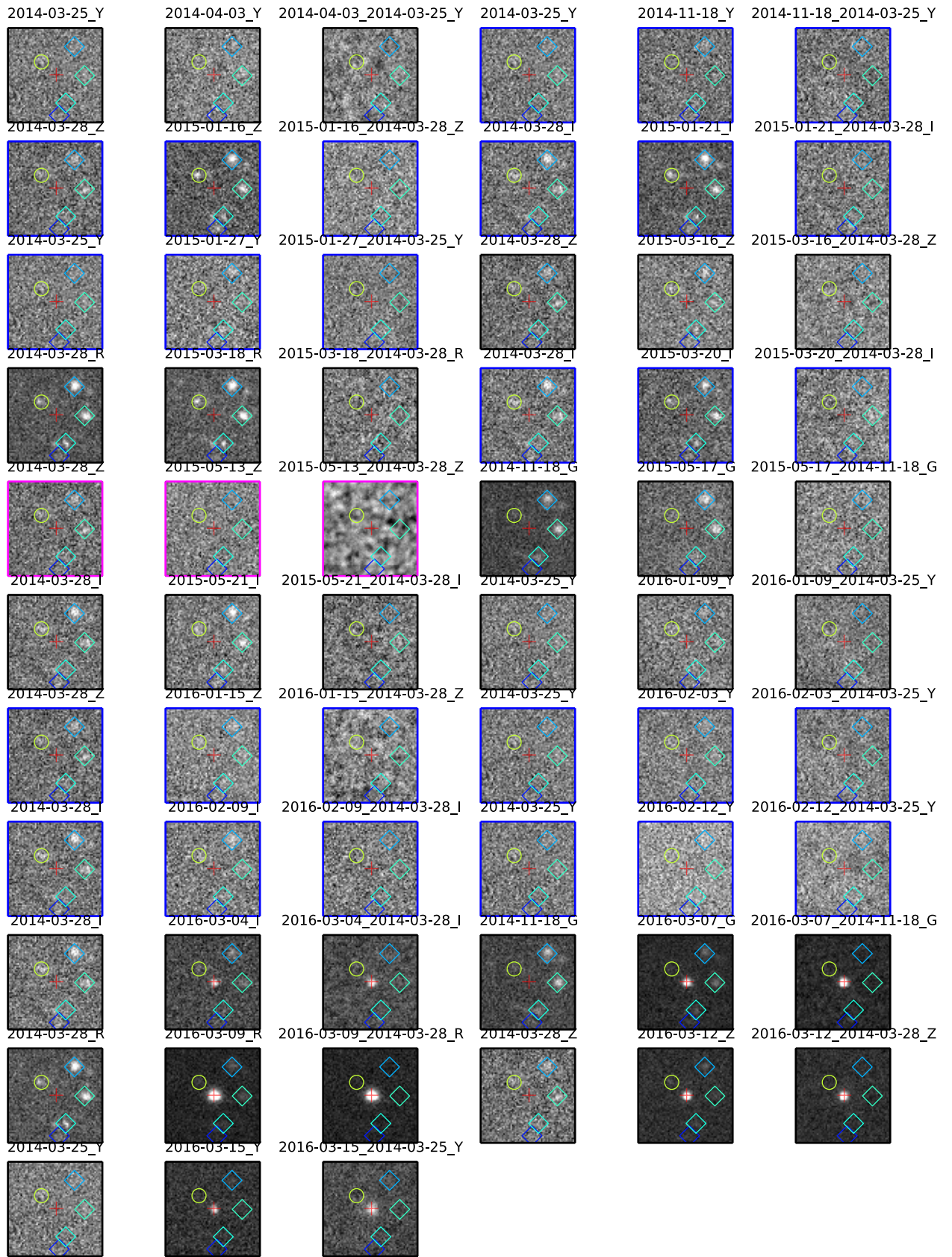


図 A.3: SLSN03 の画像データ

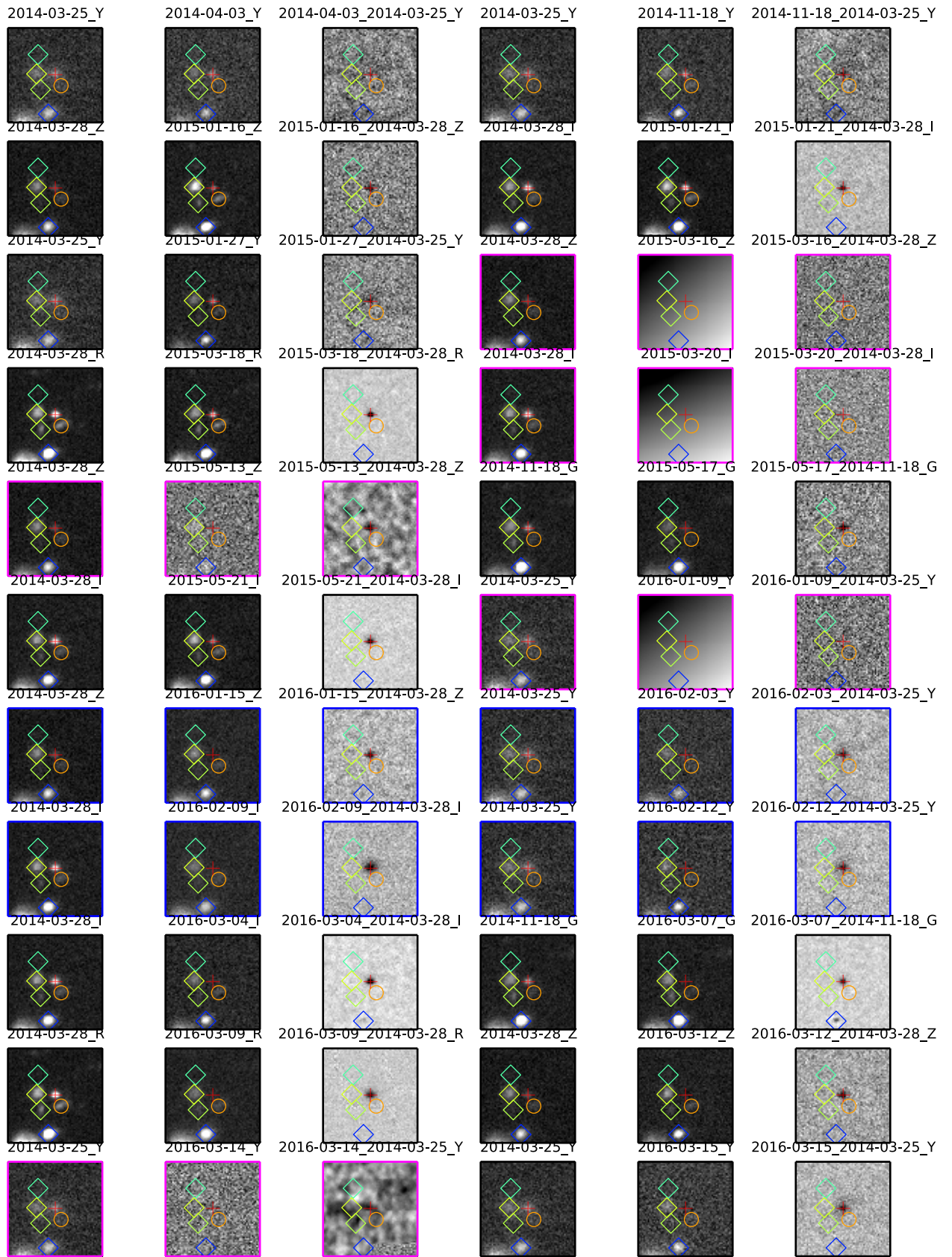


図 A.4: SLSN004 の画像データ

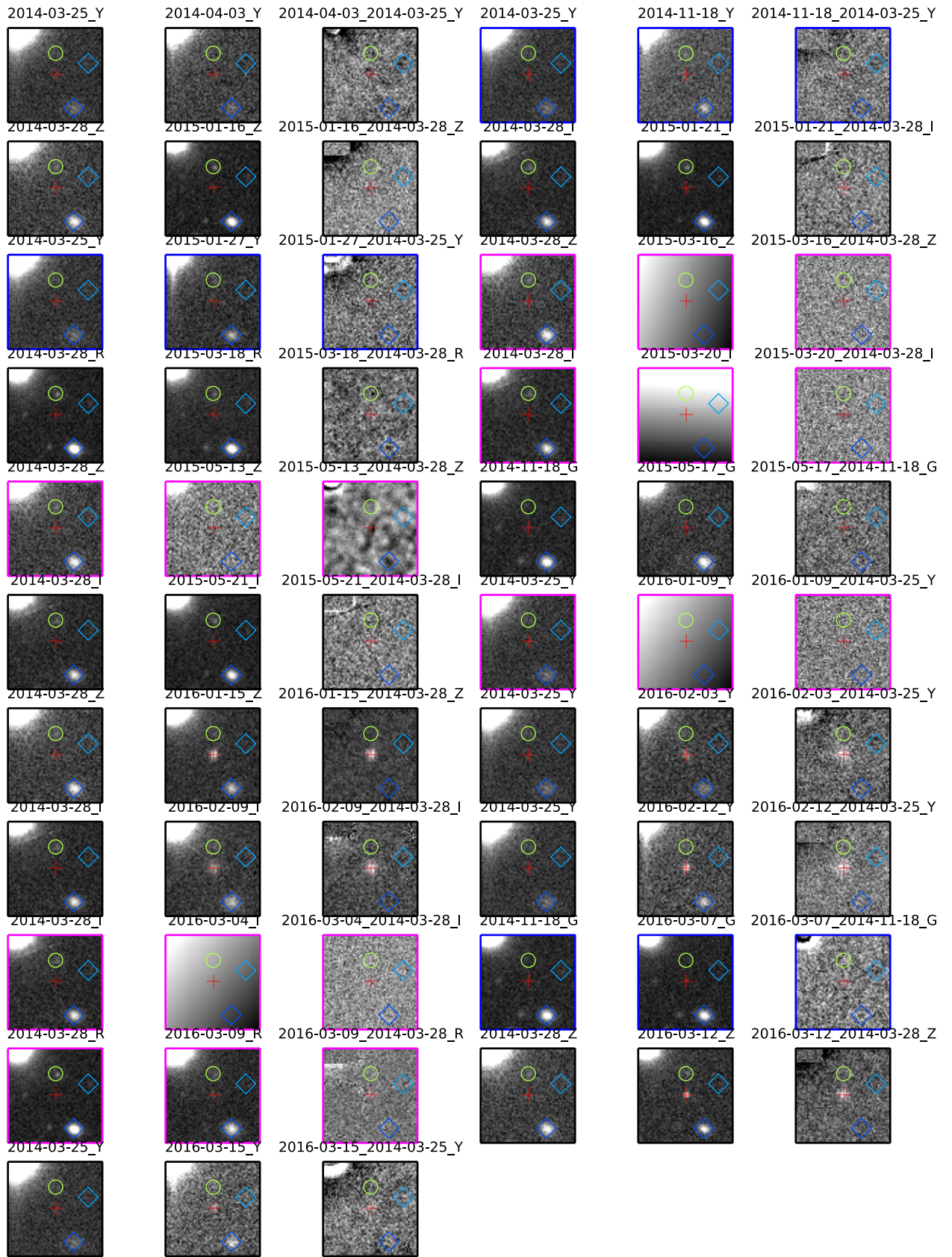


図 A.5: SLSN05 の画像データ

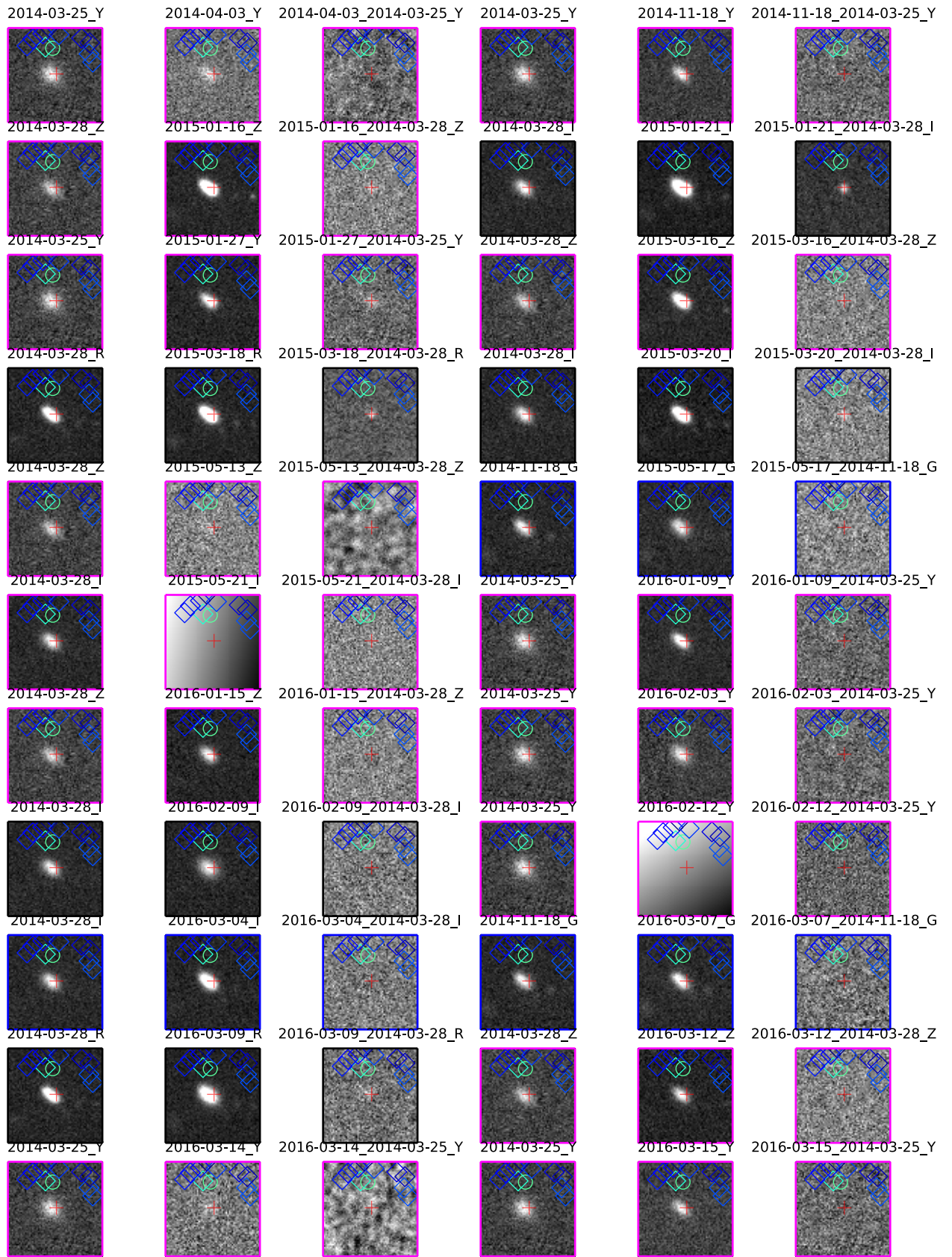


図 A.6: SLSN06 の画像データ

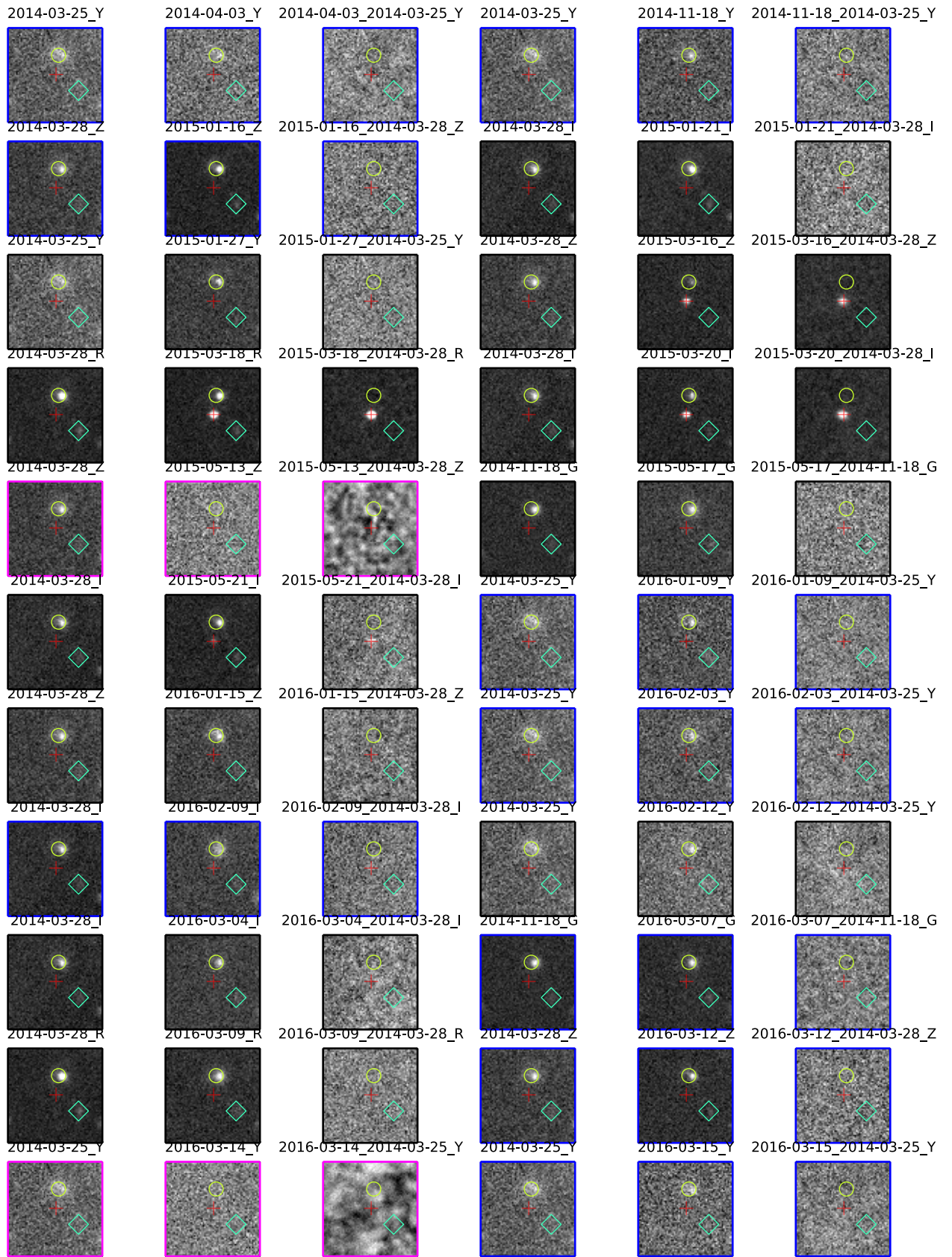


図 A.7: SLSN07 の画像データ

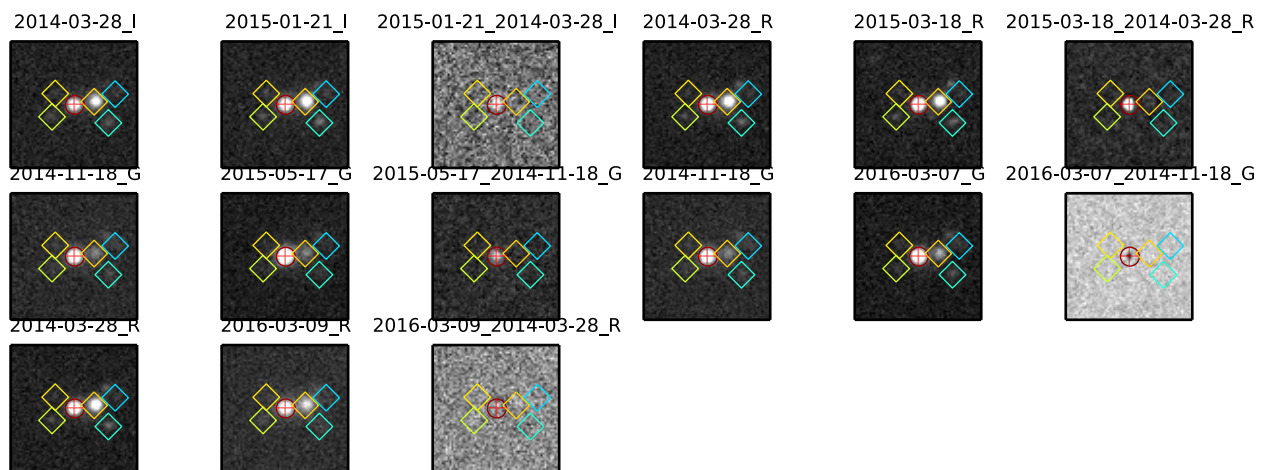


図 A.8: SLSN008 の画像データ

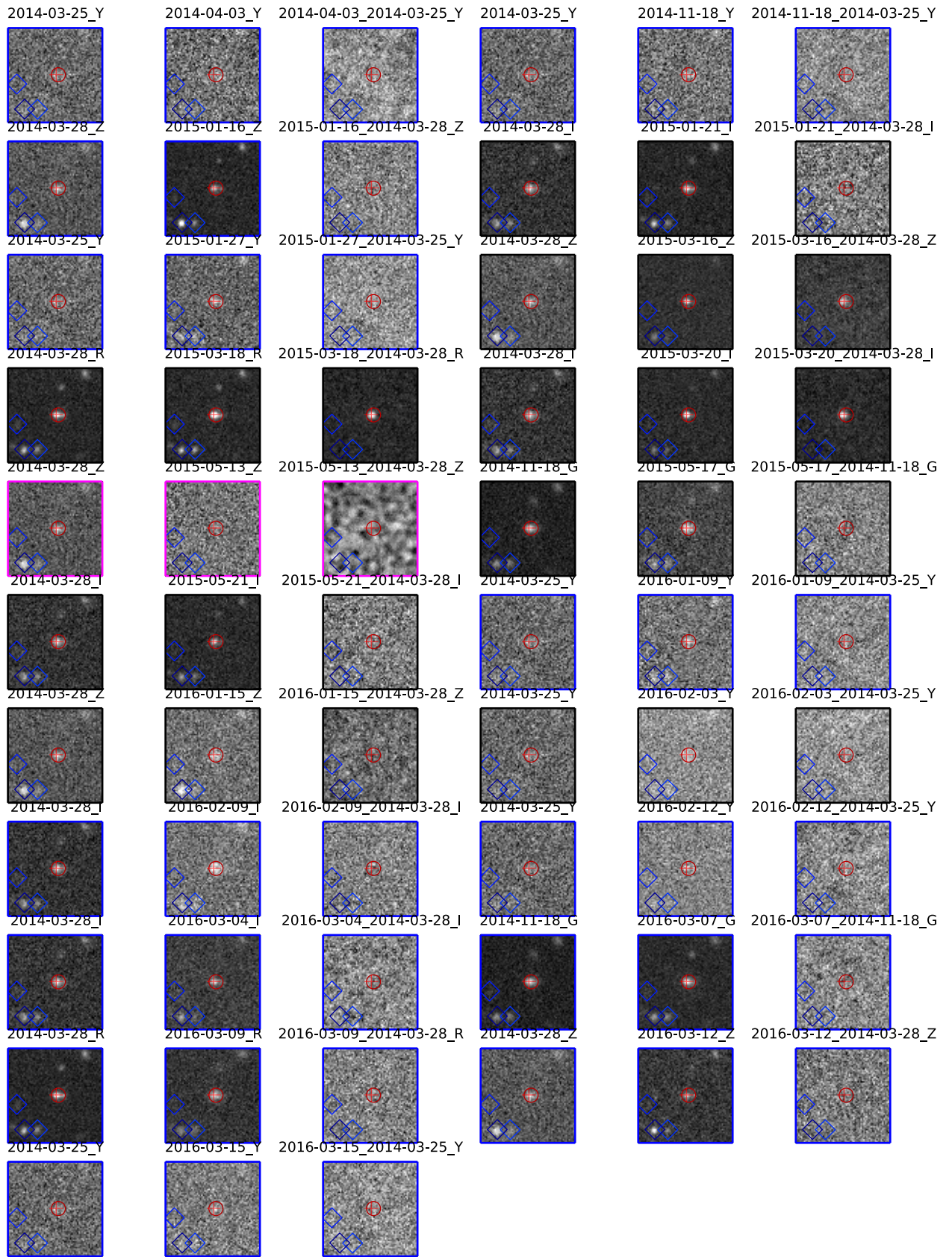


図 A.9: SLSN09 の画像データ



図 A.10: SLSN010 の画像データ

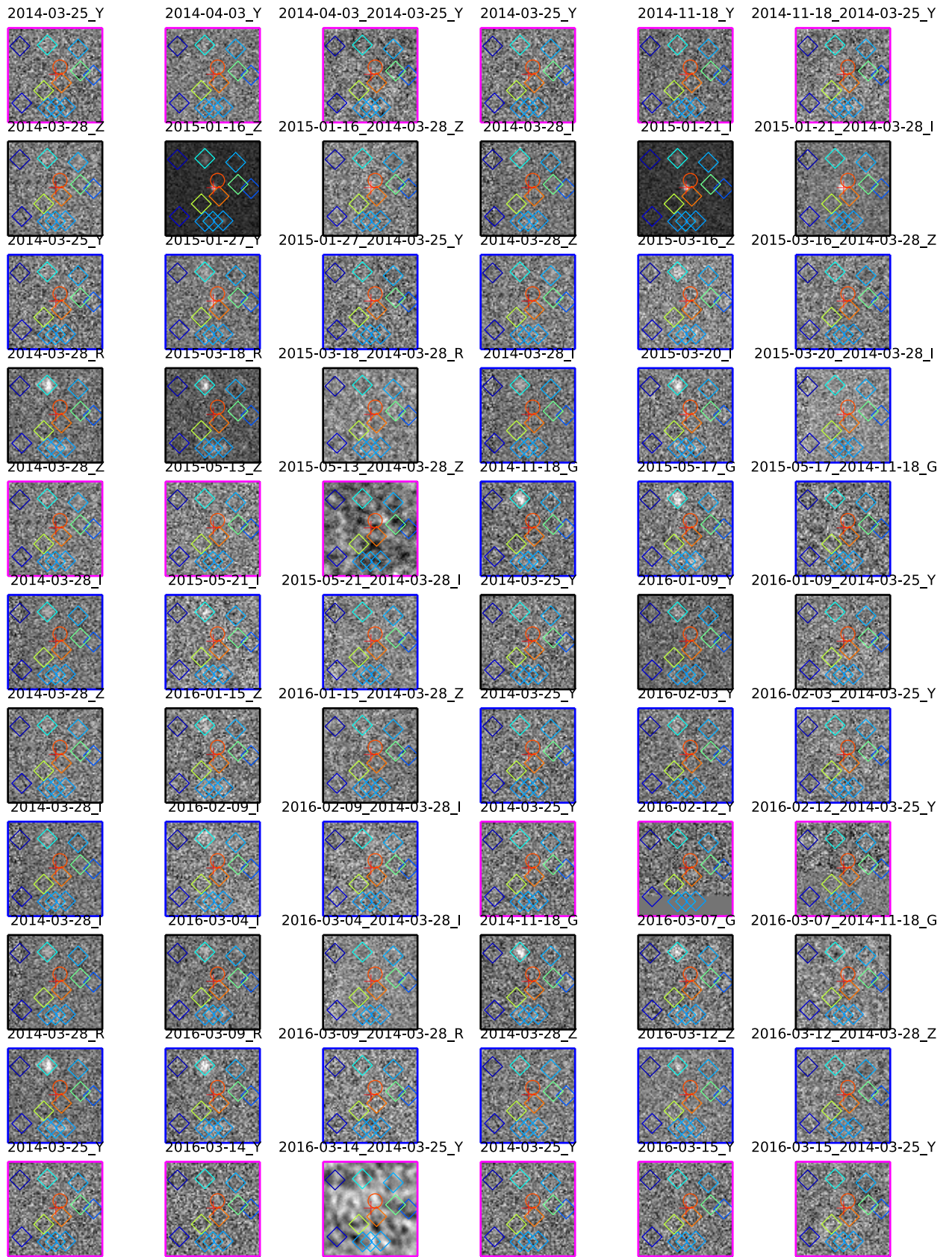


図 A.11: SLSN011 の画像データ

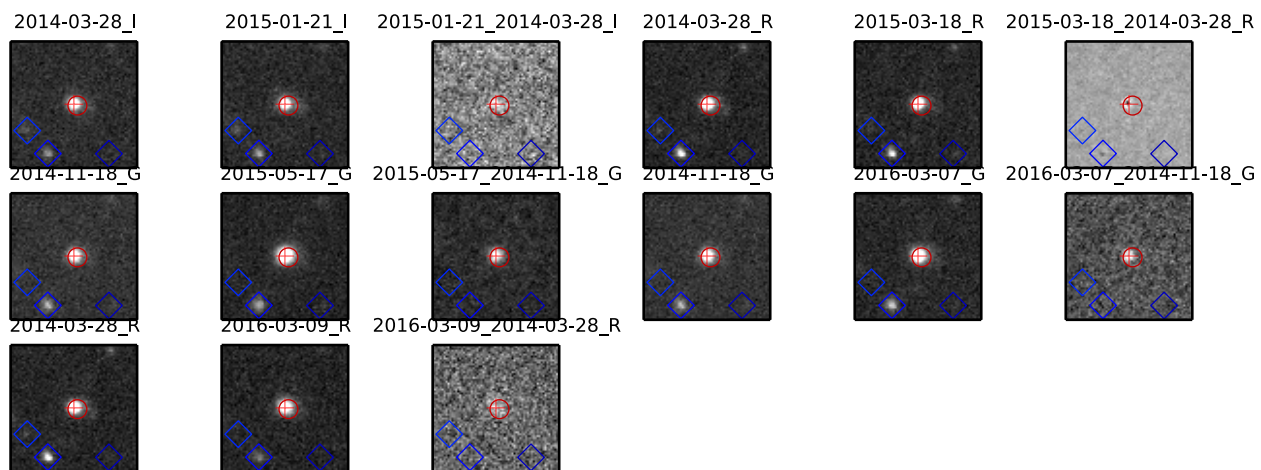


図 A.12: SLSN012 の画像データ



図 A.14: SLSN014 の画像データ

Reference

- Arcavi, I., W. M. Wolf, D. A. Howell, L. Bildsten, and S. PTF (2016). “Rapidly Rising Transients in the Supernova - Superluminous Supernova Gap”. In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 227 of *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, p. 208.02.
- Baade, W. and F. Zwicky (1934). “On Super-novae”. *Proceedings of the National Academy of Science*, **20** pp.254–259.
- Bazin, G., N. Palanque-Delabrouille, J. Rich, V. Ruhlmann-Kleider, E. Aubourg, L. Le Guillou, P. Astier, C. Balland, S. Basa, R. G. Carlberg, A. Conley, D. Fouchez, J. Guy, D. Hardin, I. M. Hook, D. A. Howell, R. Pain, K. Perrett, C. J. Pritchett, N. Regnault, M. Sullivan, P. Antilogus, V. Arsenijevic, S. Baumont, S. Fabbro, J. Le Du, C. Lidman, M. Mouchet, A. Mourão, and E. S. Walker (2009). “The core-collapse rate from the Supernova Legacy Survey”. *aap*, **499** pp.653–660.
- Bloom, J. S., D. Kasen, K. J. Shen, P. E. Nugent, N. R. Butler, M. L. Graham, D. A. Howell, U. Kolb, S. Holmes, C. A. Haswell, V. Burwitz, J. Rodriguez, and M. Sullivan (2012). “A Compact Degenerate Primary-star Progenitor of SN 2011fe”. *apjl*, **744** pp.L17.
- Cole, S., P. Norberg, C. M. Baugh, C. S. Frenk, J. Bland-Hawthorn, T. Bridges, R. Cannon, M. Colless, C. Collins, W. Couch, N. Cross, G. Dalton, R. De Propris, S. P. Driver, G. Efstathiou, R. S. Ellis, K. Glazebrook, C. Jackson, O. Lahav, I. Lewis, S. Lumsden, S. Maddox, D. Madgwick, J. A. Peacock, B. A. Peterson, W. Sutherland, and K. Taylor (2001). “The 2dF galaxy redshift survey: near-infrared galaxy luminosity functions”. *mnras*, **326** pp.255–273.
- Cooke, J., M. Sullivan, A. Gal-Yam, E. J. Barton, R. G. Carlberg, E. V. Ryan-Weber, C. Horst, Y. Omori, and C. G. Díaz (2012). “Superluminous supernovae at redshifts of 2.05 and 3.90”. *nature*, **491** pp.228–231.
- du Buisson, L., N. Sivanandam, B. A. Bassett, and M. Smith (2015). “Machine learning classification of SDSS transient survey images”. *mnras*, **454** pp.2026–2038.
- Gal-Yam, A. (2012). “Luminous Supernovae”. *Science*, **337** pp.927–.
- Gal-Yam, A., P. Mazzali, E. O. Ofek, P. E. Nugent, S. R. Kulkarni, M. M. Kasliwal, R. M. Quimby, A. V. Filippenko, S. B. Cenko, R. Chornock, R. Waldman, D. Kasen, M. Sullivan, E. C. Beshore, A. J. Drake, R. C. Thomas, J. S. Bloom, D. Poznanski, A. A. Miller, R. J. Foley, J. M. Silverman, I. Arcavi, R. S. Ellis, and J. Deng (2009). “Supernova 2007bi as a pair-instability explosion”. *nat*, **462** pp.624–627.

- Guy, J., P. Astier, S. Baumont, D. Hardin, R. Pain, N. Regnault, S. Basa, R. G. Carlberg, A. Conley, S. Fabbro, D. Fouchez, I. M. Hook, D. A. Howell, K. Perrett, C. J. Pritchett, J. Rich, M. Sullivan, P. Antilogus, E. Aubourg, G. Bazin, J. Bronder, M. Filiol, N. Palanque-Delabrouille, P. Riposte, and V. Ruhlmann-Kleider (2007). “SALT2: using distant supernovae to improve the use of type Ia supernovae as distance indicators”. *aap*, **466** pp.11–21.
- Hogg, D. W., I. K. Baldry, M. R. Blanton, and D. J. Eisenstein (2002). “The K correction”. *ArXiv Astrophysics e-prints*.
- Kasen, D. and L. Bildsten (2010). “Supernova Light Curves Powered by Young Magnetars”. *apj*, **717** pp.245–249.
- Kessler, R., J. P. Bernstein, D. Cinabro, B. Dilday, J. A. Frieman, S. Jha, S. Kuhlmann, G. Miknaitis, M. Sako, M. Taylor, and J. Vanderplas (2009). “SNANA: A Public Software Package for Supernova Analysis”. *pasp*, **121** pp.1028–1035.
- Laigle, C., H. J. McCracken, O. Ilbert, B. C. Hsieh, I. Davidzon, P. Capak, G. Hasinger, J. D. Silverman, C. Pichon, J. Coupon, H. Aussel, D. Le Borgne, K. Caputi, P. Cassata, Y.-Y. Chang, F. Civano, J. Dunlop, J. Fynbo, J. S. Kartaltepe, A. Koekemoer, O. Le Fèvre, E. Le Floch, A. Leauthaud, S. Lilly, L. Lin, S. Marchesi, B. Milvang-Jensen, M. Salvato, D. B. Sanders, N. Scoville, V. Smolcic, M. Stockmann, Y. Taniguchi, L. Tasca, S. Toft, M. Vaccari, and J. Zabl (2016). “The COSMOS2015 Catalog: Exploring the $1 < z < 6$ Universe with Half a Million Galaxies”. *apjs*, **224** pp.24.
- Mazzali, P. A., M. Sullivan, E. Pian, J. Greiner, and D. A. Kann (2016). “Spectrum formation in superluminous supernovae (Type I)”. *mnras*, **458** pp.3455–3465.
- McCrum, M., S. J. Smartt, A. Rest, K. Smith, R. Kotak, S. A. Rodney, D. R. Young, R. Chornock, E. Berger, R. J. Foley, M. Fraser, D. Wright, D. Scolnic, J. L. Tonry, Y. Urata, K. Huang, A. Pastorello, M. T. Botticella, S. Valenti, S. Mattila, E. Kankare, D. J. Farrow, M. E. Huber, C. W. Stubbs, R. P. Kirshner, F. Bresolin, W. S. Burgett, K. C. Chambers, P. W. Draper, H. Flewelling, R. Jedicke, N. Kaiser, E. A. Magnier, N. Metcalfe, J. S. Morgan, P. A. Price, W. Sweeney, R. J. Wainscoat, and C. Waters (2015). “Selecting superluminous supernovae in faint galaxies from the first year of the Pan-STARRS1 Medium Deep Survey”. *mnras*, **448** pp.1206–1231.
- NAOJ (2013). “HSC filters”. <http://subarutelescope.org/Observing/Instruments/HSC/sensitivity.html>.
- Nicholl, M., S. J. Smartt, A. Jerkstrand, C. Inserra, M. McCrum, R. Kotak, M. Fraser, D. Wright, T.-W. Chen, K. Smith, D. R. Young, S. A. Sim, S. Valenti, D. A. Howell, F. Bresolin, R. P. Kudritzki, J. L. Tonry, M. E. Huber, A. Rest, A. Pastorello, L. Tomasella, E. Cappellaro, S. Benetti, S. Mattila, E. Kankare, T. Kangas, G. Leloudas, J. Sollerman, F. Taddia, E. Berger, R. Chornock, G. Narayan, C. W. Stubbs, R. J. Foley, R. Lunnan, A. Soderberg, N. Sanders, D. Milisavljevic, R. Margutti, R. P.

- Kirshner, N. Elias-Rosa, A. Morales-Garoffolo, S. Taubenberger, M. T. Botticella, S. Gezari, Y. Urata, S. Rodney, A. G. Riess, D. Scolnic, W. M. Wood-Vasey, W. S. Burgett, K. Chambers, H. A. Flewelling, E. A. Magnier, N. Kaiser, N. Metcalfe, J. Morgan, P. A. Price, W. Sweeney, and C. Waters (2013). “Slowly fading super-luminous supernovae that are not pair-instability explosions”. *nat*, **502** pp.346–349.
- Nicholl, M., S. J. Smartt, A. Jerkstrand, C. Inserra, S. A. Sim, T.-W. Chen, S. Benetti, M. Fraser, A. Gal-Yam, E. Kankare, K. Maguire, K. Smith, M. Sullivan, S. Valenti, D. R. Young, C. Baltay, F. E. Bauer, S. Baumont, D. Bersier, M.-T. Botticella, M. Childress, M. Dennefeld, M. Della Valle, N. Elias-Rosa, U. Feindt, L. Galbany, E. Hadjiyska, L. Le Guillou, G. Leloudas, P. Mazzali, R. McKinnon, J. Polshaw, D. Rabinowitz, S. Rostami, R. Scalzo, B. P. Schmidt, S. Schulze, J. Sollerman, F. Taddia, and F. Yuan (2015). “On the diversity of superluminous supernovae: ejected mass as the dominant factor”. *mnras*, **452** pp.3869–3893.
- Nugent, P. E., M. Sullivan, S. B. Cenko, R. C. Thomas, D. Kasen, D. A. Howell, D. Bersier, J. S. Bloom, S. R. Kulkarni, M. T. Kandrashoff, A. V. Filippenko, J. M. Silverman, G. W. Marcy, A. W. Howard, H. T. Isaacson, K. Maguire, N. Suzuki, J. E. Tarlton, Y.-C. Pan, L. Bildsten, B. J. Fulton, J. T. Parrent, D. Sand, P. Podsiadlowski, F. B. Bianco, B. Dilday, M. L. Graham, J. Lyman, P. James, M. M. Kasliwal, N. M. Law, R. M. Quimby, I. M. Hook, E. S. Walker, P. Mazzali, E. Pian, E. O. Ofek, A. Gal-Yam, and D. Poznanski (2011). “Supernova SN 2011fe from an exploding carbon-oxygen white dwarf star”. *nature*, **480** pp.344–347.
- Perley, D. A., R. M. Quimby, L. Yan, P. M. Vreeswijk, A. De Cia, R. Lunnan, A. Gal-Yam, O. Yaron, A. V. Filippenko, M. L. Graham, R. Laher, and P. E. Nugent (2016). “Host-galaxy Properties of 32 Low-redshift Superluminous Supernovae from the Palomar Transient Factory”. *apj*, **830** pp.13.
- Phillips, M. M. (1993). “The absolute magnitudes of Type IA supernovae”. *apjl*, **413** pp.L105–L108.
- Prajs, S., M. Sullivan, M. Smith, A. Levan, N. V. Karpenka, T. D. P. Edwards, C. R. Walker, W. M. Wolf, C. Balland, R. Carlberg, D. A. Howell, C. Lidman, R. Pain, C. Pritchett, and V. Ruhlmann-Kleider (2017). “The volumetric rate of superluminous supernovae at $z \sim 1$ ”. *mnras*, **464** pp.3568–3579.
- Quimby, R. M., M. Oguri, A. More, S. More, T. J. Moriya, M. C. Werner, M. Tanaka, G. Folatelli, M. C. Bersten, K. Maeda, and K. Nomoto (2014). “Detection of the Gravitational Lens Magnifying a Type Ia Supernova”. *Science*, **344** pp.396–399.
- Quimby, R. M., M. C. Werner, M. Oguri, S. More, A. More, M. Tanaka, K. Nomoto, T. J. Moriya, G. Folatelli, K. Maeda, and M. Bersten (2013a). “Extraordinary Magnification of the Ordinary Type Ia Supernova PS1-10afx”. *apjl*, **768** pp.L20.
- Quimby, R. M., F. Yuan, C. Akerlof, and J. C. Wheeler (2013b). “Rates of superluminous supernovae at $z \sim 0.2$ ”. *mnras*, **431** pp.912–922.

- Rakavy, G. and G. Shaviv (1967). “Instabilities in Highly Evolved Stellar Models”. *apj*, **148** pp.803.
- Richards, G. T., M. Lacy, L. J. Storrie-Lombardi, P. B. Hall, S. C. Gallagher, D. C. Hines, X. Fan, C. Papovich, D. E. Vanden Berk, G. B. Trammell, D. P. Schneider, M. Vestergaard, D. G. York, S. Jester, S. F. Anderson, T. Budavári, and A. S. Szalay (2006). “Spectral Energy Distributions and Multiwavelength Selection of Type 1 Quasars”. *apjs*, **166** pp.470–497.
- Sako, M., B. Bassett, A. Becker, D. Cinabro, F. DeJongh, D. L. Depoy, B. Dilday, M. Doi, J. A. Frieman, P. M. Garnavich, C. J. Hogan, J. Holtzman, S. Jha, R. Kessler, K. Konishi, H. Lampeitl, J. Marriner, G. Miknaitis, R. C. Nichol, J. L. Prieto, A. G. Riess, M. W. Richmond, R. Romani, D. P. Schneider, M. Smith, M. SubbaRao, N. Takanashi, K. Tokita, K. van der Heyden, N. Yasuda, C. Zheng, J. Barentine, H. Brewington, C. Choi, J. Dembicky, M. Harnavek, Y. Ihara, M. Im, W. Ketzeback, S. J. Kleinman, J. Krziesiński, D. C. Long, E. Malanushenko, V. Malanushenko, R. J. McMillan, T. Morokuma, A. Nitta, K. Pan, G. Saurage, and S. A. Snedden (2008). “The Sloan Digital Sky Survey-II Supernova Survey: Search Algorithm and Follow-up Observations”. *aj*, **135** pp.348–373.
- Sanders, N. E., E. M. Levesque, and A. M. Soderberg (2013). “Using Colors to Improve Photometric Metallicity Estimates for Galaxies”. *apj*, **775** pp.125.
- Smith, N., W. Li, R. J. Foley, J. C. Wheeler, D. Pooley, R. Chornock, A. V. Filippenko, J. M. Silverman, R. Quimby, J. S. Bloom, and C. Hansen (2007). “SN 2006gy: Discovery of the Most Luminous Supernova Ever Recorded, Powered by the Death of an Extremely Massive Star like η Carinae”. *apj*, **666** pp.1116–1128.
- Tanaka, M., T. J. Moriya, and N. Yoshida (2013). “Detectability of high-redshift superluminous supernovae with upcoming optical and near-infrared surveys - II. Beyond $z = 6$ ”. *mnras*, **435** pp.2483–2493.
- Tanaka, M., T. J. Moriya, N. Yoshida, and K. Nomoto (2012). “Detectability of high-redshift superluminous supernovae with upcoming optical and near-infrared surveys”. *mnras*, **422** pp.2675–2684.