

極超新星に類似した Ib 型超新星 SN 2012au の観測的研究

広島大学大学院 理学研究科 物理科学専攻
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

M120447 高木 勝俊

主査：吉田 道利

副査：山本 一博

2014 年 2 月 10 日

概要

初期質量が8–10 M_{\odot} より重い星は、その一生の最期に中心核が重力崩壊して超新星爆発を起こすことが知られている。Ib型超新星は親星の水素の外層が、Ic型超新星は水素外層に加えてヘリウム外層が、それぞれ剥がされた状態で重力崩壊したと考えられている。Ib型とIc型は観測的な特徴が近いことからよく比較されるが、爆発機構の詳細はまだ分かっていない。また、ガンマ線バースト (GRB) に付随して現れる爆発エネルギーの大きいIc型超新星 (極超新星) と通常のIb/Ic型超新星の関係もサンプルが少なく不明な点が多い。これらの解明に迫るべく、我々は2012年3月に発見されたIb超新星 SN 2012au (図1) を、口径1.5mのかなた望遠鏡を用いて継続的に測光分光観測し、さらに2013年3月8日には口径8.2mのすばる望遠鏡で測光分光観測を行った。

初期 (爆発からおおよそ150日後まで) の観測から得られた極大での総放射光度 $6.7 \times 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ は他のIb型超新星よりも有意に明るく、極超新星 SN 1998bw に迫る値であった。また、極大でのHe外層の膨張速度 $\sim 15,000 \text{ km s}^{-1}$ 等を用いて推定される総エジェクタ質量は5–7 M_{\odot} 、爆発エネルギーは $(7\text{--}18) \times 10^{51} \text{ erg}$ に達する。これら爆発を特徴づけるパラメータは、極超新星のものによく似ている (図2)。また、光度曲線のモデルフィッティングを行うことで、内側に非常に高密度な領域が存在するという、SN 1998bw とよく似た密度構造をもつことが分かった。このようにSN 2012au は、極超新星との類似点が多い特殊な天体である。

後期 (爆発から250~350日後) の観測から得られた光度曲線を用いてモデルフィッティングを行ったところ、内部密度の値が若干変わったものの、総じて初期観測の結果を支持する結果が得られた。スペクトルに見られる鉄の輝線群や酸素の輝線が強いことは、それぞれ放射源 ^{56}Ni 生成量が多いことと中心部に高密度領域が存在することを示唆しており、初期観測の結果と一致するが、中性酸素の許容線の輝線も見られることは重力崩壊型超新星では特異な特徴である。また、酸素に対するカルシウムの輝線強度比が弱いことは親星が重いことを示唆している。爆発300日以降に見られた急減光はダスト生成の可能性を示しており、密度の高い放出物質の存在が示唆される。

これらの観測結果から、SN 2012au はIb型でありながら、極超新星によく似た特徴を示す天体であると結論づける。GRBに付随しない通常の超新星と極超新星とを結ぶ重要なリンクとなる可能性があり、超新星の分類学上でも重要な天体である。

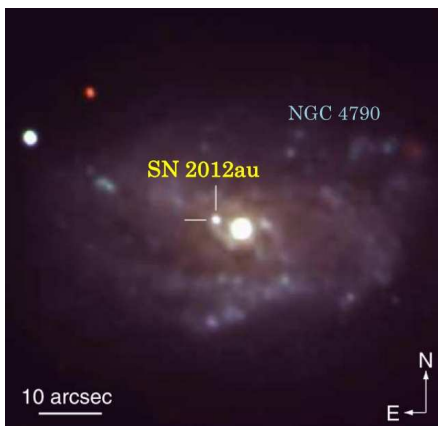


図1: 銀河 NGC 4790 に現れた SN 2012au の可視光イメージ

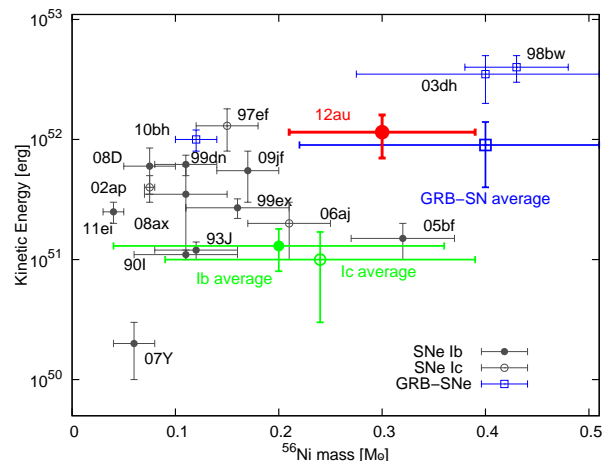


図2: 様々な超新星の ^{56}Ni 生成量 vs. 爆発エネルギー

目次

第1章	序論	7
1.1	恒星進化と元素合成	7
1.2	超新星	11
1.2.1	超新星とは	11
1.2.2	重力崩壊型超新星の爆発メカニズム	14
1.2.3	重力崩壊型超新星の親星	15
1.2.4	Ib/Ic型超新星の特徴	17
1.3	GRB	18
1.4	GRBに付随する重力崩壊型超新星：極超新星	22
1.5	本研究の目的	23
第2章	観測とデータ解析	24
2.1	観測天体 SN 2012au	24
2.2	望遠鏡と観測装置	25
2.2.1	かなた望遠鏡+HOWPol	25
2.2.2	すばる望遠鏡+FOCAS	28
2.3	データ解析方法	31
2.3.1	一次処理	31
2.3.2	測光解析	34
2.3.3	分光解析	37
第3章	初期観測	43
3.1	測光標準星でのキャリブレーション	43
3.2	観測結果	47
3.2.1	吸収量の補正	47
3.2.2	光度曲線、色	48
3.2.3	スペクトル	52
3.3	議論	53
3.3.1	総放射光度と ⁵⁶ Ni生成量	53
3.3.2	線速度	57
3.3.3	爆発パラメータの導出	59
3.4	まとめ	62

第4章	後期観測	63
4.1	観測結果	63
4.1.1	光度曲線	63
4.1.2	スペクトル	65
4.2	議論	66
4.2.1	総輻射光度	66
4.2.2	後期輝線スペクトルの診断	69
4.3	まとめ	77
第5章	結論	78

目次

1	銀河 NGC 4790 に現れた SN 2012au の可視光イメージ	1
2	様々な超新星の ^{56}Ni 生成量 vs. 爆発エネルギー	1
1.1	p-p chain	7
1.2	CNO サイクル	8
1.3	HR 図	9
1.4	たまねぎ構造。半径の縮尺は正しくない。	10
1.5	超新星のタイプ分類	11
1.6	タイプによる初期スペクトルの比較 (Filippenko 1997)	12
1.7	タイプによる光度曲線の比較 (Li et al. 2011)。Ib/Ic 型の光度曲線は、極大等級を合わせて表示していることに注意。	13
1.8	超新星のタイプの割合 (Li et al. 2011)	13
1.9	1次元シミュレーションによる衝撃波停滞の様子 (Sumiyoshi et al. 2005)	14
1.10	親星の爆発時の外層の有無	15
1.11	超新星の典型的な光度曲線	17
1.12	GRB の発生現場の想像図	18
1.13	GRB 990228 で発見された残光	19
1.14	GRB 030329 のスペクトル	20
1.15	Swift によって観測できた初期の X 線光度曲線	21
1.16	GRB の fireball モデル	22
2.1	SN 2012au の視野	24
2.2	かなた望遠鏡	26
2.3	東広島天文台	26
2.4	一露出型広視野偏光撮像器 HOWPol	27
2.5	HOWPol のフィルター透過率	28
2.6	すばる望遠鏡	29
2.7	微光天体分光撮像装置 FOCAS	30
2.8	SN 2012au の生画像 (2012 年 3 月 26 日 I バンド)	32
2.9	生画像からバイアス処理したもの	32
2.10	フラットフレーム	33
2.11	フラット割りした画像 (=一次処理済みの画像)	33
2.12	生画像に乗るノイズ	34

2.13	アパーチャー測光概念図	35
2.14	PSF 差し引きが上手くいっている例	37
2.15	対象星の画像	38
2.16	標準星の画像	38
2.17	歪曲パターン	39
2.18	歪曲をフィットしている様子。横軸が y [pix]、縦軸が x [pix]。	39
2.19	直線化する前後の比較	40
2.20	東広島天文台における大気輝線	40
2.21	波長較正を行っている様子	41
2.22	宇宙線を除去する前後の比較	42
3.1	Rバンドの大気減光曲線	44
3.2	Rバンド color term 依存性	45
3.3	初期観測で用いる比較星	46
3.4	スペクトルのS/N 良いものの平均	47
3.5	SN2012au 初期観測の光度曲線	48
3.6	Rバンド極大部分のフィットの様子	49
3.7	Rバンドの光度曲線の比較	50
3.8	SN 2012au の色	51
3.9	色の比較	51
3.10	スペクトルの進化	52
3.11	スペクトルの比較	53
3.12	総放射光度	54
3.13	1成分モデルのフィットの様子。極大光度と tail の傾きの両方が合うように フィットしたいが上手く合わせることができない。	55
3.14	2成分モデルのフィットの様子。極大光度と tail の傾きが同時に合うような フィットができた。	57
3.15	He I λ 5876、Ca II IR λ 8571、Fe II λ 5169 の線速度	59
3.16	Ib/IIb 型超新星における極大での R バンド絶対等級 vs. 極大での He I 線速度	60
3.17	外層を剥ぎとられた超新星 (Ib/Ic/IIb 型) における ^{56}Ni 生成量 vs. 爆発エ ネルギー	61
4.1	後期観測で用いる比較星	63
4.2	後期光度曲線	64
4.3	すばる望遠鏡+FOCAS で撮れたスペクトル	65
4.4	後期スペクトルの比較	66
4.5	後期の観測点も含めた総放射光度とそのモデルフィッティング	68
4.6	[O I] $\lambda\lambda$ 6300,6363 付近の拡大図	69
4.7	視線方向によって酸素のプロファイルが変わるモデル。図のオレンジ色部 分が酸素の分布を表す。	70

4.8	酸素の輝線の3成分ガウシアンフィット	71
4.9	酸素の輝線の水素吸収によるガウシアンフィット	72
4.10	+321d と+352d のスペクトルの比較	73
4.11	[O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ 付近の減光前後での変化	73
4.12	各輝線の幅の比較	74
4.13	他の超新星における $\frac{[\text{CaII}]}{[\text{OI}]}$ の時間変化	75
5.1	様々な重力崩壊超新星の初期質量、 ^{56}Ni 生成量、爆発エネルギーの相関 . .	79

表 目 次

1.1	親星が直接同定された超新星	16
1.2	これまでに GRB に付随して観測された超新星	22
2.1	SN 2012au 観測概要	25
2.2	かなた望遠鏡の仕様	26
2.3	HOWPol の仕様	27
2.4	すばる望遠鏡の仕様	29
2.5	FOCAS の仕様	30
2.6	グリズムの仕様	31
2.7	プリスキャン領域とオーバースキャン領域 (X 座標、単位 pix)	32
3.1	Landolt 測光標準星の観測	43
3.2	導出パラメータ	45
3.3	比較星の等級	46
3.4	各バンドでの極大日と極大での見かけの等級と絶対等級	49
3.5	2成分モデルのフィットパラメータ	57
3.6	様々な超新星の爆発パラメータ	62
4.1	比較星の等級	64
4.2	2成分モデルのフィットパラメータ	68
4.3	酸素の輝線のフィットパラメータ。速度は $\lambda 6300$ に対して計算した。	71
4.4	各輝線の半値幅。Mg I] についてはバックグラウンド (連続光成分) の取り方で値がかなり変わるの、その上限値と下限値を示した。	74
4.5	様々な超新星の後期スペクトルの $\frac{[\text{CaII}]}{[\text{OI}]}$	75
4.6	様々な初期質量の星が起こす超新星後に生成される酸素とカルシウムの量。単位を記していないものは $[M_{\odot}]$ 。	76

第1章 序論

1.1 恒星進化と元素合成

[主系列星]

宇宙には、太陽のように自ら輝いている星があり、これを恒星という。恒星はほとんどが水素で構成されており、中心部で水素が燃焼することでその明るさを維持していると考えられている。水素の燃焼過程は主に2つある。1つ目は中心部温度が 10^7K を越えると反応が始まる p-p chain(図 1.1)。水素の原子核である陽子が中性子と結合して重水素になり、質量3のヘリウム (${}^3\text{He}$) を経て、最終的にヘリウム (${}^4\text{He}$) ができる。2つ目は中心部温度が $3 \times 10^7\text{K}$ を越えると反応が始まる CNO サイクルで(図 1.2)、水素・ヘリウムより重い元素が作られる。炭素、窒素、酸素の同位体に他の陽子が加わって他の同位体に変化し、あるところでヘリウムの原子核が分かれて出てくる。これにより4個の陽子から1個のヘリウム原子核が作られる。この反応は p-p chain よりも効率よく水素を年少し、多くのエネルギーが供給される。

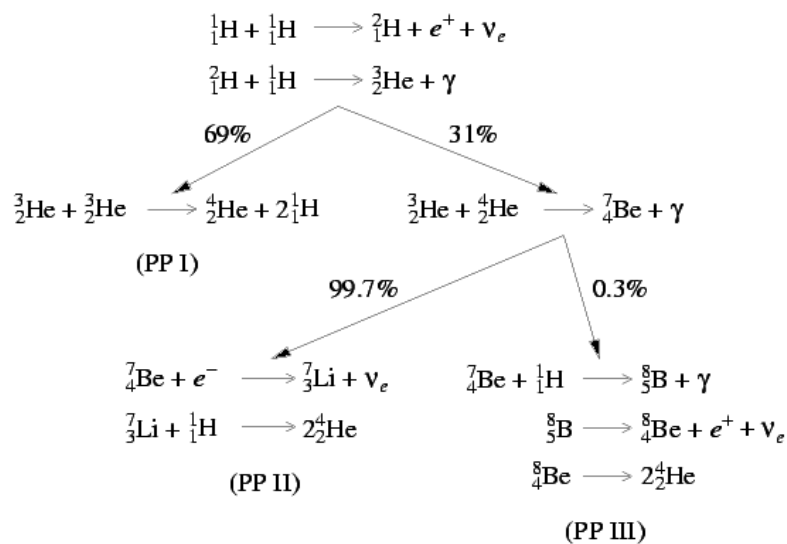


図 1.1: p-p chain

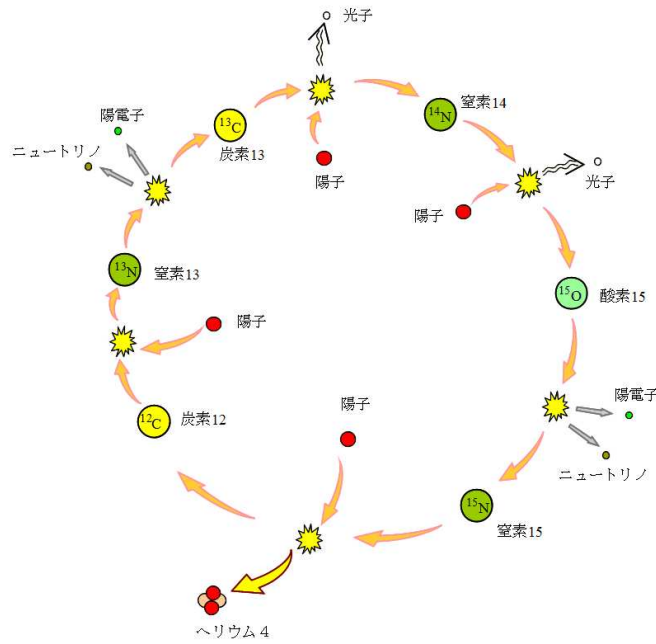


図 1.2: CNO サイクル

このように、水素の核融合反応によって星の光度をまかなっている星(もしくはその星における、水素の核融合反応で星の光度をまかなうことができている時期のことを指すこともある)を主系列星という。星は、一生の90%以上の時間を主系列星として過ごす。星の光度と表面温度を軸にとった図(HR図)では、主系列星は左上から右下に向かって分布していることが分かる。主系列星のうち、一般的には図の左側(高温)ほど重い星で、右側(低温)ほど軽い星である。主系列星における質量は燃料の量、光度は燃料の消費の割合であるので、寿命を t_{age} 、光度を L 、質量を M とすると、

$$t_{\text{age}} \propto \frac{M}{L} = \frac{M}{M^{3-5}} = \frac{1}{M^{2-4}} \quad (1.1)$$

であることが経験的に分かっている。つまり、重い星ほど燃料が多いが、それ以上に燃料の消費が速いので短命であるということになる。

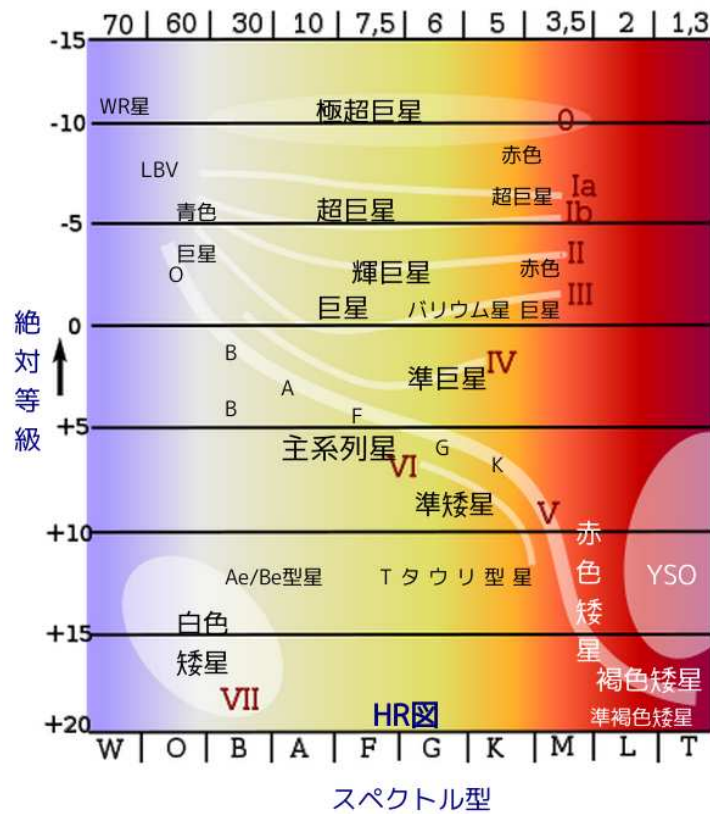


図 1.3: HR 図

[ヘリウム燃焼]

主系列星の終わりは燃料である水素が尽きたときである。水素が尽きると中心部はヘリウムのコアになっているが、外層にはまだ水素が多く残っているので、内側と外側でそれぞれ別の動きを始める。コアの部分はまだヘリウムが燃焼し始める温度には達していないので重力収縮せざるを得ず、しだいに高温高圧になっていく。一方、球殻状に分布している水素は燃焼を続けているため、水素とヘリウムの境界付近の圧力勾配はきつくなる。するとコアが水素外層を強く押し出すので、外層は膨張し低圧希薄となる。この状態が赤色巨星である。HR 図上では左から右へ大きく移動する。さらにヘリウムコアが重力収縮を続けて中心部温度が2億度に達するとヘリウムが燃焼を始める。その結果、中心部にはC+Oのコアが形成される。

[$M < 8M_{\odot}$ の星の進化]

初期質量が $8M_{\odot}$ より軽い星は、C+O コアの質量が炭素燃焼の起こる質量 $1.07M_{\odot}$ よりも小さい。そのため炭素燃焼が起こる温度まで中心温度が上昇せず電子が縮退する。外層はとても広がっているために重力による束縛が弱く、星間空間へと放出されていく。どんどん膨張を続け、C+O コアがむき出しとなる。これが白色矮星である。白色矮星は

電子の縮退圧で星としての形を保っているだけなので、放射によりエネルギーを失いゆっくりと冷えていく。

[$M > 10M_{\odot}$ の星の進化]

初期質量が $10M_{\odot}$ より重い星においても、外層は同じように膨張を続ける。 $40M_{\odot}$ よりも重い星は水素に富んだ外層を放出し切り、さらに内側のヘリウム層などを激しく放出し続け、ウォルフ・ライエ星と呼ばれる星になっていく。 $10\sim 40M_{\odot}$ の星は赤色巨星へと進化する。一方コア部分ではC+Oよりも重い元素が生成されていく。コアの質量は高温高密度であり、電子が縮退することなく重力収縮を続ける。さらに温度と密度が高くなり中心部でC+Oが燃えはじめると、O+Ne+Mgのコアとなる。このコアは次に ^{20}Ne が燃え出すまで重力収縮する。 ^{20}Ne が燃えてしまった後は ^{16}O が燃え、ケイ素や硫黄、カルシウムが生成される。中心部温度が 10^9K を超えると反応は特に複雑になるが、全体としてはさらに重い元素へと核融合が進む。最終的にはエネルギー的に最も安定な ^{56}Fe が作られるまで続く。この段階での星の内部では、中心部に鉄のコア、その外側には順番にケイ素や硫黄、酸素・ネオン・マグネシウムの層、ヘリウムの層、そして一番外側を水素の外層が取り巻くという「たまねぎ構造」(図 1.4)ができあがる。最後の鉄コアの質量は、星の質量にあまり関係なく $1.3\sim 2M_{\odot}$ 程度に収まる。

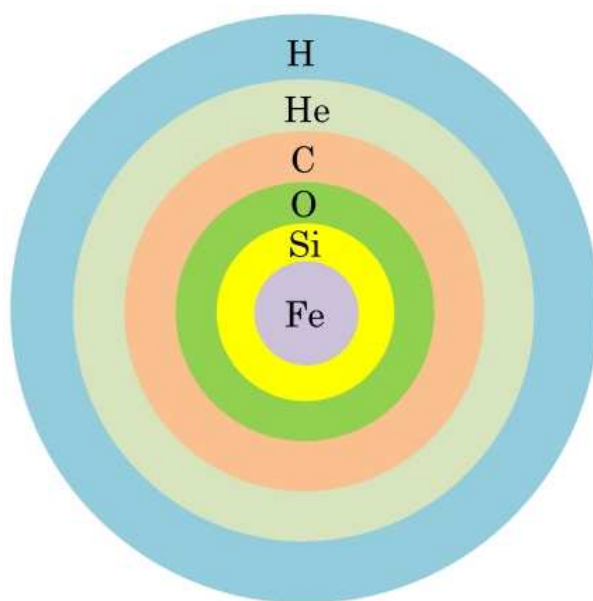


図 1.4: たまねぎ構造。半径の縮尺は正しくない。

1.2 超新星

1.2.1 超新星とは

超新星爆発(以降、単に超新星と呼ぶ)とは、重い星が一生の最期に起こす爆発のことである。超新星には様々なタイプがあり、初期スペクトル(+光度曲線)の特徴で分類できることが観測的に分かっている。図 1.5 に超新星の分類の方法を示す。まず初期に水素の吸収線が見られないものを I 型、見られるものを II 型と分類する。I 型の中で、ケイ素の吸収線が特徴的なものを Ia 型、特徴的ではないもののうちヘリウムの吸収線が見られるものを Ib 型、見られないものを Ic 型と分類する。続いて II 型の中で、光度曲線が数十～百日ほど平らになるものを IIP 型、一定の割合で暗くなっていくものを IIL 型、スペクトルに細い輝線が見られるものを IIIn 型と分類する。これらはそれぞれ Plateau、Linear、Narrow の頭文字をとったものである。また、II 型の中でも Ib 型の特徴であるヘリウムの吸収線が見られるものを IIb 型と分類するが、その多くは極大到達後次第に水素の吸収線が弱くなるという特徴を示す。爆発までの過程の観点から、Ia 型を核暴走型爆発、それ以外を重力崩壊型爆発と呼ぶ。

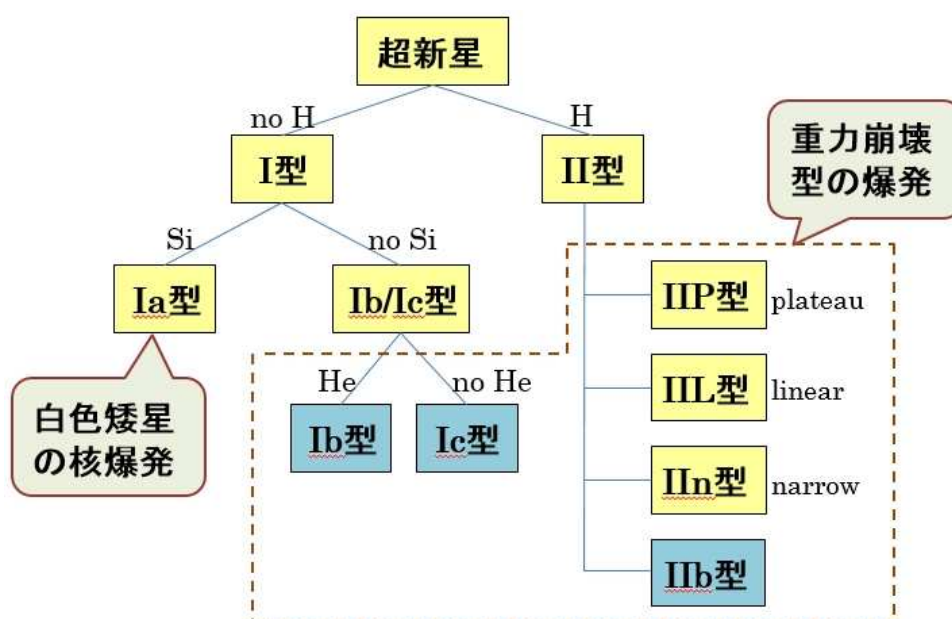


図 1.5: 超新星のタイプ分類

次に、それぞれのタイプの超新星の観測的特徴を見ていく。スペクトルの比較を図 1.6 に示す。上述の通り、初期スペクトルは Ia 型はケイ素の吸収線が、Ib 型ではヘリウムの吸収線が、II 型では水素の吸収線が特徴的である。それ以外にもカルシウムや鉄などの吸収線も見られる。続いて光度曲線の比較を図 1.7 に示す。Ia 型は極大で $-18 \sim -19$ 等に到達するものが多い。極大以降の振舞いは、Ia 型においては明るいものほど減光が遅く、

暗いものほど減光が早いという傾向があることが観測的に分かっている。この相関を用いると、観測して得られた減光率から絶対等級を推定することができ、同時に天体までの距離も知ることができるので、Ia型超新星は距離の指標となる重要な天体である。Ib/Ic型では極大で $-17 \sim -18$ 等に到達するものが多い。極大以降の振舞いはIa型と違い、減光が早いものや遅いもの様々で、極大絶対等級には依存しないようである。IIP型は極大から数十～百日程度平らな期間が続き、その後2～5等の急減光をみせる。平らである期間やその後の振舞いは様々である、IIL型は極大から数十日程度一定の割合で減光していく。II型は極大で -17 等程度になるものが多いようである。

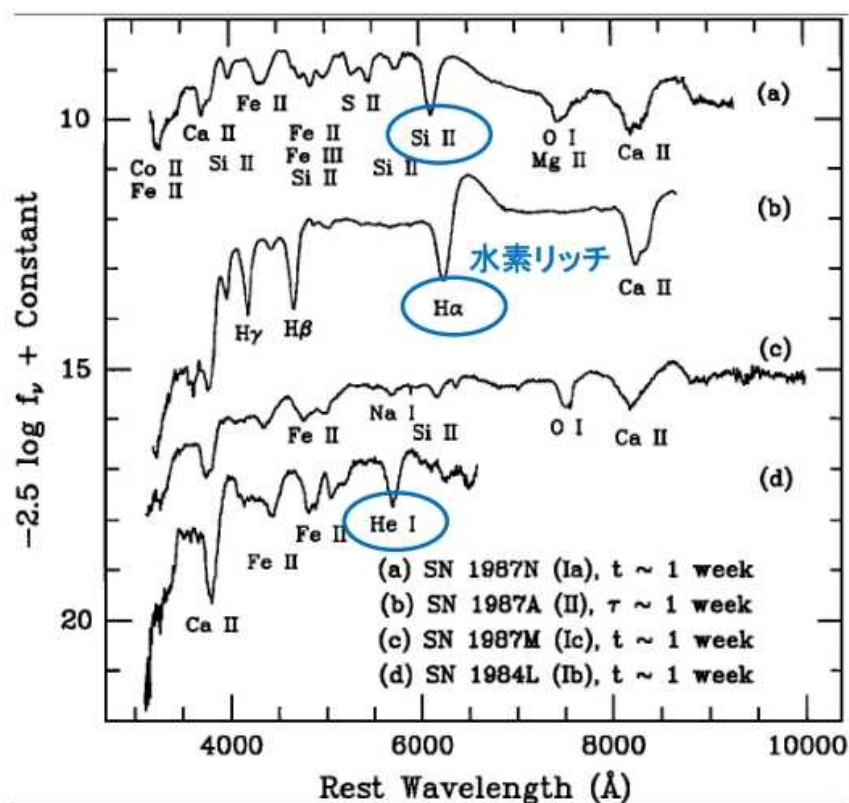


図 1.6: タイプによる初期スペクトルの比較 (Filippenko 1997)

様々な超新星のRバンド光度曲線 (Li+ 2011)

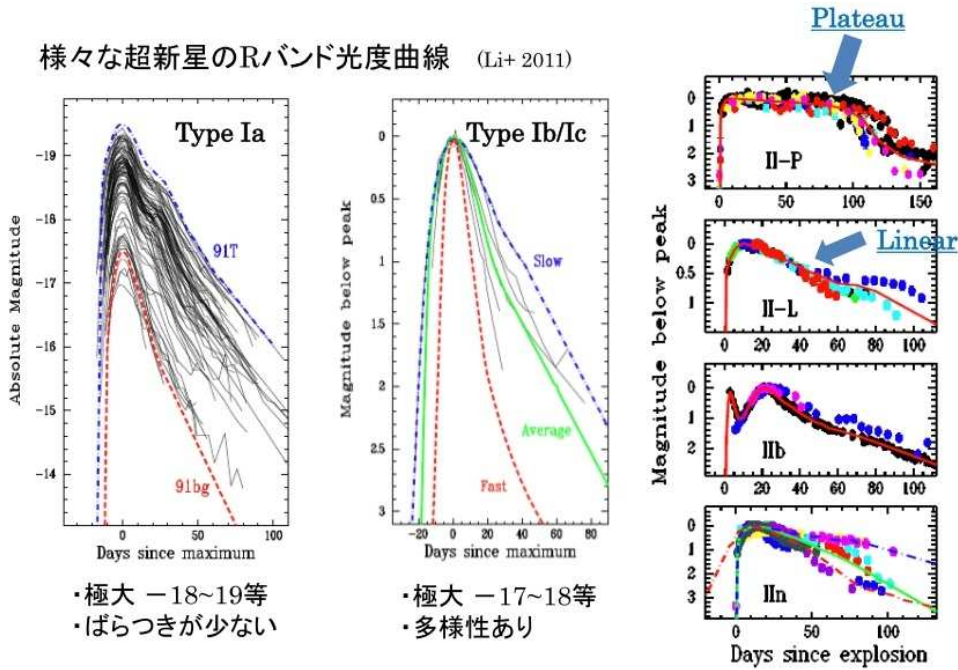


図 1.7: タイプによる光度曲線の比較 (Li et al. 2011)。Ib/Ic 型の光度曲線は、極大等級を合わせて表示していることに注意。

各タイプの割合は図 1.8 に示すように、大部分が Ia 型と IIP 型である。それ以外のタイプの超新星は、詳細に観測できたサンプルが未だ多くないので重要な研究対象となる。

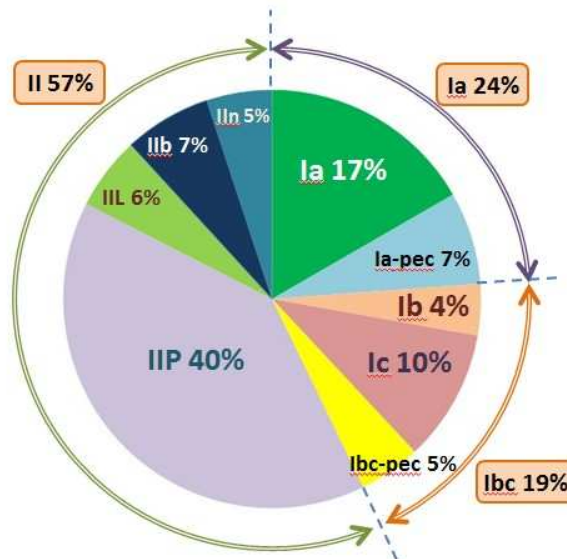
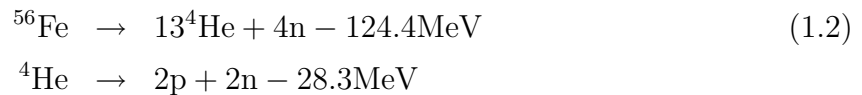


図 1.8: 超新星のタイプの割合 (Li et al. 2011)

1.2.2 重力崩壊型超新星の爆発メカニズム

重力崩壊型 (Ib/Ic/II 型) の超新星は $8\sim 10M_{\odot}$ より重い星が起こす爆発であると考えられている。§1.1 で記述した通り、 $10M_{\odot}$ より重い星は主系列が終わると中心部で鉄のコアができるまで反応が進む。鉄は安定なので、それ以上核融合によるエネルギーを取り出すことはできない。しかし、C+O コアが形成されたあたりから発生し続けているニュートリノは星のエネルギーを持ち去っていく。ニュートリノは高温高密度な中心部ほど多く発生するので、中心部は収縮していく。中心部がある臨界密度に達すると、鉄が高エネルギー光子によってヘリウムや陽子、中性子といった軽い原子核へと分解される。この過程を光分解 (式 1.2) という。



すると圧力が急激に低下し、コアは支えを失って重力によって落下していく。これが重力崩壊である。中心部密度が約 $10^{12} \text{ g cm}^{-3}$ を越えると、「原始中性子星」と呼ばれる、ニュートリノでさえも閉じ込められる領域ができる。中心コア内は電子捕獲により中性子過剰となっており、核子間に働く「強い力」が重力崩壊を減速させ、あるところでコアの重力崩壊は止まる。しかし依然として外層の物質は高速で中心部分へ向かって落下してくる。非常に硬い中心コアの表面に衝突すると、外側へ向かう衝撃波が形成される。これをコアバウンスという。この衝撃波が星の表面まで到達したものが超新星爆発である。

しかし、この衝撃波は実際に星の表面まで到達するかどうかは自明ではない。降り積もってくる物質に衝撃波が勝てず、そのエネルギーが全て失われてしまうからである。重い星ほど周りの物質も多いので衝撃波の通過は一層困難になる。実際に、1次元球対称なモデルを考えて理論シミュレーションをしても衝撃波は中心から数百 km のあたりで停滞してしまうという結果が出ている (図 1.9)。

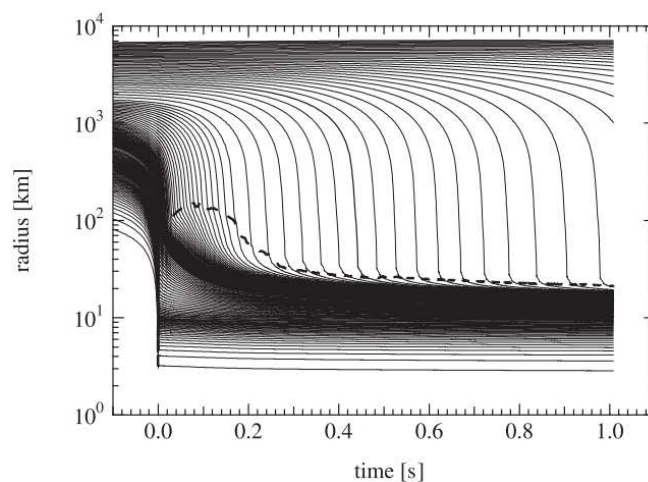


図 1.9: 1次元シミュレーションによる衝撃波停滞の様子 (Sumiyoshi et al. 2005)

衝撃波が停滞した後、では実際にはどう爆発を起こすのか、現在もよく分かっていない。これ以降は理論的に予想されていることを記述する。注目されているのはニュートリノである。ニュートリノは中心部のエネルギーの一部を持ち去って外へ逃げていくが、このエネルギーの約1%を衝撃波にうまく与えることができれば、衝撃波は再び外向きに伝播して超新星となるというのが一説である。これは、ニュートリノ遅延爆発シナリオ、などと呼ばれており、 $8\sim 10M_{\odot}$ 程度の比較的軽い星においてはこのメカニズムが有力である。しかし $10M_{\odot}$ よりも重い星の場合は、ニュートリノによる再加熱が非効率あることが示唆されている。現在では多次元的な効果や、流体的不安定 (SASI; Standing Accretion Shock Instability) が生む対流、爆発の非対称性についてのモデルなどが鋭意研究されている (Suwa et al. 2011 など多数)。

1.2.3 重力崩壊型超新星の親星

超新星の爆発メカニズムを知るためには、その親星を知ることが一番の近道である。しかし親星を知るためには、超新星が爆発する前に撮ったその母銀河の高精細画像に親星が写っている必要がある (写っていないとしても、それはそれで意味がある)。どの星がいつ超新星を起こすかを正確に予想することは極めて困難であるが、別の星をターゲットに撮っていた画像の中に親星が偶然写っているということはある。

実際に、HST の爆発前の画像から親星を検出できたのは IIP 型で 10 例程度、IIb/II_n/IIL 型でそれぞれ数例程度である。II 型超新星を起こす親星の正体は赤い側の巨星が多いようである。一方、Ib/Ic 型超新星の親星が検出されたのはごく最近のたった 1 例のみである。Ib/Ic 型超新星を起こす親星の正体は以前よりウォルフ・ライエ星であると予想されており、実際にこの親星はウォルフ・ライエ星でも矛盾がないと報告されている (Cao et al. 2013)。爆発前の画像に親星が写っていないくとも、親星の情報が少しでも多く含まれているはずの爆発直後から観測を行うことができれば、親星の特徴に制限を与えることができる。

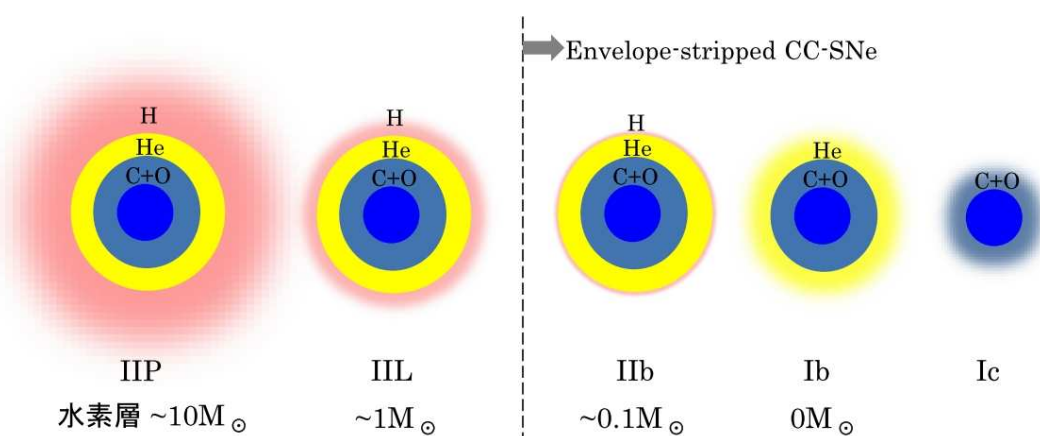


図 1.10: 親星の爆発時の外層の有無

表 1.1: 親星が直接同定された超新星

Type	SN ID	progenitor	Representative Reference
IIn	SN 1978K		
II-pec	SN 1987A	BSG	Langer et al. 1989
I Ib	SN 1993J	K-Type SG	Maund et al. 2004
IIP	SN 1999ev		
IIP	SN 2003gd	M-Type SG	Maund et al. 2009
IIP	SN 2004A	RSG	Hendry et al. 2006
IIP	SN 2004et	YSG	Crockett et al. 2011
IIP	SN 2005cs	RSG	Li et al. 2006
IIn	SN 2005gl	Hyper Giant	Gal-Yam et al. 2009
I Ib	SN 2008ax	Unknown	Crockett et al. 2008
IIP	SN 2008bk	RSG	Mattila et al. 2008
IIP	SN 2008cn	YSG	Elias-Rosa et al. 2009
IIL	SN 2009hd	YSG or RSG	Elias-Rosa et al. 2011
IIL	SN 2009kr	YSG	Fraser et al. 2010
IIP	SN 2009md	RSG	Fraser et al. 2011
IIn	SN 2010jl	Unknown	Smith et al. 2011
I Ib	SN 2011dh	YSG	Benvenuto et al. 2013
IIP	SN 2012A	RSG	Prieto et al. 2012
IIP	SN 2012aw	RSG	Van Dyk et al. 2012
IIP	SN 2013df	YSG	Van Dyk et al. 2014
IIP	SN 2013ej	M-Type SG ?	Fraser et al. 2013
Ib	iPTF13bvn	Wolf Rayet Star	Cao et al. 2013

Notes.

BSG; Blue Super Giant
 YSG; Yellow Super Giant
 RSG; Red Super Giant

図 1.10 は初期スペクトルの特徴 (例えば IIP 型は水素が豊富、Ib 型は水素は無いがヘリウムは有る) から推測される、親星の爆発時の状態のイメージである。IIP 型では水素外層が豊富に ($\sim 10M_{\odot}$) 残っており、IIL 型ではある程度 ($\sim 1M_{\odot}$) 残っており、I Ib 型では僅かに ($\sim 0.1M_{\odot}$) 残っていたと考えられる。Ib 型は水素外層を完全に失った状態で、Ic 型はさらにヘリウム外層までも完全に失った状態で爆発したと考えられる。なお、I Ib 型の一部には爆発からしばらく経過してから水素が見られなくなり Ib 型に遷移するものが存在するが、これも最も外側の僅かに残った水素外層がすぐに希薄になったためである。このように、重力崩壊型超新星は全てコア部分は共通で、それぞれのタイプの違いは外層の残っている量の違いで説明できる。

外層を失う機構としては、単独星が自身の恒星風で失ったのか、連星系を成している伴星に流れていったのか、が有力である。両説ともにモデル依存性があり、結論は出ていない。

1.2.4 Ib/Ic 型超新星の特徴

Ib/Ic 型超新星を観測して得られる典型的な光度曲線を図に示す。爆発してから 10~20 日ほどかけて、極大と呼ばれる、最も明るい時期を迎える。極大では太陽の 1~10 億倍程度明るくなる。極大以降はだんだんと暗くなるのみであるが、その減光率は個々の天体により様々である。

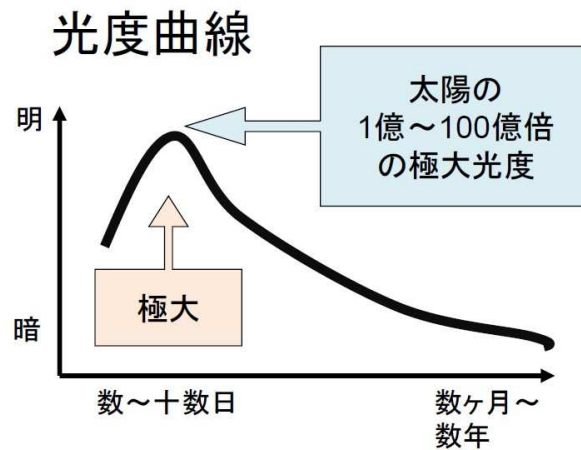
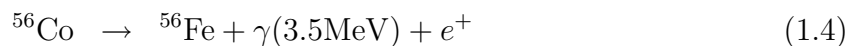
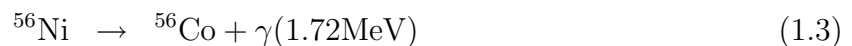


図 1.11: 超新星の典型的な光度曲線

このように光る放射源は、衝撃波伝播の際に生成される ^{56}Ni であることが分かっている¹。 ^{56}Ni は放射性元素で、半減期 6.075 日で ^{56}Co へと崩壊してガンマ線を放射する。 ^{56}Co もまた放射性元素で、半減期 77.27 日で ^{56}Fe へと崩壊してガンマ線を放射する。



これらのガンマ線は、周りにある非常に密度の高い超新星の放出物質により吸収・散乱され、大気を熱化する。超新星は爆発後数十日程度は非常に光学的に厚いので、表面(光球面と呼ぶ)からの放射は黒体放射とみなすことができる。この光度と減光率から、 ^{56}Ni の量と吸収割合を推定することができる。II 型超新星では、光度曲線が水素外層の影響を受けてしまうのでこのようなアプローチは難しくなる。

Ib/Ic 型超新星の特徴を以下にまとめる。

(i) 重力崩壊型の爆発であるが、そのメカニズムの詳細は不明。

(ii) 初期スペクトルには水素が見られない。Ib 型ではヘリウムの吸収があるが、Ic 型ではそれが無い。これは爆発時の外層の有無を反映している。

(iii) 親星の詳細も不明。ウォルフ・ライエ星というのが一説。親星質量や単独星なの

¹Ni は Fe よりも重い元素だが、衝撃波が伝播する際に温度がさらに高くなるので生成される。

か連星系なのかが重要なテーマ。

これらの解明に迫るためには、爆発直後からの可視赤外線帯域での継続的な測光分光観測が有効である。

1.3 GRB

GRB(ガンマ線バースト; Gamma-ray Burst) とは、大量のガンマ線がほんの一瞬だけジェット状に放出される現象のことである。ジェットの方向と視線方向が一致したときに観測することができ(図 1.12)、発生頻度は1日に約1個である。

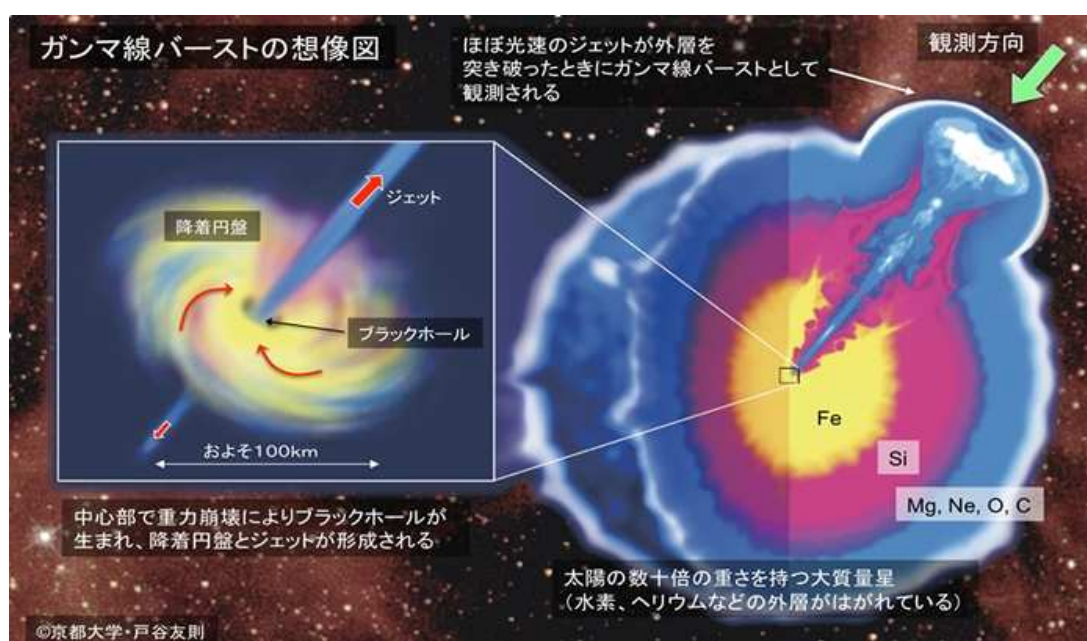


図 1.12: GRB の発生現場の想像図

1967年にGRBが初めて発見されて以来多数のGRBが検出されてきたが、ごく短時間の現象であることと位置決定精度が不十分だったため詳細な観測ができなかった。発見から30年間、GRBの発生機構や発生場所などほとんど何も分からない状況が続いていた。1991年になって打ち上げられたCGRO衛星の検出器BATSEはそれまでの検出器の100倍の有効面積を持っており、GRB観測に大きく貢献した。BATSEが観測した約2700のGRBは全天で一様に分布していたのである。これはGRBが、銀河系内のごく近距離での爆発なのか、あるいは遠方宇宙での爆発なのか、を意味している。さらにBATSEによって、GRBの継続時間が2秒より長いもの(long GRB)と短いもの(short GRB)に分布することが分かった。1996年にはBeppoSAX衛星が打ち上げられ、その即時観測機能とその情報をアラートして世界中に発信する体制が整えられたことで更なる成果が得られた。

GRBはガンマ線だけでなく、やや時間がおくれてX線や可視光、電波でも光っていることが明らかとなったのである。これを残光と呼ぶ。例えば、GRB 990228の発生2日後に撮られた残光の画像を図1.13に示す。また分光観測から、GRBは100億光年程度の宇宙論的な距離で発生していることも明らかとなった。

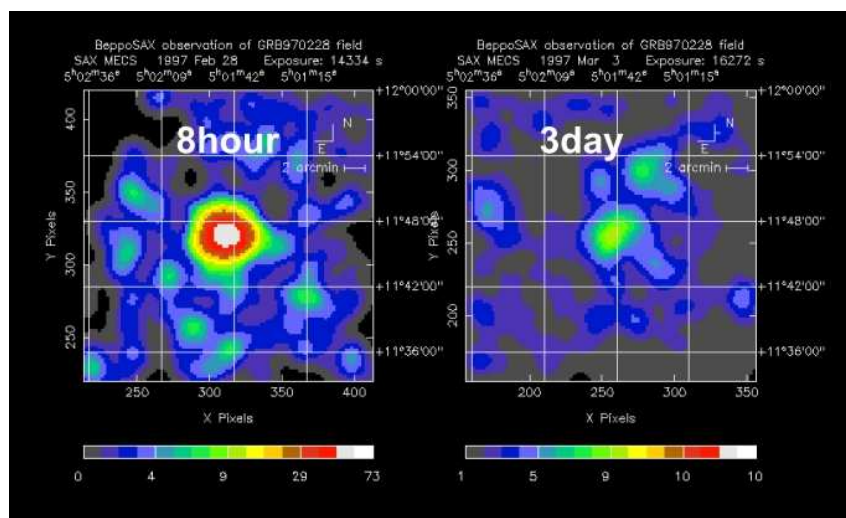


図 1.13: GRB 990228 で発見された残光

2000年に打ち上げられたHETE-2衛星は位置決定精度もさらに向上し、地上の望遠鏡でも観測を行うことができた。GRB 030329では、発生から数日後に可視スペクトルを撮ることに成功した。最初のスペクトルはGRB残光で見られる典型的な(構造のない)スペクトルをしていた。しかしこのスペクトルは時間変化していき(図1.14)、吸収線の幅が特に広いタイプのIc型超新星の初期スペクトルと似ていることがはっきりした。この後、いくつかのlong GRB残光からも同様のスペクトルが得られ、long GRBとこういった超新星(broad-line Ic型超新星、またはhypernova)に何か関連があることが明かとなった。

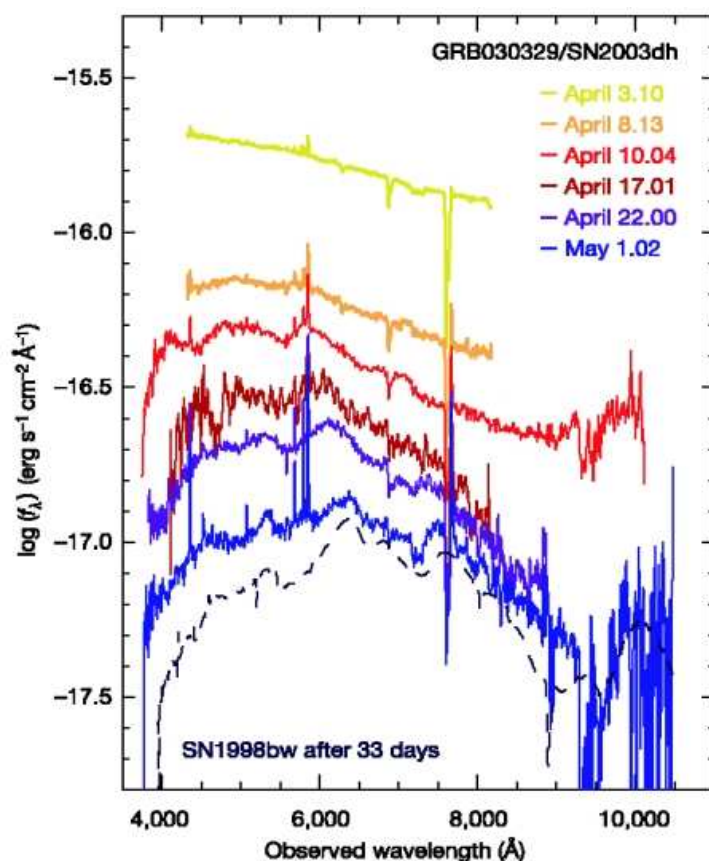


図 1.14: GRB 030329 のスペクトル

2004 年には GRB 観測の専用衛星 Swift が打ち上げられ、バースト発生から数十秒後の観測が可能となった。Swift により一気に観測数が増えたが、得られた X 線光度曲線はそれまで予想していたものとは大きく違っていた。図 1.15 のように、プロンプト放射から t^{-1} に従って減光し続けると思われていたが、多くの long GRB は $t \sim 100$ s までは典型的に t^{-3} で減光し、その後 $t^{-0.5}$ でゆるやかに減光し、さらに $t \sim 1000$ s 以降は t^{-1} に従って減光することが分かった。また、ゆるやかに減光するフェーズでバンプを示すものも多い。現在も Swift 衛星は活躍中である。

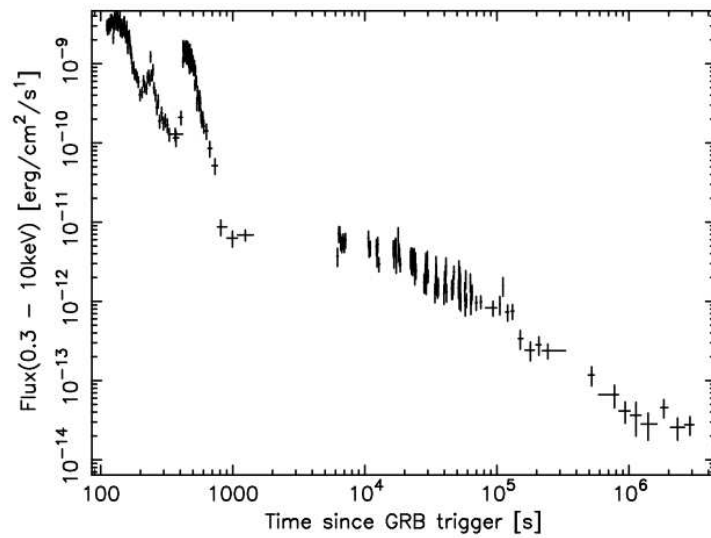


図 1.15: Swift によって観測できた初期の X 線光度曲線

これまでの研究から long GRB と short GRB で発生機構が異なり、前者は大質量星の最期の爆発、つまり超新星に伴う現象であることが、後者は中性子星どうしの連星もしくは中性子とブラックホールの連星の合体による現象であることが指摘されている。詳細な発生機構は現在は long GRB の方が研究が進んでおり、「fireball モデル」が最有力となっている。

fireball モデル (図 1.16) では、中心天体から相対論的速度 (ローレンツ因子 $\Gamma \sim 100$) の粒子が球殻 (シェル) 状に何度も噴き出される。速度の異なるシェル同士が衝突合体して内部衝撃波を発生させる。この衝撃波によって電子・陽電子プラズマがフェルミ加速され、シェル内部に存在する磁場によってシンクロトロン放射する。これが即時放射 (prompt) で、主にガンマ線を出す。合体したシェルが周囲の星間物質に衝突することにより外部衝撃波が発生し、同じようにシンクロトロン放射する。これが X 線から電波まで観測される残光 (afterglow) である。

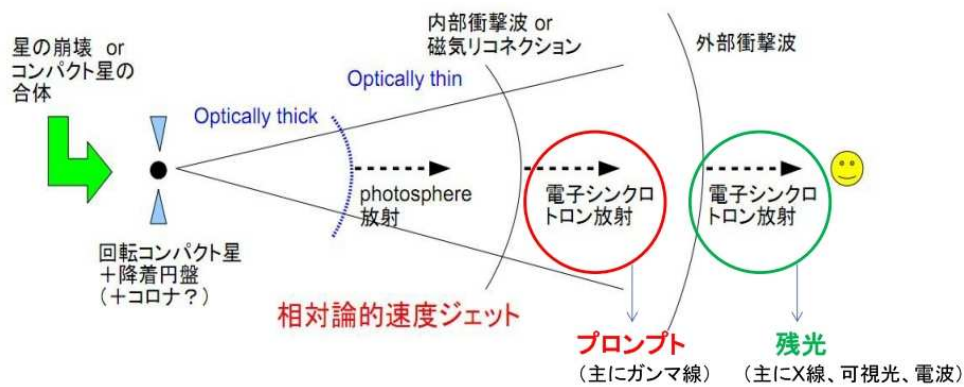


図 1.16: GRB の fireball モデル

GRB の放射がシンクロトロン放射によるものであることから、観測される光は偏光していることが期待される。近年になって、即時放射のガンマ線偏光観測や残光の可視光偏光観測の例も増えてきた。

1.4 GRB に付随する重力崩壊型超新星：極超新星

§1.3 で触れた通り、少なくとも一部の GRB と一部の超新星は関連があることが分かっている。GRB に付随して現れる超新星のことを、特に極超新星 (hypernova) と呼ぶことがある。現在までで極超新星は 8 例ほど確認されており、いずれも Ic 型超新星である。

観測的には、極超新星は他の (GRB に付随しないという意味で) 普通の超新星よりも明るく、膨張速度が大きく、爆発エネルギーも大きいという傾向がある。親星の初期質量は 30–40 M_{\odot} に達するのではないかと考えられている。また超新星が付随して見られた GRB は、これまで全て long GRB である。ただし観測数が多くないこともあり、付随するものとししないものの関係はよく分かっていない。

表 1.2: これまでに GRB に付随して観測された超新星

GRB ID	SN ID	Representative Reference
GRB 980425	SN 1998bw	Nakamura et al. 2000
GRB 020211	SN 2002lt	Della Valle et al. 2003
GRB 030329	SN 2003dh	Mazzali et al. 2003
GRB 031203	SN 2003lw	Mazzali et al. 2006
GRB/XRF 060218	SN 2006aj	Moskvitin et al. 2010
GRB 100316D	SN 2010bh	Bufano et al. 2012
GRB 120422A	SN 2012bz	Melandri et al. 2012
GRB 130427A	SN 2013cq	Xu et al. 2013

1.5 本研究の目的

本研究では、2012年3月に現れた明るいIb型超新星SN 2012auを観測ターゲットとする。爆発(発見)直後からの可視光での継続的な測光分光観測(初期観測:3章)からは爆発の全体像を探る。数百日経過した時点での測光分光観測(後期観測:4章)からは、内部コアの構造や非対称性を探る。

初期の観測では放出物質の外側一部しか見通すことしかできないが、十分希薄になった後期の観測では爆発中心部まで見ることができる。初期と後期の両方の観測から爆発の素性を包括的に理解することができる。

詳細な爆発機構が分かっていないかつ稀少なIb型超新星であるSN 2012auの研究意義は大きく、本研究ではこの超新星の素性を探るほか、重力崩壊型超新星の中でどういった位置付けとなるかも議論する。

第2章 観測とデータ解析

2.1 観測天体 SN 2012au

本研究での観測対象はIb型超新星SN 2012au¹である。この超新星はCatalina Real-Time Transient Survey SNHunt projectにより、2012年3月14日に母銀河NGC 4790に発見された。母銀河までの距離は23.6 Mpc($\mu = 31.87$)である。発見直後にはスペクトルが得られ、Ib型超新星SN 2005bfやSN 1998dtの極大付近のものに似ていたことからIb型であると同定された (Atel 3968)。

我々はかなた望遠鏡+HOWPolを用いて、発見翌日である3月15日から継続的に測光・分光観測を行った。SN 2012au付近の視野を図2.1に示す。図のように、超新星は母銀河NGC 4790のバルジのすぐ近く($\sim 5'$)にあるので、測光解析では母銀河の影響に注意する必要がある。

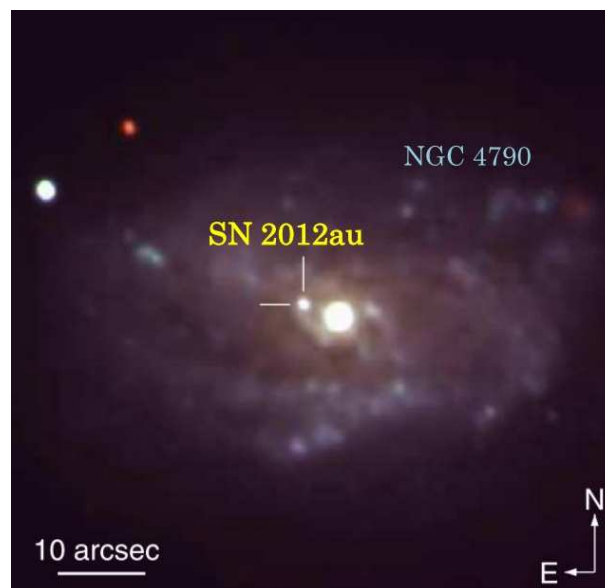


図 2.1: SN 2012au の視野

行った観測の概要を表2.1に示す。2012年3月15日に観測を開始し、同年8月19日までかなた望遠鏡+HOWPolで測光分光観測を行った。ここまでを初期観測とする。これ

¹R.A. = $12^h54^m52.18^s$, Decl = $-10^d14^m50.2^s$

以降は太陽方向と重なるためしばらく観測できない時期となったが、12月になり再び観測できるようになった。この時期には、かなた望遠鏡+HOWPolでは精度が確保できる明るさを維持していなかったため、条件の良い晩にのみ観測を行い、検出限界(2013年3月15日)まで測光観測を行った。なお、かなた望遠鏡での観測とは独立に、2013年3月8日にすばる望遠鏡+FOCASでの測光分光観測が行われた。かなた望遠鏡+HOWPolとすばる望遠鏡+FOCASを合せて、2012年12月から2013年3月までを後期観測とする。

表 2.1: SN 2012au 観測概要

	初期観測	後期観測
期間	2012年3月15日～2012年8月19日	2012年12月6日～2013年3月15日
夜数	測光54晩+分光19晩	測光9晩
備考		2013年3月8日にすばる望遠鏡+FOCASで測光分光観測

2.2 望遠鏡と観測装置

2.2.1 かなた望遠鏡+HOWPol

かなた望遠鏡(図2.2)は広島大学宇宙科学センター附属東広島天文台(図2.3)に設置されている可視赤外線観測することを目的とした光学望遠鏡である。東広島天文台は国内では晴天率が高く、平均ナチュラルシーイングも約1.1秒角と優れており、観測に非常に適したサイトである。望遠鏡の有効口径は1.5mであり、国内の望遠鏡では4番目の大きさ、国内の大学が所有する望遠鏡では最大の大きさである。この集光力と世界でも最高水準の機動力を活かして、突発天体の即時観測を行なっている。特に、爆発から秒単位で暗くなってしまうガンマ線バーストの可視光観測では、人工衛星からのアラート(GCN)を受け取った時に即座に天体の座標を特定し、自動的に指向・追尾観測を開始できるシステムを用いている(2006年度上原卒業論文)。さらに広島大学はガンマ線衛星FermiやX線衛星すざくなどの高エネルギー天文衛星との連携観測も重視している。このように、国内の研究機関としては本格的な多波長観測体制によって宇宙における高エネルギー現象の解明を目指している。かなた望遠鏡の仕様を表2.2に示す。



図 2.2: かなた望遠鏡



図 2.3: 東広島天文台

表 2.2: かなた望遠鏡の仕様

項目	仕様
光学系	リッチー・クレティアン光学系
主鏡	有効径 1540mm/主鏡の F 比=2.0
焦点モード	カセグレン焦点 (F/12.0)・ナスミス焦点 (F/12.0)
焦点面スケール	カセグレン 11.15 秒角/mm・ナスミス 11.15 秒角/mm
焦点距離	焦点距離 18,501.7mm
分解能	1" FWHM
視野	15 分角 ϕ
最大駆動速度	5 /sec (方位角) 2 /sec (高度軸)
最大化速度	1 /sec ²
架台	経緯台方式

望遠鏡のナスミス焦点の1つには一露出型広視野偏光撮像器「HOWPol(Hiroshima One-shot Wide-Field Polarimeter)」が取り付けられている。名前の由来は、通常は複数回の露出が必要な偏光観測を HOWPol ならば 1 回の露出でそれが可能となることからであり、高い時間分解能が必要とされるガンマ線バーストの偏光観測に特化した検出器であるが、撮像観測・通常の(複数回の露出が必要な)偏光観測・分光観測もできる検出器である。HOWPol の仕様を表 2.3 に、用いているフィルターの透過率(ジョンソン・カズンシステム)を図 2.5 に示す。



図 2.4: 一露出型広視野偏光撮像器 HOWPol

表 2.3: HOWPol の仕様

波長域	可視 450nm - 1100nm
観測モードと視野	撮像 : 15 分 ϕ 広視野偏光撮像 : 7 分 \times 7 分 狭視野偏光撮像 : 15 分 \times 1 分 分光 : 2.3 秒 \times 15 分
フィルター	B,V,R,I,z'+Y, 偏光フィルター (青/赤), 減光フィルター
グリズム	低分散 (420/mm,R=400)
ウォラストンプリズム	広視野用ウェッジ付きダブルウォラストンプリズム 狭視野用ウェッジ付きダブルウォラストンプリズム シングルウォラストンプリズム
CCD	完全空乏型 CCD 2k-4k \times 2ヶ (浜松ホトニクス 国立天文台), 空乏層の厚さ 200 μ m
限界等級	撮像 : R=19.2mag(10 分露出, 測光精度 0.02mag) 偏光撮像 : R=16.0mag(10 分露出, 偏光誤差 0.2%)

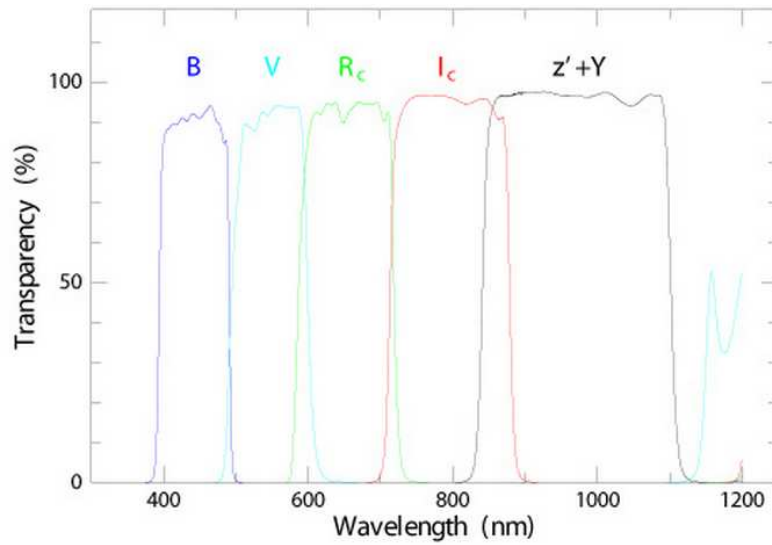


図 2.5: HOWPol のフィルター透過率

2.2.2 すばる望遠鏡+FOCAS

すばる望遠鏡(図 2.6)は、アメリカ・ハワイ島マウナケア山頂、標高 4200m の場所にある大型光学赤外線望遠鏡である。運用は、自然科学研究機構国立天文台ハワイ観測所が行っている。有効口径は 8.2m にもなり、単一鏡としては世界最大級の口径である。1999 年にファーストライトが行なわれ、それに引き続くさまざまな調整により、現在もめざましい活動を見せている。すばる望遠鏡の仕様を表 2.4 に示す。



図 2.6: すばる望遠鏡

表 2.4: すばる望遠鏡の仕様

項目	仕様
光学系	リッチー・クレチアン光学系
主反射鏡	有効口径 8.2m
焦点モード	主焦点 (F/2.0 補正光学系含む) カセグレン焦点 (F/12.2) ナスミス焦点 (可視光 F/12.6) ナスミス焦点 (赤外線 F/13.6)
視野	主焦点 (30 分角)・カセグレン (6 分角)
架台	経緯台方式
総重量	主鏡 22.8 トン・全回転部分 555 トン
最大駆動速度	0.5 度角/秒
天体の追尾誤差	0.1 秒角以下
観測可能仰角範囲	10~89.5 度
総合星像分解能	0.2 秒角 (補償光学なし、 $2.15\mu\text{m}$)

FOCAS(図 2.7) とは、現在すばる望遠鏡の観測装置としてカセグレン焦点部で運用されている微光天体分光撮像装置 (Faint Object Camera And Spectrograph) のことである。FOCAS は、撮像観測・分光観測・偏光観測など、すばるの可視光の基本的な観測モードを引き受けている。マルチスリット分光モードでは、銀河団のような目的天体が集団で分布している場合に最大100天体までの分光観測を同時に行うことができる画期的な装置である。FOCAS の仕様とグリズムの仕様を表 2.5 と表 2.6 に示す。



図 2.7: 微光天体分光撮像装置 FOCAS

表 2.5: FOCAS の仕様

波長域	可視 450nm - 1000nm
視野	6分φ
ピクセルサイズ	15μm
ピクセルスケール	0.104"
フィルター	U,B,V,R,I
CCD	完全空乏型 CCD 2k-4k × 2k (浜松ホトニクス)

表 2.6: グリズムの仕様

名前	groove (gr/mm)	dispersion(at 5500Å) (Å/pix)	center Å	resolution R (at slitwidth=0.4arcsec)
75	85	5.46	6500	250
150	150	5.46	6500	500
300B	300	1.34	5500	1000
300R	300	1.34	5500	1000
300R	600	0.64	7700	2500
600-650VPH	600	0.63	6550	2500
800VPH	600	0.64	7700	2500
950VPH	600	0.64	9200	2500
Echelle	175	0.63	6600(2nd) 9300(2nd)	2500 2500

2.3 データ解析方法

観測・取得したデータの処理には、広く使用されている解析ソフト IRAF(Image Reduction and Analysis Facility) を使用する。IRAF は、アリゾナ州ツーソンに本部があるアメリカ国立光学天文台 (National Optical Astronomy Observatories; NOAO) の IRAF プログラミンググループによって開発・支援がなされている。

ここでは、かなた望遠鏡 + HOWPol で得られた画像に対する解析方法を説明する。すばる望遠鏡 + FOCAS で得られた画像にも、基本的には同様の処理を行えばよい。なお、説明に用いる図は、注意書きが無いものは全てかなた望遠鏡 + HOWPol で得られたものである。

2.3.1 一次処理

観測で得られた生画像を図 2.8 に示す。生画像 (fits ファイル) には、バイアスや CCD 感度ムラといった原因のためにそのままデータ解析しても正しい結果は得られない。これらを次の処理で順番に除去していく。

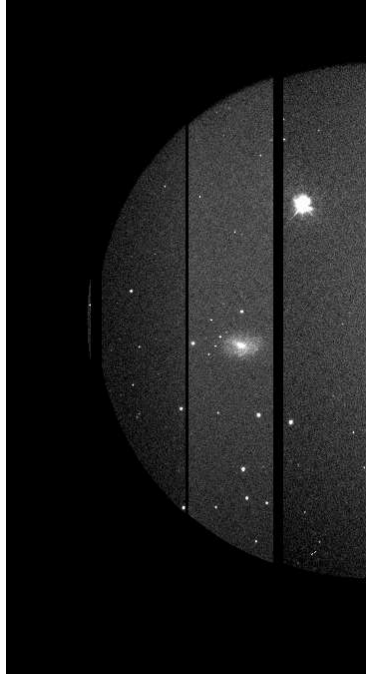


図 2.8: SN 2012au の生画像 (2012 年 3 月 26 日 I バンド)

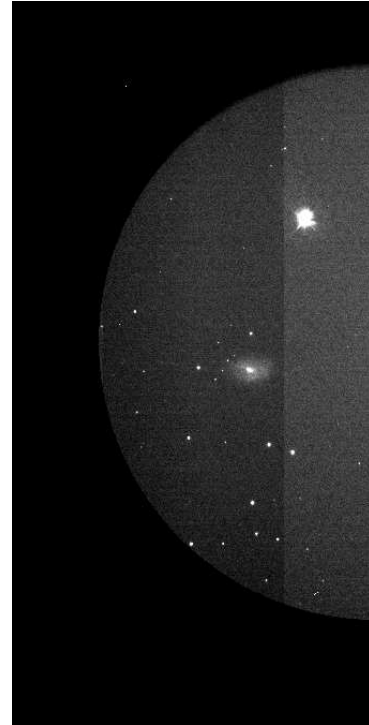


図 2.9: 生画像からバイアス処理したもの

(i) オーバースキャン領域とバイアス

バイアスとは読み出しの際に付加される、電圧に伴うカウントのことである。これには、0 秒積分の画像、もしくはプリスキャン領域 (電荷の読み出し部分) とオーバースキャン領域 (電荷を読み出した後の各ポートでの読み出し部分) のカウントを差し引くことで処理を行う。HOWPol の CCD は 1 つの chip で 4 つのポートから電荷を読み出しており、それぞれにプリスキャン領域とオーバースキャン領域がある。HOWPol の場合、画像処理ソフト「IRAF」用に書かれた「howossub.cl」を使うことでこのスキャン領域、つまりバイアスを引いた画像を作ることができる。HOWPol におけるプリスキャン領域とオーバースキャン領域は表 2.7 の通りである。生画像 (図 2.8) からバイアス処理したものを図 2.9 に示す。

表 2.7: プリスキャン領域とオーバースキャン領域 (X 座標、単位 pix)

ポート	1	2	3	4
プリスキャン領域	1-8	1065-1072	1073-1080	2137-2144
データ領域	9-520	553-1064	1081-1592	1625-2136
オーバースキャン領域	521-536	537-552	1593-1608	1609-1624

(ii) 暗電流

暗電流 (ダーク) とは、熱的に発生した電子によって CCD に光を当てていなくてもカウントされてしまう値である。ダークカウントは、CCD の温度 (高いほど大) と露出時間 (長いほど大) に依存する。しかし CCD が十分に冷却されていれば暗電流はほとんど発生せず、それによるダークカウントも無視できるほど小さくなる。HOWPol の場合、CCD は約 173K に常に冷却されており、暗電流は無視して良い。

(iii) フラット割り

CCD 上のピクセルは、本来持っている感度にピクセルごとの違いがある。加えて、天体の光が望遠鏡や分光器を通ってくる際の光学的な収差や、光学部品のホコリなどの影響も受けてしまう。このため感度ムラが生じ、CCD の全てのピクセルに同じ量の明るさを当てたとしても、ピクセルごとによって異なるカウント値を持つ画像になってしまう。これを解決するために、ドームに付属されているフラット板にハロゲンランプなどの一様な明るさのライトを当て、観測時と同様に望遠鏡を通して撮像する。この画像は「フラットフレーム」(図 2.10) という。

これには、生画像からバイアスを差し引いたものを、このフラットフレームで割り算し規格化するという作業で補正する。IRAF では `imarith` というタスクを用いればよい。フラットフレームで割った後の画像を図 2.11 に示す。



図 2.10: フラットフレーム

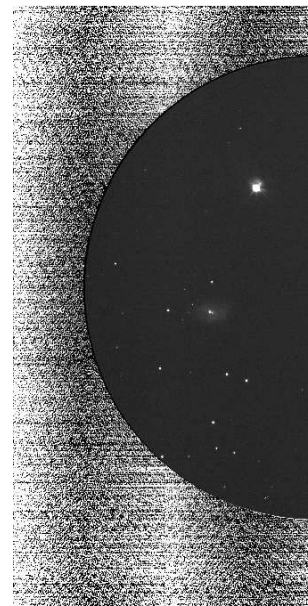


図 2.11: フラット割りした画像 (=一次処理済みの画像)

ここまでの、バイアス引きとフラット割りの処理を一次処理処理と言う。

この他、場合によってはスカイ (地球の上層大気から放射される夜光や人工的な街の光が地球大気で散乱されたもの) の差し引きや宇宙線 (上空から高速で振り注いできた陽子などが偶然 CCD に衝突して電子を励起させたもの) の除去を行う必要がある。

これら、生画像に写っている、天体の光とは無関係のノイズをまとめたものが図 2.12 である。

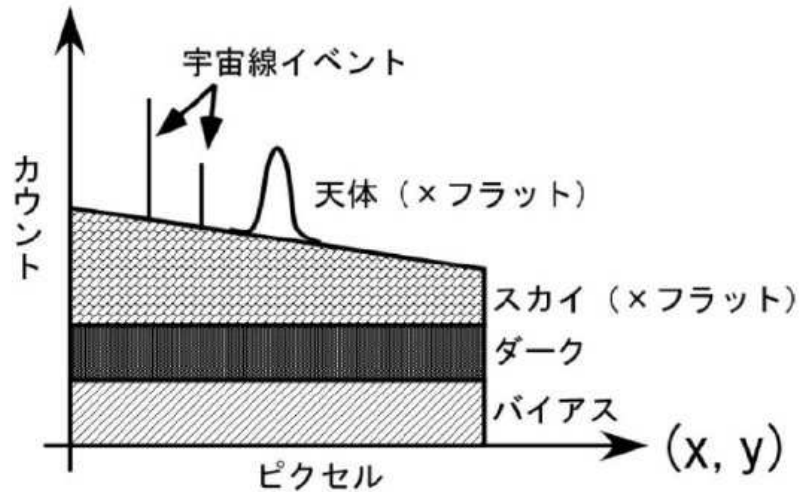


図 2.12: 生画像に乗るノイズ

2.3.2 測光解析

星の明るさを測ることを測光と言う。測光にはアパーチャー測光と PSF 測光がある。

(i) アパーチャー測光

アパーチャーとは開口という意味である。この測光方法では、ある半径の円内に含まれるピクセルのカウントの積分値で明るさを見積もる。IRAF のタスクは phot を用いる。

カウントを数える円のサイズである開口半径(アパーチャーサイズ)は、星像の半値幅である fwhm の 2-3 倍の値が最も精度良いとされる。さらに、その外側にドーナツ状にスカイをサンプルする領域として、フラックスの円と同じ星像中心をもったドーナツ状の領域を用意する。ドーナツ領域でのカウントの重心(平均値)を星像でのスカイ値とし、局所的なスカイを評価してそれを差し引く。これにより、一次処理のみでは除去しきれなかった背景光等の寄与を小さくすることができる。

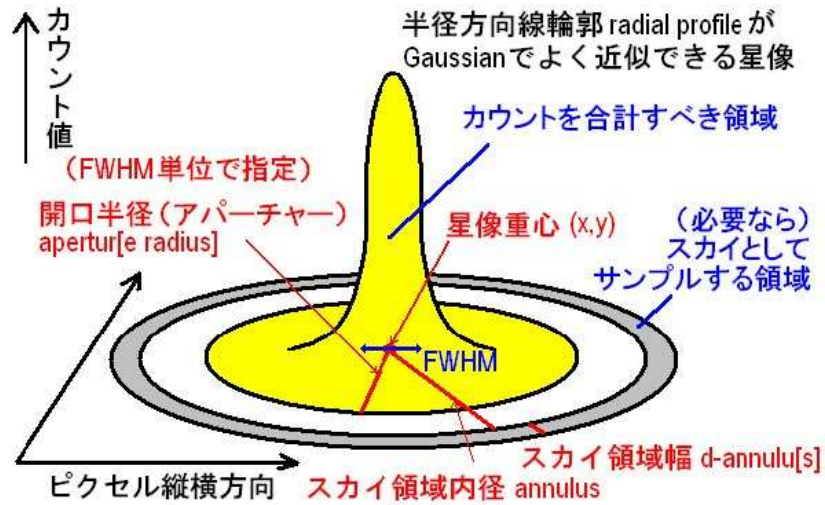


図 2.13: アパーチャー測光概念図

(ii) PSF 測光

星の光は通常、十分に小さい点光源として扱って良いが、その日の空のコンディション等の要素によって時間変化する拡がりをもつ。この拡がりのことを、Point spread function の頭文字をとって PSF と呼ぶ。超新星を解析する場合、超新星が母銀河に近い場所に位置しているとその影響を大きく受ける場合がある。これをアパーチャー測光で解析しようとするところこの影響のために正しい結果は得られないが、PSF 測光ならそれが可能となる。PSF 測光では、前述したアパーチャー測光を行った同じ視野内の比較星において PSF モデルをフィッティングする。このモデルを超新星にも適用することで、母銀河の影響を可能な限り除去した、正しく精度の良い結果が得られる。本研究で用いた測光方法は全て PSF 測光である。

(iii) 測光解析手順

ここでは測光解析の手順を説明する。PSF 測光の説明であるが、同時にアパーチャー測光の説明も含まれている。なお、さらに詳細を知りたい場合は、「IRAF/DAOPHOT を用いた PSF 測光簡易マニュアル」(山中雅之)を参照されたい。

[imexam]

まず、測光したい星の重心を求める必要がある。これには imexam というタスクを用いる。ds9 に画像を表示して imexam を実行した後、測光したい星の上で 'a' を押すとその重心座標や半値幅などの情報が表示されるので、これを保存しておく。

[phot]

apphot というパッケージの中にある phot というタスクは、imexam で保存したファイルに書かれている座標に対応する星に対してアパーチャー測光をしてくれる。測光パラメータで重要なものは、photpars 中の apertur と fitskyp 中の annulus と dannulus である。apertur はアパーチャーの半径のことであり、半値幅の 2.5 倍程度が適切である。annulus はスカイ領域の内半径のことで、半値幅の 2.5~3 倍程度が適切である。当然であるが、この値はアパーチャー半径よりも大きくなければならない。dannulus はスカイ領域の幅のことで、5pix 程度が適切である。これを実行すると imexamine した順番通りに、その星の測光結果が表示される。これがアパーチャー測光の結果となる。この結果も保存しておく。

[psf]

psf というタスクは、その画像における PSF を作るコマンドである。PSF モデルは銀河や周りの星などの影響がない星で作成するのが適している。ここで重要なパラメータは daopars 中の matchra と psfrad と fitrad である。それぞれ、半値幅の 1 倍程度、2~3 倍程度、4~6 倍程度が最適とされている。psf コマンドを実行して ds9 上で PSF モデルを作りたい星の上で 'a' を押すと、その星の 3 次元プロットが表示される。その星周りに宇宙線などの影響が無いかどうかを確認して、PSF モデルに使う場合はそこで 'a'、使わない場合は 'd' を押していく。測光対象の星全てについてモデルに使うか使わないかを決めたら、そこで 'f' を押すとモデルフィッティングをしてくれる。このフィット結果を保存しておく。

[allstar]

allstar というタスクは、測光対象星から実際に作った PSF を差し引いて測光するコマンドである。PSF を差し引く前の画像と差し引いた後の画像を見て (図 2.14)、差し引きが問題なく行えているようであれば表示されている測光結果を信用すればよい。ただし、この測光結果は等級ゼロ点が IRAF 独自のものになっているので、絶対的な数値がそのまま最終値になるのではなく、それぞれの星の等級差だけを用いる。比較となる星の等級はカタログなどから事前に調べておき、求めた等級差から知りたい星の等級を求めればよい。これで PSF 測光は完了である。

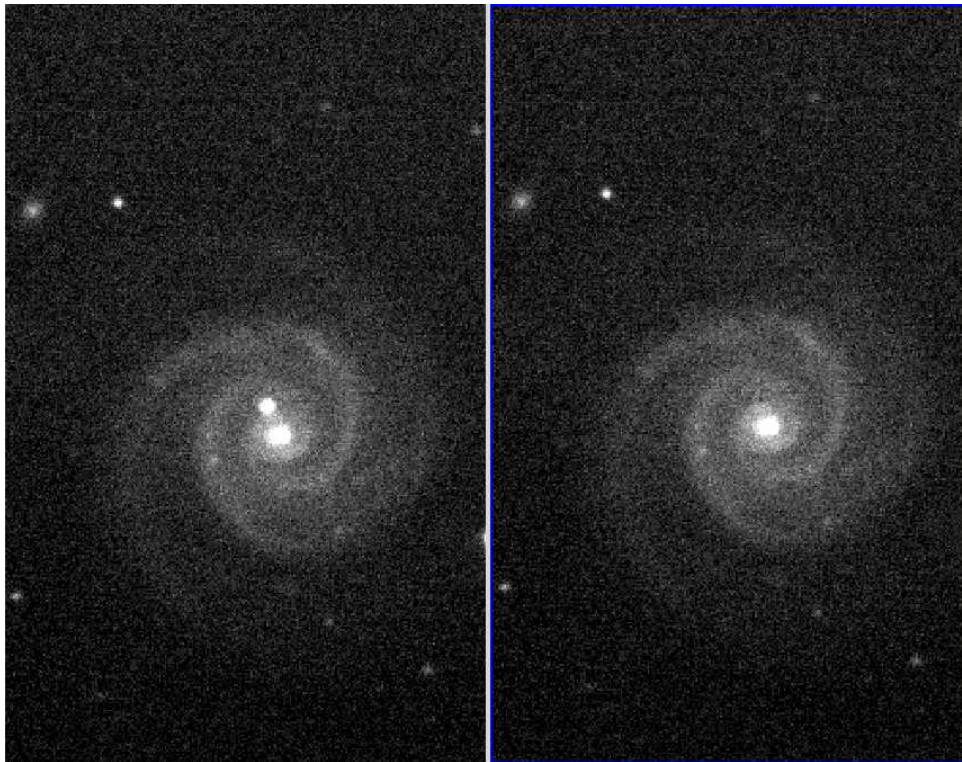


図 2.14: PSF 差し引きが上手くいっている例

2.3.3 分光解析

汎用的な分光解析のマニュアルとしては日本語版では「美星天文台 101cm 望遠鏡 IRAF による分光データ整約のすすめ」(川端哲也)などが有名であるが、ここでは一部違うコマンドを用いている。

分光解析では、対象星の分光画像の他に、標準星と呼ばれる星の分光画像も必要である。標準星とはスペクトルの形状の詳細が既に分かっている星のことで、CCD 感度の波長依存性などの検出器の癖をキャリブレーションするために毎回必要となる。SN 2012au に対しては、高度・方向に近い HR 4963 を標準星として観測した。対象星と標準星の一次処理済みの画像を図 2.15 と図 2.16 に示す。

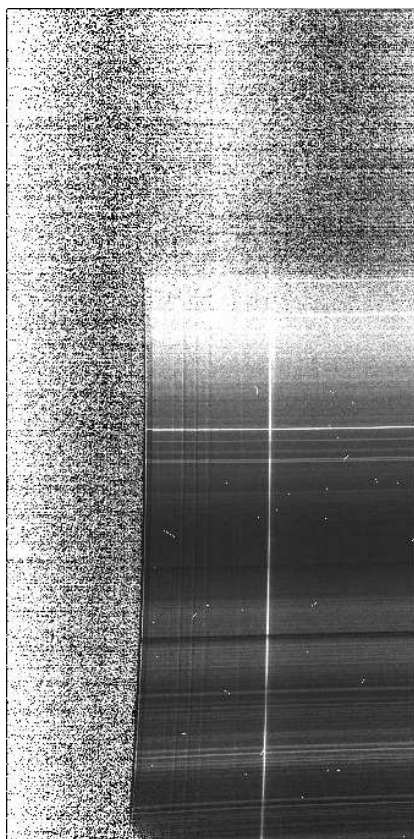


図 2.15: 対象星の画像

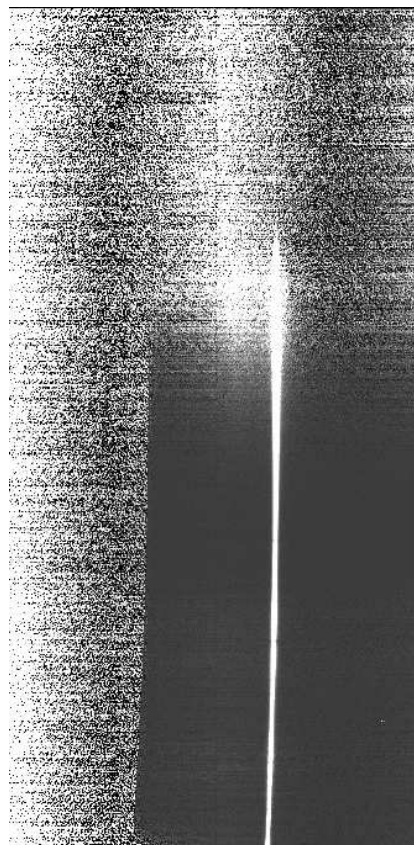


図 2.16: 標準星の画像

[トリミング]

分光画像に限らず、画像の周縁はおかしなデータが含まれている可能性が高く、画像処理をする上で様々な悪影響を与えかねないので、その部分を取り除いた画像を予め作っておく。IRAFの `imcopy` など `pix` 範囲を指定して作ればよい。

[アパーチャー取り出し]

望遠鏡で観測をすると光学的歪曲 (distortion) が多少含まれるものである。これは視野の中心から離れれば離れるほど、本来写るべき位置から動径方向へズレてしまうというものである。一般的には図 2.17 のような歪曲パターンをもっている。このため、一見直線に見えるスペクトルをそのまま取り出しても正しいスペクトルは得られない。まずはこの歪曲を補正し、直線のスペクトルを作り出すことが求められる。

まず `twospec` 中の `apextract` というパッケージを読み込み、`apfind` というタスクを用いる。`nfind=1` に指定すれば、アパーチャーを1つ自動で見つけてくれる。次に、`apresize` と `apedit` というタスクを用いて、アパーチャーを取り出す幅を決める。そして `aptrace` というタスクで歪曲具合をフィットし (図 2.18)、`apsum` というタスクでそのアパーチャーを取り出す。これでスペクトルの直線化ができていないはずである。直線化する前と後のスペクトルの比較を図 2.19 に示す。なお、ここまで直線化の作業は、`apall` というタスク1つだけでもできる。

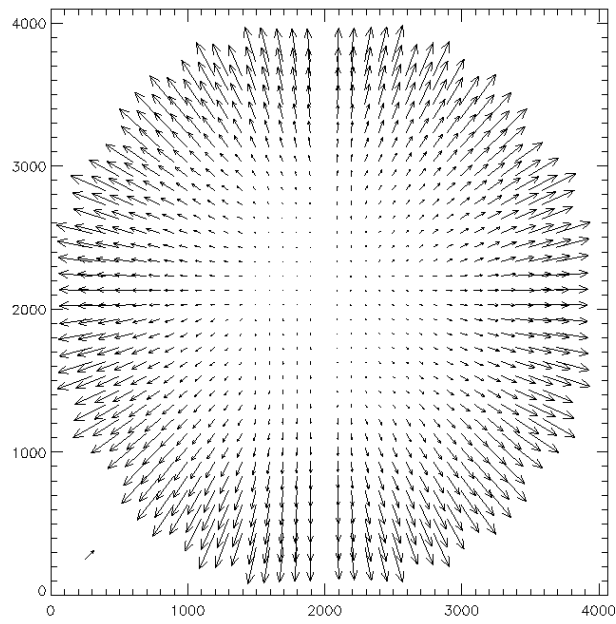


図 2.17: 歪曲パターン

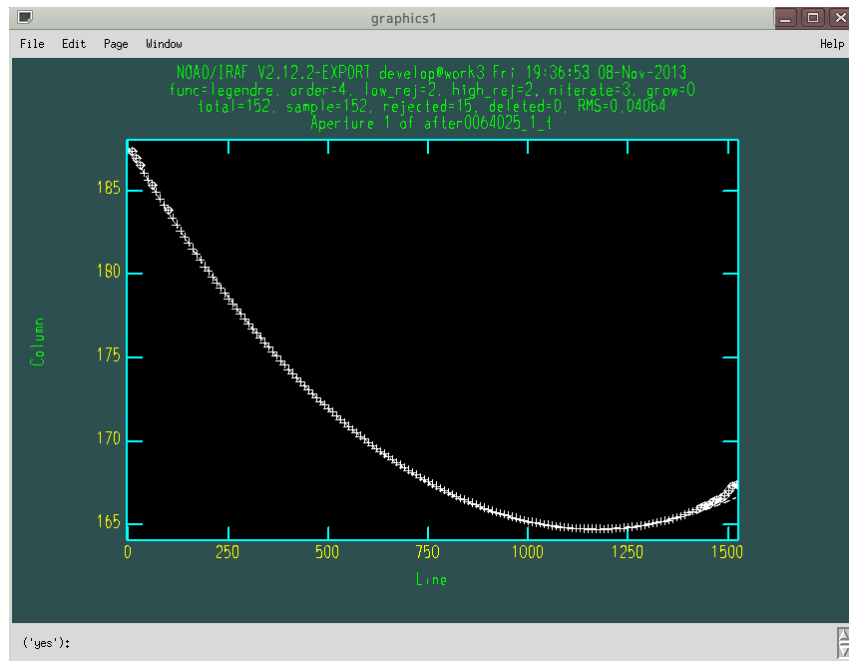


図 2.18: 歪曲をフィットしている様子。横軸が $y[\text{pix}]$ 、縦軸が $x[\text{pix}]$ 。

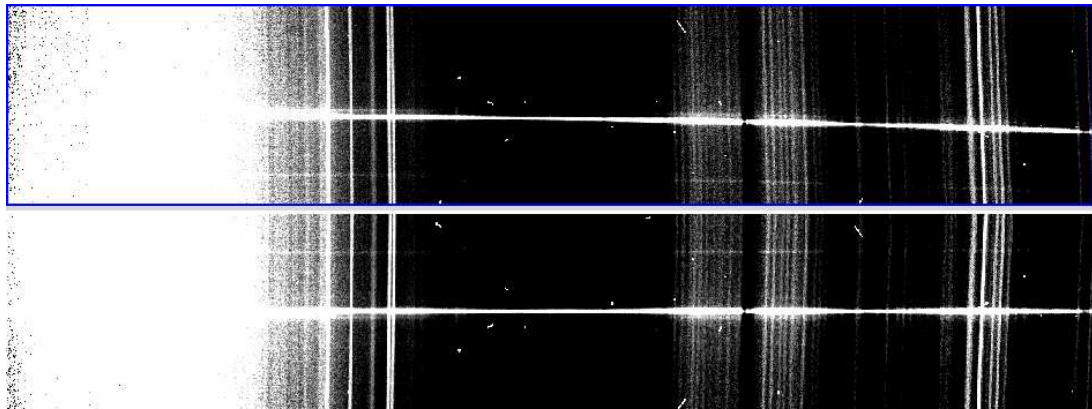


図 2.19: 直線化する前後の比較

[波長較正]

次に、pix と波長の対応関係を作る。ある程度長時間露出すると (HOWPol の場合ざっと 120 秒以上)、地球大気による輝線がスペクトルに写る。この輝線は決まった波長を出すことが分かっているので、これと照らしあわせて較正する。東広島天文台上空に現れる大気輝線の代表的な例を図 2.20 に示す。用いるのは、onedspec というパッケージの **identify** というタスクである。pix と波長の対応は線形的とはならないことが多いので、高次関数でフィットする。実際に波長較正している様子を図 2.21 に示す。なお、すばる望遠鏡 + FOCAS の場合、対象星と標準星とは別に撮られた、Th-Ar の輝線を出すコンパリソンプを用いて較正を行う。これにより大気輝線を用いるよりもっと正確な較正が期待できる。

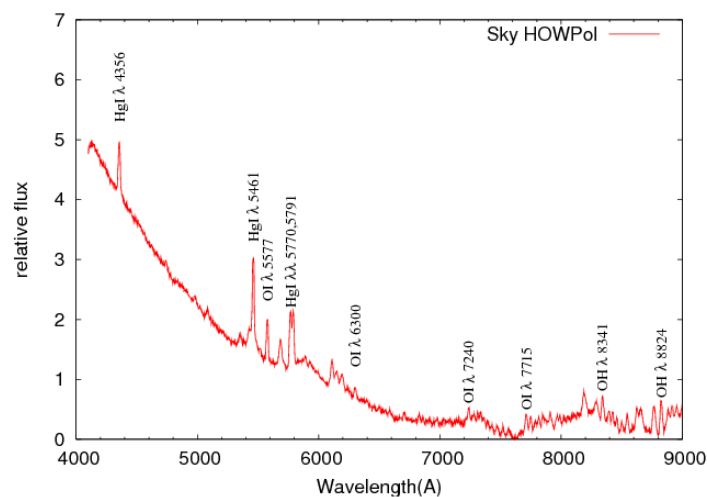


図 2.20: 東広島天文台における大気輝線

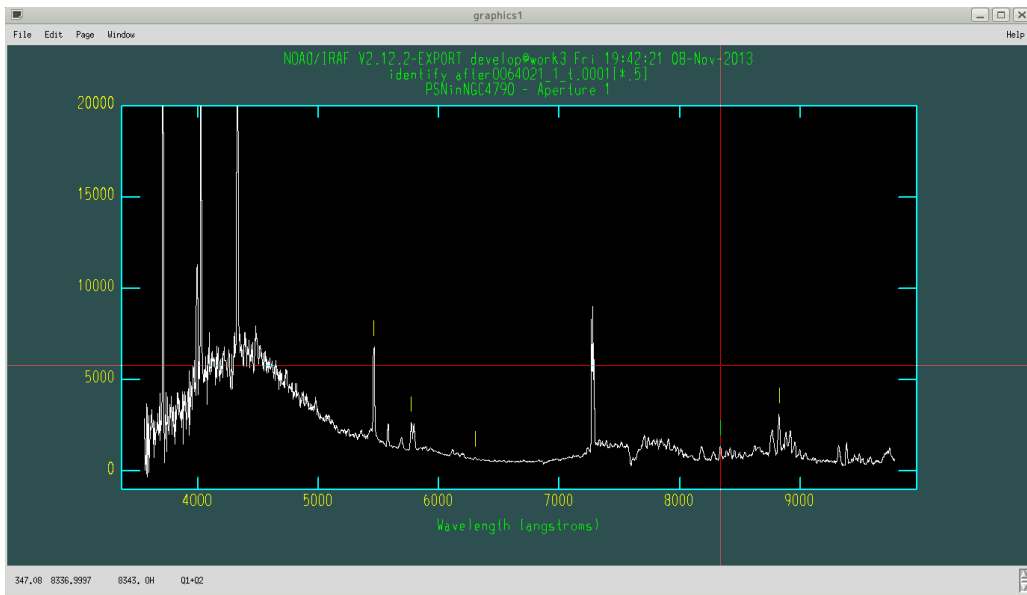


図 2.21: 波長較正を行っている様子

identify は、実は画像中央の行のみでの波長較正であったが、得られたスペクトルは複数行の幅があるはずなので、それらに対しても較正してやる必要がある。これには **reidentify** というタスクを用いればよい。こうしてできた波長の二次元マップを **fitcoord** というタスクで二次元マップに関数をフィットさせる。

ここまで、1枚の画像に対して波長較正を行ってきた。今度は、そのフィットパラメータをレファレンスとして他の複数枚の画像に対しても同様にフィットさせる。**transform** というタスクを使って、対象星の残りの画像と標準星の画像に対しても波長較正を完了させる。

[宇宙線除去]

短時間露出で撮ることができないスペクトル画像は通常、宇宙線が大量に紛れ込んでいる。他の pix とは比べものにならないほど高いカウントが出ている pix もあるので、これは除去する必要がある。これには、**user** というパッケージの **lacos spec** というタスクを用いる。宇宙線を除去する前と後の画像の比較を図 2.22 に示す。なお、lacos spec は IRAF をインストールするだけでは入っていないが、インターネットでソースをダウンロードすることができる。もしくは、IRAF に元々入っている **cosmicray** というタスクを使えばよい。

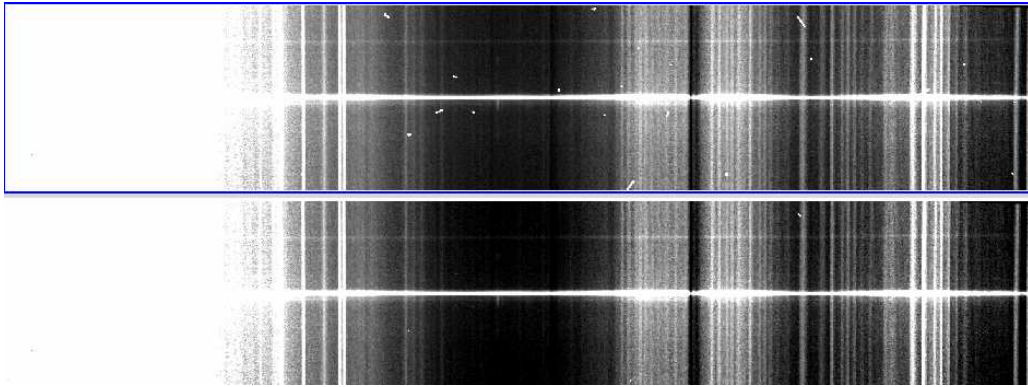


図 2.22: 宇宙線を除去する前後の比較

[スカイ差し引き]

背景光(スカイ)はスリット全体に当たるため、アパーチャー周りの部分をバックグラウンドとしてスペクトルから差し引く必要がある。twodspec 中の longslit というパッケージの **background** は、スカイ領域を指定してアパーチャーから差し引くことができる。

[一次元化]

アパーチャーがまだ複数 pix にわたっているので、これを 1pix に縮めたい。これには **blkavg** というタスクで、アパーチャーの幅の中に存在する pix のカウントを足し上げて一次元化する。

[フラックス較正]

最後に、標準星を用いてフラックス較正を行う。まず、twodspec 中の longslit というパッケージの **standard** というタスクで、得た標準星スペクトルを読み込む。ここには標準星周りの水素によるバルマー吸収線 ($H\alpha$ 6563, $H\beta$ 4861, $H\gamma$ 4341) も含まれているが、これは本来得たいスペクトルとは無関係な吸収なので、**'d'** を押して取り除いておく。次に **sensfunc** というタスクで、観測で得たスペクトルと既知のスペクトルの対応関係を作る。そして **calibrate** というタスクで、その対応を対象星に適用させればよい。

これで、スペクトルの解析は完了となる。解析が完了した fits ファイルをテキストとして書き出すためには、onedspec の **wspec** というタスクを用いる。

[大気吸収の補正]

大気吸収を補正すると更に見やすいスペクトルとなる。これには、**continuum** というタスクで連続光成分をフィットして大気吸収分を差し引くことができるが、補正していないままでも問題はない。本研究で出すスペクトル図では、この補正は行っていない。

第3章 初期観測

3.1 測光標準星でのキャリブレーション

測光解析を行う際には、相対測光をして超新星の光度を求めるのが一般的である。相対測光をするための比較星の等級はカタログ等級として既に調べられたものがあるが、不定性がやや大きく、議論したい内容に精度が追いつかない可能性が高い。そこで等級が信頼できる Landolt 標準星を使って、比較星の等級を導出することをここでは目標とする。測光夜となった2012年4月26日に、表3.1のように Landolt 標準星を観測した。

表 3.1: Landolt 測光標準星の観測

領域名	時間 (UT)	高度	モード
SA101	12:10:08	~50°	BVRI 各3枚
PG1323	12:26:53	~40°	BVRI 各3枚
PG1525	12:47:34	~25°	BVRI 各3枚
PG1657	13:17:22	~25°	BVRI 各3枚
SN 2012au	13:39:54	~40°	BVRI 各3枚
PG1657	14:59:44	~45°	BVRI 各3枚

[大気減光率]

まず、大気減光率を求める。測光で得られたカウント積分値を1秒あたりのカウント I_{inst} に直し、

$$m_{\text{inst}} = -2.5 \times \log_{10} I_{\text{inst}} + 22.0 \quad (3.1)$$

として器械等級 m_{inst} を求める。ここで22.0は等級ゼロ点の意味であるが、この時点では適当な数字でよい。一連の計算で同じ数字を用いておいて、最後に等級ゼロ点も補正する。

各星について、カタログ等級 m_{cat} との差

$$m' = m_{\text{cat}} - m_{\text{inst}} \quad (3.2)$$

を求める。こうして、各バンドで横軸にエアマス¹、縦軸に m' をとった図をプロットする。するとエアマスが大きくなるにつれて直線的に減光する様子が見えてくるはずである。も

¹エアマスは地球大気での散乱の影響の大きさの指標。観測時の天頂角を z とするとエアマスは $\frac{1}{\cos(z)}$ と表すことができる。

し見えてこなければ、大気の状態が変化したり、宇宙線の影響を取り除くことができていないなどを疑うべきである。例えばRバンドの大気減光曲線を図3.1に示す。観測点は直線でフィットすることができ、この傾きが大気減光率となる。直線 $y = a * [\text{airmass}] + b$ で表すことができたなら、各データ点のカタログ換算等級 m'_{cat} を

$$\begin{aligned} m'_{\text{cat}} &= m_{\text{inst}} - y \\ &= m_{\text{inst}} - (a * [\text{airmass}] + b) \end{aligned} \quad (3.3)$$

として求める。

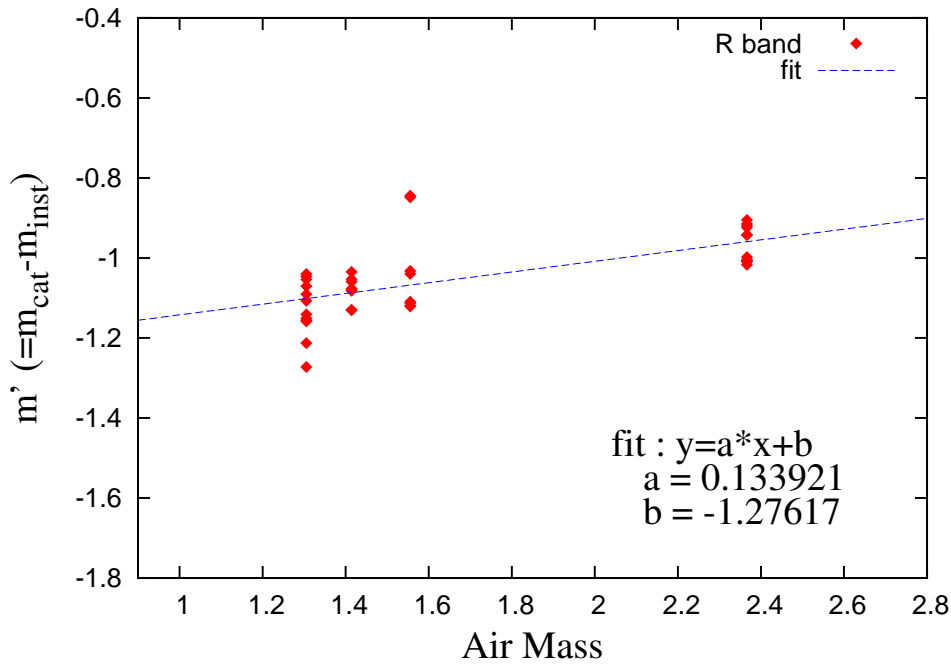


図 3.1: Rバンドの大気減光曲線

[color term 補正項]

続いて、color term 補正項を求める。各バンドの全データについて、横軸に器械カラー、縦軸に $m_{\text{cat}} - m'_{\text{cat}}$ をプロットする。器械カラーはBVRIZ'バンドについてそれぞれ、B-V、V-R、V-R、R-I、R-z'をとることにする。例えばRバンドのcolor term 依存を図3.2に示す。再び一次直線 $y = c * [\text{color}] + d$ をフィットさせることができたなら、その係数 c が color term 補正項となる。こうして、任意の天体に対して

$$\begin{aligned} m_{\text{real}} &= m'_{\text{cat}} + c * [\text{color}] + d \\ &= m_{\text{inst}} - (a * [\text{airmass}] + b) + c * [\text{color}] + d \end{aligned} \quad (3.4)$$

で求められる m_{real} が最終的な測光結果となる。

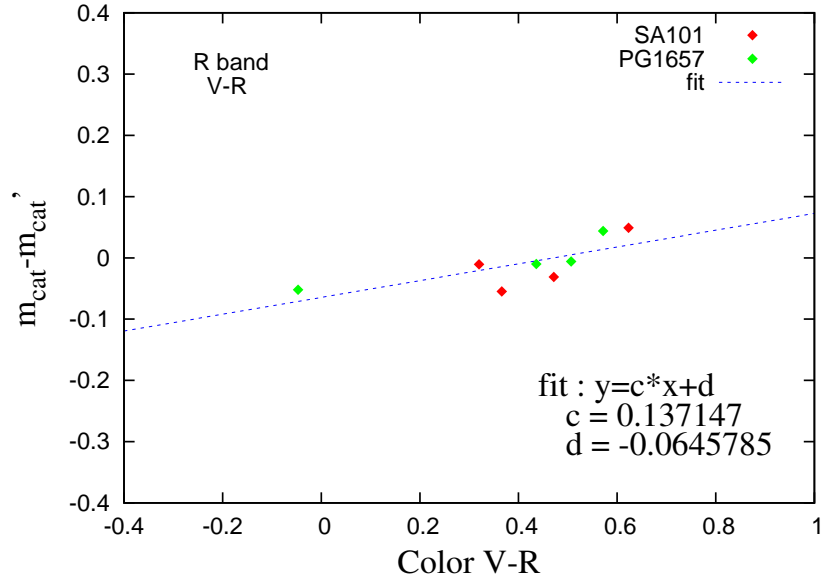


図 3.2: R バンド color term 依存性

[まとめ]

例えば B バンドで $B_{\text{inst}} = -2.5 \times \log_{10} \frac{N}{[\text{exptime}]}$ として、

$$\begin{aligned}
 B &= B_0 + B_{\text{inst}} + C_{A_B} \times [\text{airmass}] + C_{B_BV} \times (B_{\text{inst}} - V_{\text{inst}}) \\
 V &= V_0 + V_{\text{inst}} + C_{A_V} \times [\text{airmass}] + C_{B_VR} \times (V_{\text{inst}} - R_{\text{inst}}) \\
 R &= R_0 + R_{\text{inst}} + C_{A_R} \times [\text{airmass}] + C_{B_VR} \times (V_{\text{inst}} - R_{\text{inst}}) \\
 I &= I_0 + I_{\text{inst}} + C_{A_I} \times [\text{airmass}] + C_{B_RI} \times (R_{\text{inst}} - I_{\text{inst}}) \\
 z' &= z'_0 + z'_{\text{inst}} + C_{A_z'} \times [\text{airmass}] + C_{B_Iz'} \times (R_{\text{inst}} - z'_{\text{inst}})
 \end{aligned}$$

表 3.2: 導出パラメータ

zero-magnitude		airmass		color term	
B_0	21.180 ± 0.040	C_{A_B}	0.321 ± 0.057	C_{B_BV}	0.352 ± 0.054
V_0	22.446 ± 0.028	C_{A_V}	0.218 ± 0.029	C_{V_VR}	0.163 ± 0.063
R_0	22.896 ± 0.023	C_{A_R}	0.134 ± 0.026	C_{R_VR}	0.137 ± 0.052
I_0	22.838 ± 0.037	C_{A_I}	0.071 ± 0.026	C_{I_RI}	0.099 ± 0.089
z'_0	23.123 ± 0.083	$C_{A_z'}$	0.071 ± 0.026^2	$C_{z'_Rz'}$	1.504 ± 0.323

² z' バンドの大気減光係数は、都合上、I バンドと同じものとした。

[比較星の等級]

上記の方法で図に示した比較星の等級を表 3.3 のように導出した。これ以降示す光度曲線は C1 との相対測光によって求めたものである。C1-C2 が観測期を通してほぼ一定値を示したので、C1 が比較星として問題ないことも確認できた (例えば変光星なら比較星としては使えない)。

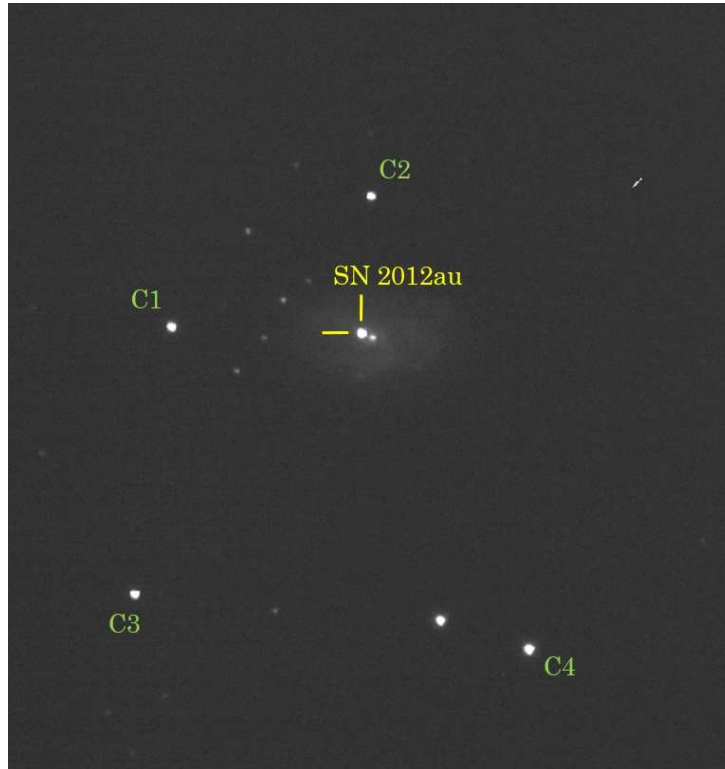


図 3.3: 初期観測で用いる比較星

表 3.3: 比較星の等級

	C1	C2	C3	C4
<i>B</i>	15.75 ± 0.04	16.22 ± 0.04	15.50 ± 0.04	14.38 ± 0.04
<i>V</i>	14.53 ± 0.03	15.04 ± 0.03	14.67 ± 0.03	13.49 ± 0.03
<i>R</i>	13.95 ± 0.02	14.46 ± 0.02	14.30 ± 0.02	13.13 ± 0.02
<i>I</i>	13.36 ± 0.04	13.88 ± 0.04	13.83 ± 0.04	12.68 ± 0.04
<i>z'</i>	14.13 ± 0.08	14.62 ± 0.08	14.41 ± 0.08	13.22 ± 0.08

3.2 観測結果

3.2.1 吸収量の補正

観測して得た明るさには、母銀河や我々の銀河での吸収は考慮されていない。超新星の絶対的な明るさを正確に出すためにはこの補正は欠かせないので、まずはこの吸収量を見積もってみる。

銀河や星間塵での吸収は、青い側の光ほどよく吸収されるので、吸収を受けた後は色が赤くなって観測される。これを赤化という。この赤化の具合を E_{B-V} のように表し、これを色超過という。吸収を受ける前のBバンドとVバンドの等級をそれぞれ B_0 と V_0 、吸収を受けた後のBバンドとVバンドの等級をそれぞれ B_1 と V_1 と表すとすると、色超過は

$$E_{B-V} = (B_1 - V_1) - (B_0 - V_0) \quad (3.5)$$

のように表すことができる。

我々の銀河の吸収については遠赤外線域や電波観測で既によく調べられており、視線方向だけでその吸収量が分かるようになっている。Schlegel et al. 1998 によれば、母銀河 NGC 4790 の方向においてその吸収量は $E_{B-V}^{MW} = 0.048$ である。

母銀河の吸収については、スペクトルに現れる(母銀河による)Na I D線 ($\lambda\lambda 5890, 5896$) の吸収の等価幅から見積もる (Posnanski et al. 2012)。SN 2012au の分光観測で得られたスペクトルのうち、S/N 比が良いものを選んで平均したものを図 3.4 に示す。

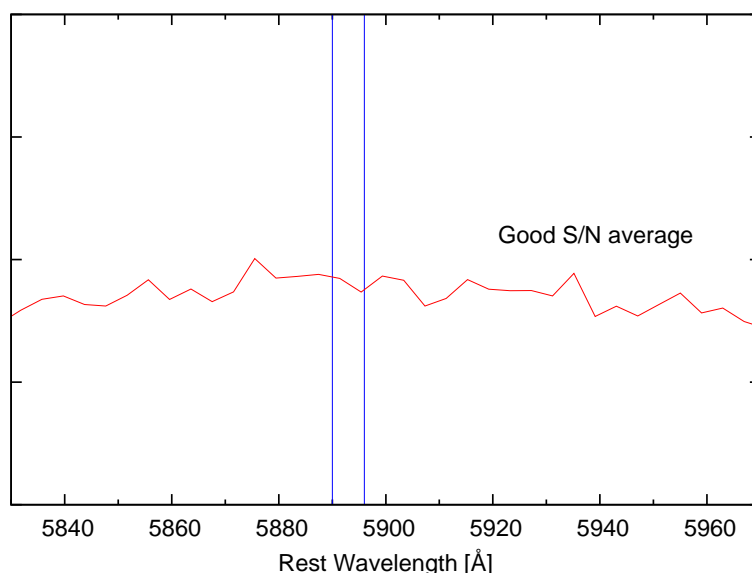


図 3.4: スペクトルの S/N 良いものの平均

この吸収部分の等価幅を計算すると約 1.6\AA である。ただしこの図からは Na I D 線の吸収は有意とは言い切れないので、求めた等価幅は上限値となる。

等価幅と吸収量の関係は次のように表せることが分かっている (Poznanski et al. 2012)。

$$\log_{10}(E_{B-V}) = 1.17 \times \text{EW}(\text{NaID}) - 1.85 \pm 0.08 + \log_{10}\left(\frac{3.1}{R_V}\right) \quad (3.6)$$

ここで R_V は、 A_V を V バンドで受ける吸収量とすると $R_V = A_V/E_{B-V}$ で定義される量で、我々の銀河では 3.1 が適切な値だとされている³。母銀河にはどの値が最適か分らないが、ここでは 3.1 を仮定して計算することとする。すると、式 3.6 からは $E_{B-V}^{\text{host}} \leq 0.035$ が得られる。この値は、例えば V バンドでは 0.1 等以下の補正量となり、無視できるほど小さい。よってここではこの値をゼロとみなすこととする。

以上より、銀河による吸収量は $E_{B-V}^{\text{total}} = 0.048$ を適用する。これ以降で出す図も全てこの補正を行ったものである。

3.2.2 光度曲線、色

図 3.5 に SN 2012au の初期観測で得られた光度曲線を示す⁴。横軸は R バンドの極大からの日付で、縦軸が見かけの等級に銀河吸収を補正した値である。各バンドの等級が重なって見づらくなならないよう、図に示した値のオフセットをかけて表示している。

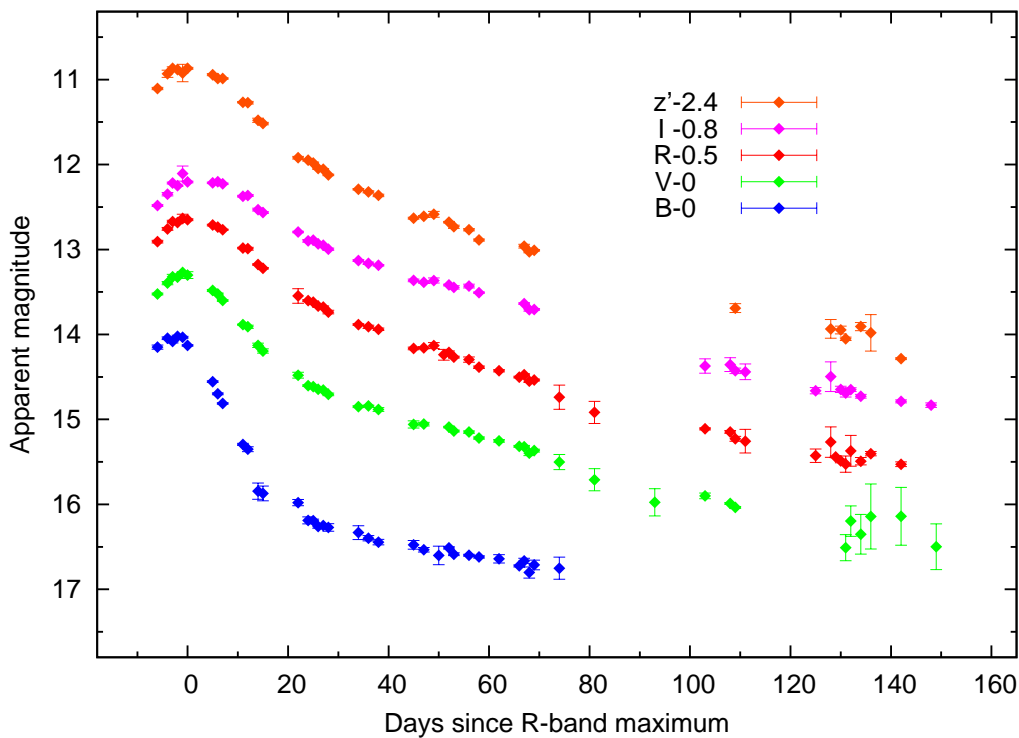


図 3.5: SN2012au 初期観測の光度曲線

³星形成が活発な領域では 4 から 6 くらいの値になる

⁴70~100 日付近でデータ数が少ないのは梅雨で観測できなかったためである。

極大日は、Rバンドの光度曲線を高次関数でフィットさせることで求めたところ (図 3.6)、2012 年 3 月 21±1 日であることが分かった。

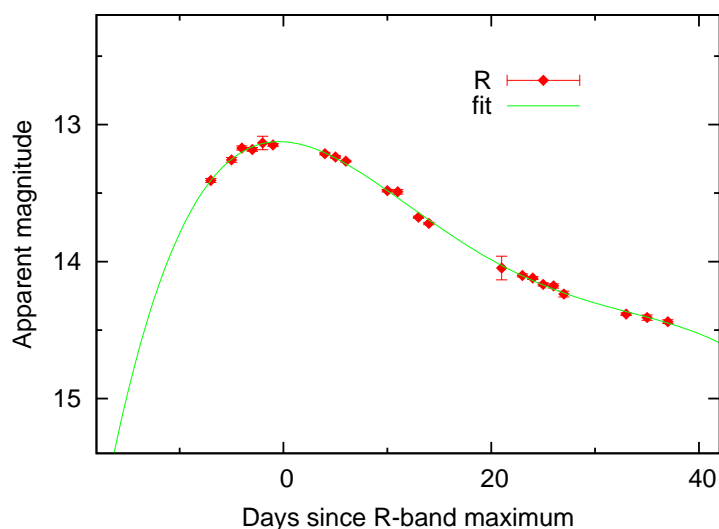


図 3.6: R バンド極大部分のフィットの様子

極大での R バンドの等級は $R_{\max} = 13.1 \pm 0.1$ 等であった。これは、母銀河までの距離 23.6Mpc ($\mu = 31.87$) を用いると、絶対等級で $M_{R, \max} = -18.7 \pm 0.2$ 等⁵に対応する。

Lick Observatory Supernova Search(LOSS) という超新星サーベイが報告したところによると、Ib/Ic 型超新星の平均的な絶対等級は $\langle M_{R, \max} \rangle = -16.1 \pm 1.2$ 等であるという (Li et al. 2011)。また別の調査によると、Ib 型超新星の平均的な絶対等級は $\langle M_{R, \max} \rangle = -17.9 \pm 0.9$ 等である (Drout et al. 2012)⁶。つまり、SN 2012au の -18.7 等というのは Ib 型の中ではかなり明るい部類に入る。各バンドでの極大日と極大での見かけの等級と絶対等級をまとめたものを表 3.4 に示す。

表 3.4: 各バンドでの極大日と極大での見かけの等級と絶対等級

バンド	極大日	見かけの等級	絶対等級
B	3 月 19±1 日	$B_{\max} = 14.1 \pm 0.1$	$M_{B, \max} = -17.8 \pm 0.2$
V	3 月 20±1 日	$V_{\max} = 13.3 \pm 0.1$	$M_{V, \max} = -18.6 \pm 0.2$
R	3 月 21±1 日	$R_{\max} = 13.1 \pm 0.1$	$M_{R, \max} = -18.7 \pm 0.2$
I	3 月 23±1 日	$I_{\max} = 13.0 \pm 0.1$	$M_{I, \max} = -18.9 \pm 0.2$
z'	3 月 22±1 日	$z'_{\max} = 13.3 \pm 0.1$	$M_{z', \max} = -18.6 \pm 0.2$

⁵ここには母銀河までの距離の不定性として 0.2 等を加味した。

⁶Li et al. 2011 では LOSS で発見されたほとんどの超新星に対して調べられた一方、Drout et al. 2012 ではこれまでによく観測・研究された超新星 (~ 明るいものが多い) に対して調べられた。この 2 つの調査の結果の差はこのように母集団の違いによるものであり、一般的には Ib/Ic 型超新星の平均的な絶対等級は -17 等前後というのが共通認識のようである。

極大を過ぎるとだんだんと暗くなっていく。どのくらいの早さで暗くなっていくかの指標の1つに、極大から15日経過したときに極大から何等暗くなったかというパラメータ Δm_{15} がある。SN 2012au の R バンドでは $\Delta m_{15}(R) = 0.57 \pm 0.06$ 等であり、Drout et al. 2012 で調べられた平均的な範囲 0.4~0.8 等に収まる。

極大30日を過ぎると、暗くなっていく割合が小さくなっていく。これ以降の光度曲線は'テイル (tail)' と呼ばれている。この部分の減光割合は、R バンドで1日あたり約0.017 等であった。

図 3.7 に R バンドの光度曲線を他の超新星と比較したものを示す。比較対象は、Ib 型 SN 2009jf、Ib-IIb 型 SN 2008ax、Ic 型 SN 1998bw、IIb 型 SN 1993J、LOSS で調べられた Ib/Ic 型超新星の進化が早いもの、平均的なもの、遅いものである。縦軸は絶対等級で、SN 2012au の極大と合うように他の超新星の光度曲線を適切にシフトさせて表示させている。極大付近では SN 2012au は SN 1998bw や LOSS の平均的なものによく似ており、SN 2008ax や SN 1993J よりもやや遅めの光度曲線を描いている。一方、テイル以降はこれらの超新星よりも遅い進化をたどった。ただし遅いといっても、Ib 型の中では進化が遅い超新星として知られている SN 2009jf ほどではなかった。光度曲線のテイルの部分の傾きは ^{56}Ni からのガンマ線のエジェクタへの吸収効率を反映していると考えられる (詳細は§3.3.1)。

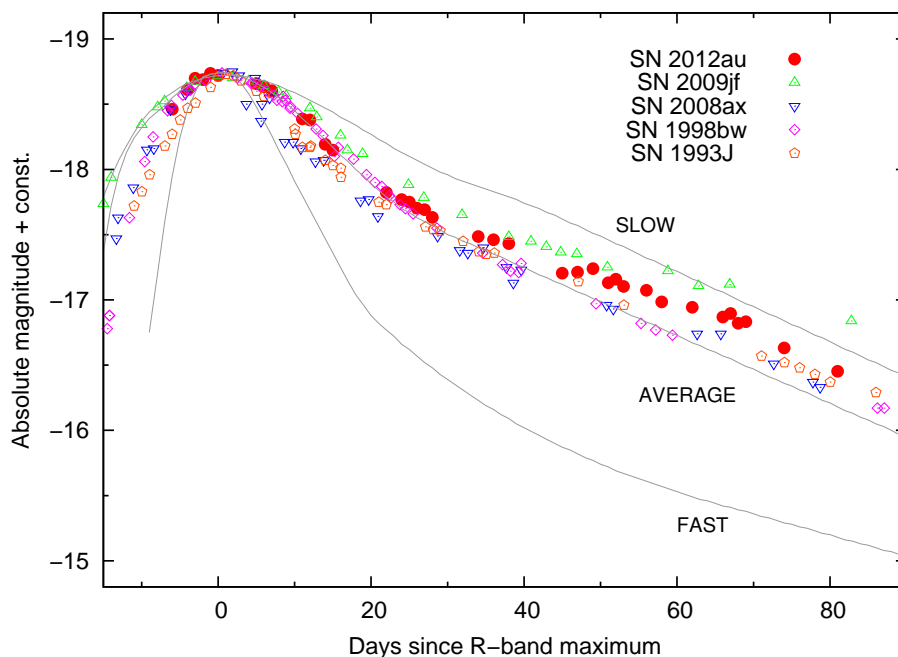


図 3.7: R バンドの光度曲線の比較

続いて、超新星の色 (color) について見ていく。図 3.8 に SN 2012au の色曲線を示す。色指数は、赤いほど大きな、青いほど小さな値を示す。B-V、V-R、R-I は、極大20日後あたりまでは赤くなっていき、その後はだいたいフラットになった。一方、I-z' は極大付近

からずっと青くなっていく傾向であった。HOWPol の z' バンドは Y バンドの波長域の一部も合わせた広めのフィルターであることでこのような色を示しているのかもしれない。

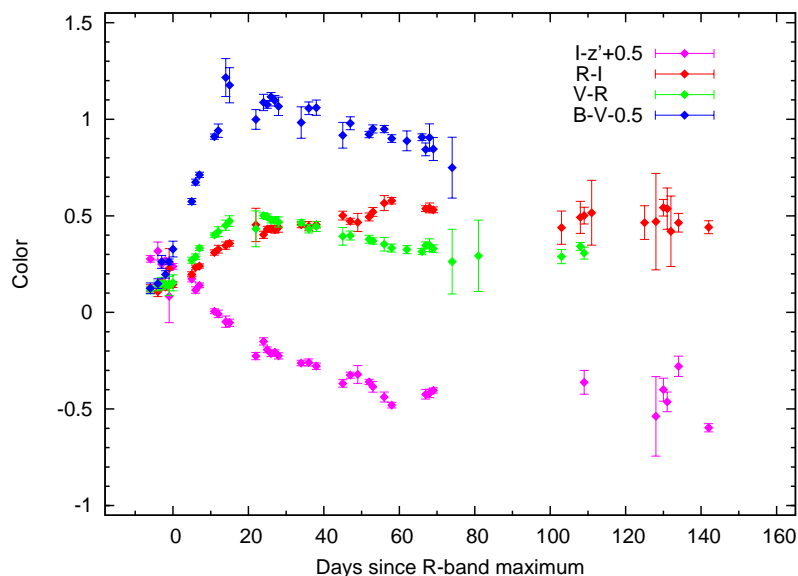


図 3.8: SN 2012au の色

色を比較したものを図 3.9 に示す⁷。SN 2012au は B-V は SN 2008ax に、V-R と R-I は SN 2009jf に似ているようである。極大 10 日後での V-R は $V - R = 0.36 \pm 0.02$ 等であった。これは Drout et al. 2011 で報告されている Ib/Ic 型の平均範囲 0.26 ± 0.06 等よりもやや赤い結果である。

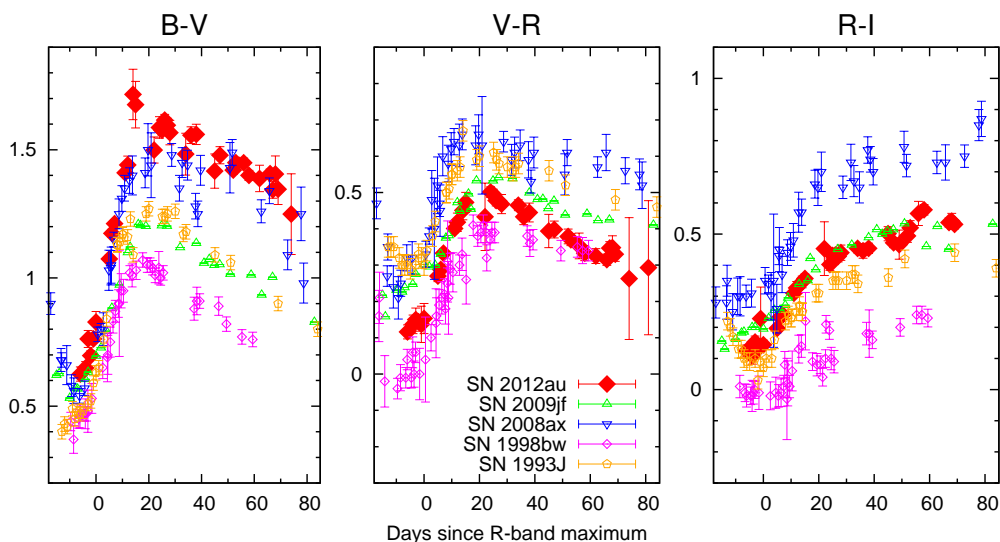


図 3.9: 色の比較

⁷他の超新星では z' バンドの測光結果が無いので $I-z'$ は比較できない

3.2.3 スペクトル

図 3.10 にスペクトルの進化を示す。横軸は赤方偏移 0.004483 を使って静止波長に直したものである。縦軸はログスケールで、上からスペクトルの時間進化が分かりやすいようにそれぞれのスペクトルを適切にシフトさせて表示した。図中に矢印で示してある通り、極大付近は鉄 (Fe II $\lambda 5169$)、ヘリウム (He I $\lambda\lambda 5876, 6678, 7065$)、カルシウム (Ca II IR $\lambda 8571$) の吸収が特徴的である。 $\lambda 6100$ 付近の吸収は、Si II $\lambda 6355$ か $H\alpha$ $\lambda 6563$ によるものである可能性が高いが自明ではない。極大後 100 日を越えたスペクトルでは酸素やカルシウムなど、後期スペクトルによく見られる輝線が現れはじめた。

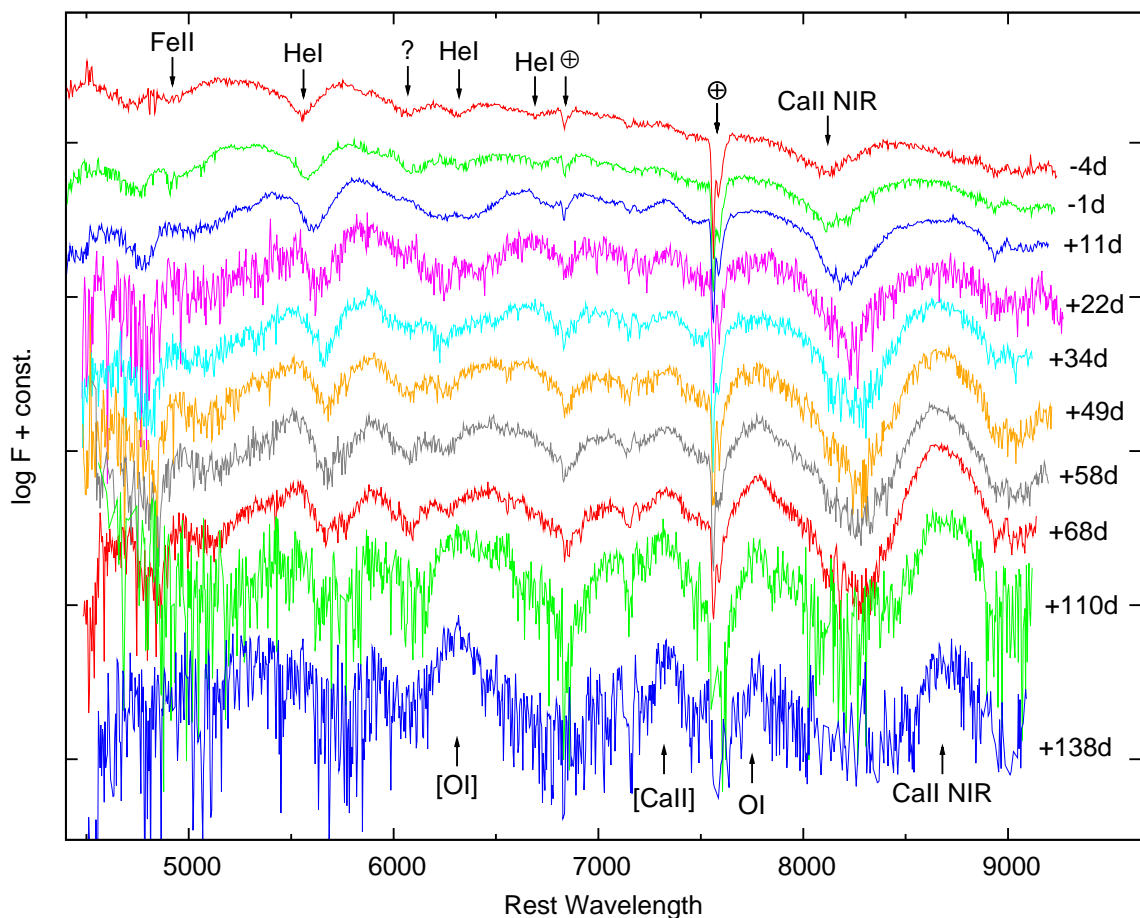


図 3.10: スペクトルの進化

極大付近と極大後 30 日あたりのスペクトルを比較したものを図 3.11 に示す。比較対象は Ib 型 SN 2009jf と SN 1999dn である。He I などの吸収線のピークが他の超新星よりも青方偏移しているのが分かる。これは外層の膨張速度が大きいことを示唆している。詳しくは §3.3.2 で議論する。

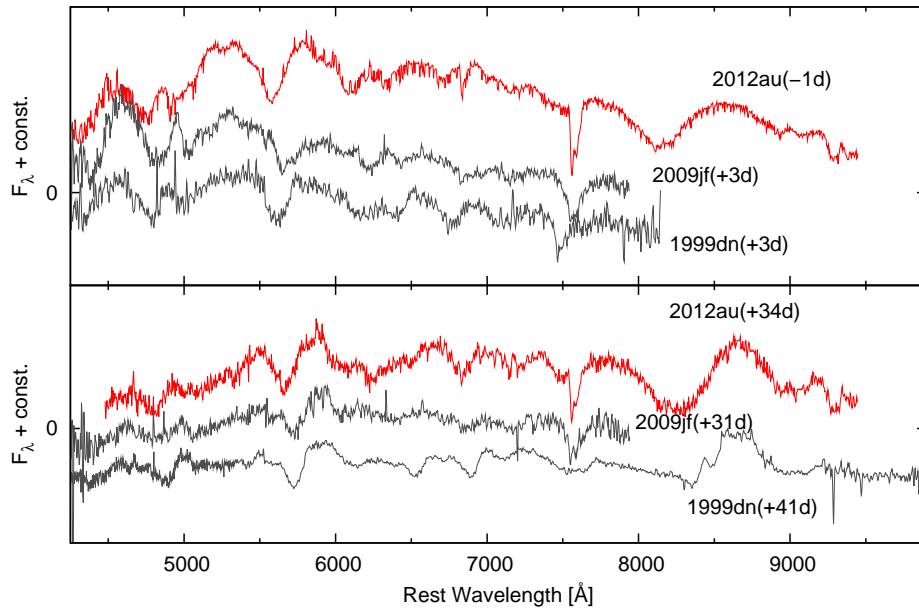


図 3.11: スペクトルの比較

3.3 議論

観測で得られた結果に基づいて、この超新星の素性を探っていく。初期観測での議論においては、 ^{56}Ni 生成量、エジェクタ質量、爆発エネルギーを見積もるのが目標となる。

3.3.1 総輻射光度と ^{56}Ni 生成量

ここでは、得られた光度曲線から総輻射光度を求め、エネルギー源である ^{56}Ni の質量を見積もる。

総輻射光度とは、全波長領域にわたっての放射エネルギーの総和である。超新星は可視光を一番強く放射しているが、実際には可視光以外にも紫外線や赤外線を少からず放射しているはずである。しかしこの観測では *BVRI* のバンドの測光結果しかないため、総輻射光度の導出には何か仮定をするしかない。ここでは、「極大付近では *BVRI* バンドの放射エネルギーが全放射エネルギーの 60% を占めている」ことを仮定する (Tomita et al. 2006)⁸。ただし、これは非常に大雑把な仮定なので 20% 程度の不定性を伴う。こうして計算した総輻射光度曲線を図 3.12 に示す。極大における SN 2012au の総輻射光度は $L_{\text{max}} = (6.7 \pm 1.3) \times 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ である。これは他の Ib 型超新星 SN 2009jf ($3.2 \times 10^{42} \text{ erg}$

⁸さらに、*BVRI* バンドの放射エネルギーが占める割合も時間とともに変化するはずなので、極大からしばらく経った時期で同様に求めるのにもさらに不定性が生じる。しかしながら代替の方法も難しいので初期観測では全てこの仮定に基づいて導出する。

s^{-1} ; Sahu et al. 2011) や SN 2008ax(2.4×10^{42} erg s^{-1} ; Taubenberger et al. 2011) に比べて有意に大きい値である。しかも、極超新星として知られる SN 1998bw にも近い値である。当たり前だが、絶対等級が明るいという結果と一致している。

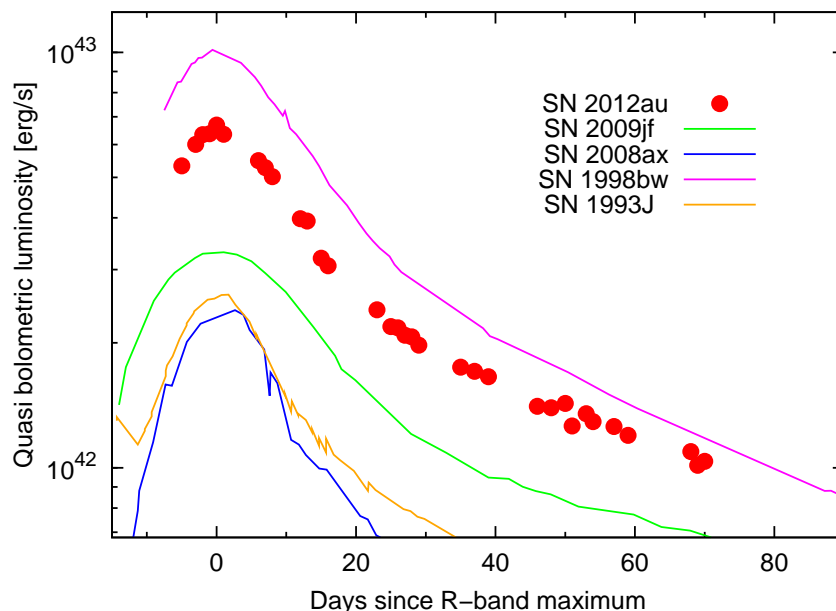
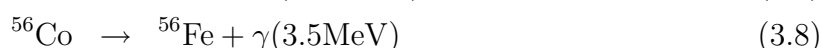
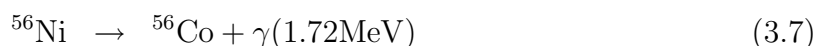


図 3.12: 総輻射光度

Ib/Ic 型超新星の極大付近の放射の一般的な解釈は、衝撃波伝播のときに生成された ^{56}Ni (^{56}Co) が崩壊するときに出したガンマ線 (式 3.7, 式 3.8) が、周りの密度の高いエジェクタに吸収・散乱されてエネルギーを落とし、可視光あたりになったものが光球表面に出てきて観測される、というものである (Arnett 1982)。



よって極大での総輻射光度から生成された ^{56}Ni 量 $M(^{56}\text{Ni})$ を見積もることができる。爆発してから極大に達するまでの日数を t_r (rising time) とすると、

$$L_{\max} = \left(6.45 \times e^{-\frac{t_r}{8.8}} + 1.45 \times e^{-\frac{t_r}{11.3}} \right) \times \left(\frac{M(^{56}\text{Ni})}{M_{\odot}} \right) \times 10^{43} \text{erg s}^{-1}. \quad (3.9)$$

のように極大光度が表せる (Stritzinger et al. 2006)。 $L_{\max} = 6.7 \times 10^{42}$ erg s^{-1} と $t_r = 16.5 \pm 1.0$ 日 (Milisavljevic et al. 2013b) を用いると、 $M(^{56}\text{Ni}) = 0.30 M_{\odot}$ が得られる。この値は他の Ib 型 SN 2008ax($0.07\text{--}0.15 M_{\odot}$) や SN 2009jf($0.14\text{--}0.20 M_{\odot}$) よりも大きい。

[1 成分モデル]

上述の ^{56}Ni 生成量の見積もりは総輻射光度曲線の極大部分から求めたものであるが、テイルの部分から見積もることが可能である。ここでは単純な1成分モデルを考える。エジェクタ中の密度がほぼ一様であることを仮定している。

まず、ガンマ線がエジェクタに全て吸収される (Full trap) 理想的な場合を考えると $M(^{56}\text{Ni}) = 0.30 M_{\odot}$ が得られる。これは極大から ^{56}Ni 生成量を求めたのと同じ状況を考えているため、得られた値も同じものとなっている。

より現実的な状況に近づけるため、今度はガンマ線がエジェクタに部分的に吸収される場合を考える。エジェクタ中の光学的厚さ τ を導入すると、総輻射光度は

$$L = M(^{56}\text{Ni})e^{(-t_d/113\text{d})}[\epsilon_{\gamma}(1 - e^{-\tau}) + \epsilon_{e+}] \quad (3.10)$$

$$\tau = 1000 \times \frac{(M_{\text{ej}}/M_{\odot})^2}{E_{51}} t_d^{-2}, \quad (3.11)$$

と表すことができる⁹。ここで、 t_d は(極大からではなく)爆発からの日数、 $\epsilon_{\gamma} = 6.8 \times 10^9 \text{ erg s}^{-1} \text{ g}^{-1}$ と $\epsilon_{e+} = 2.4 \times 10^8 \text{ erg s}^{-1} \text{ g}^{-1}$ はそれぞれガンマ線と陽電子のエネルギーデポジット量、 $(M_{\text{ej}}/M_{\odot})$ は太陽質量単位でのエジェクタ質量である。これを使って、フィットパラメータ(τ と $M(^{56}\text{Ni})$)を色々に変化させてフィットを試みたのが図3.13である。この図の通り、このモデルでは観測点を十分に再現することはできない。

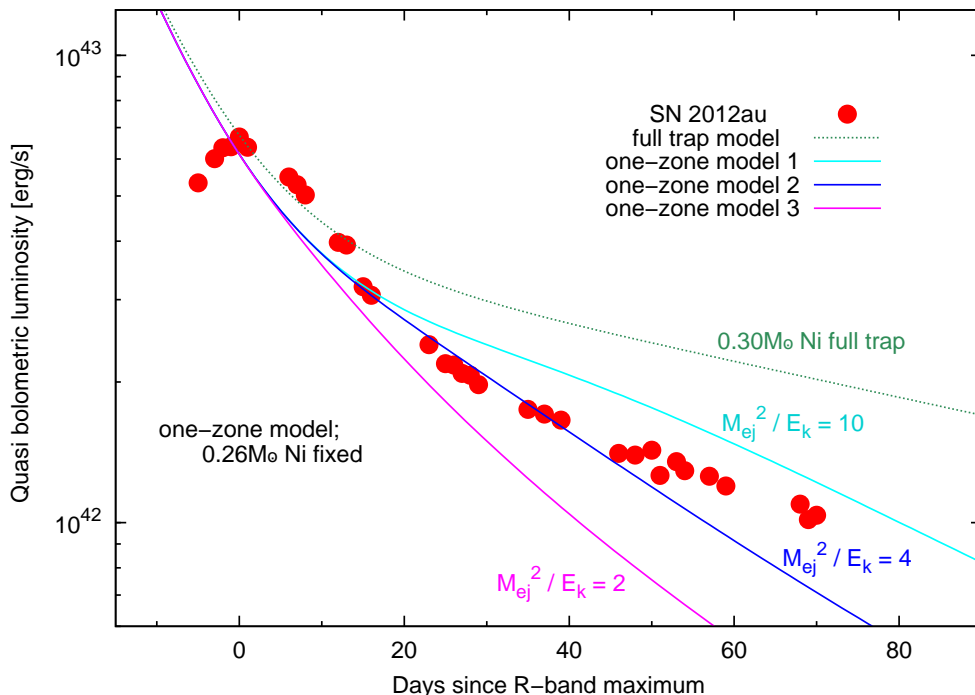


図 3.13: 1成分モデルのフィットの様子。極大光度と tail の傾きの両方が合うようにフィットしたいが上手く合わせることができない。

⁹簡単のため式には ^{56}Co の寄与しか記述していないが、図には ^{56}Ni と ^{56}Co の両方の寄与を含めている

[2 成分モデル]

単純な1成分モデルではうまくいかなかったので、2成分モデルを導入する¹⁰(Maeda et al. 2003)。今度は、外側と内側で密度構造が異なることを仮定する。外側と内側の密度をそれぞれ τ_{out} 、 τ_{in} 、 ^{56}Ni 質量をそれぞれ $M_{\text{out}}(^{56}\text{Ni})$ 、 $M_{\text{in}}(^{56}\text{Ni})$ とすると、光度は次のように表すことができる。

$$L_{\text{opt}} = M_{\text{in}}(^{56}\text{Ni})e^{(-t_d/113\text{d})}[\epsilon_\gamma(1 - e^{-\tau_{\text{in}}}) + \epsilon_{e+}] + M_{\text{out}}(^{56}\text{Ni})e^{(-t_d/113\text{d})}[\epsilon_\gamma(1 - e^{-\tau_{\text{out}}}) + \epsilon_{e+}] \quad (3.12)$$

$$\tau_{\text{in}} = 1000 \times \left[\frac{(M_{\text{ej}}/M_\odot)^2}{E_{51}} \right]_{\text{in}} t_d^{-2} \quad (3.13)$$

$$\tau_{\text{out}} = 1000 \times \left[\frac{(M_{\text{ej}}/M_\odot)^2}{E_{51}} \right]_{\text{out}} t_d^{-2} \quad (3.14)$$

このモデルでフィットすると、図 3.14 のように観測点を再現することができる。表 3.5 に示したフィットパラメータの通り、 τ_{in} が τ_{out} に比べて非常に高い。この結果は中心部に非常に高密度の領域があることを示唆している。そしてこれは、ジェットのような非対称な爆発をしたとされる SN 1998bw でのフィット結果と同様である。

^{56}Ni 生成量は $M_{\text{out}}(^{56}\text{Ni})$ と $M_{\text{in}}(^{56}\text{Ni})$ の和で、 $0.26M_\odot$ となる。極大光度から求めた $0.30M_\odot$ とはやや差があるが、これは極大から求めた ^{56}Ni 質量がやや多く見積られる傾向があることによる。 ^{56}Ni 質量は、極大光度 L_{bol} と放射効率 α を用いると $M(^{56}\text{Ni}) = \frac{L_{\text{bol}}}{\alpha \dot{S}(t_R)}$ と表すことができ、極大付近では α は 1 ではなく 1.2 くらいの値になる。よって、 ^{56}Ni 生成量としては $0.26M_\odot$ がより正確な見積もりである可能性があるが、極大から求められることの多い他の超新星と比較・議論するため、本研究では $0.30M_\odot$ を結論とする。

¹⁰時定数の異なる別の放射源がある可能性もあるが、元素合成の観点からは考えにくい。

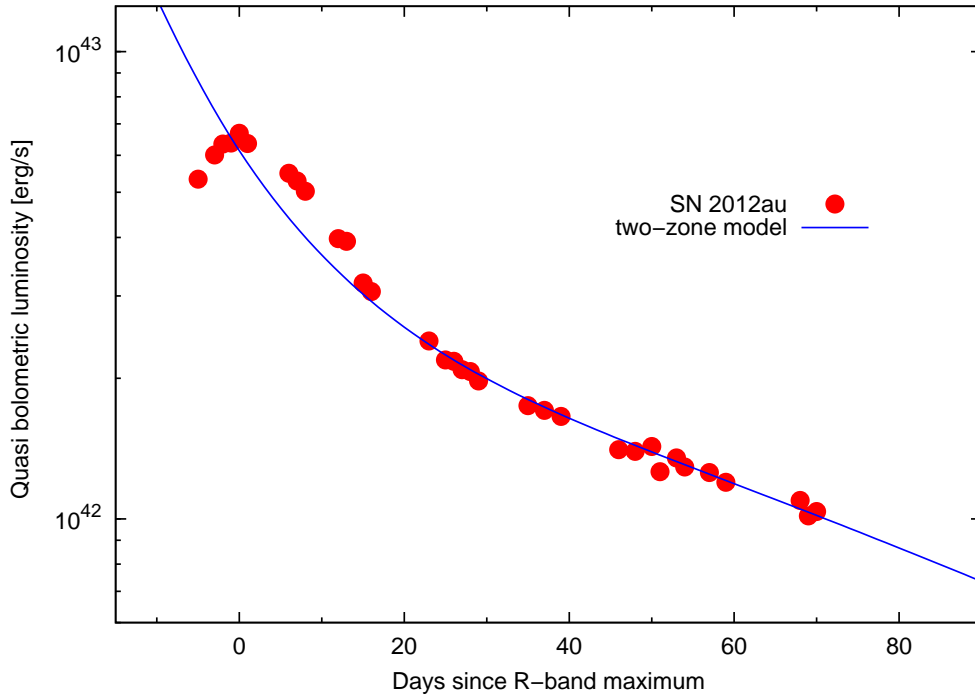


図 3.14: 2成分モデルのフィットの様子。極大光度と tail の傾きが同時に合うようなフィットができた。

表 3.5: 2成分モデルのフィットパラメータ

	SN 2012au	SN 1998bw
$M_{\text{in}}(^{56}\text{Ni})$	0.14	0.11
$[(M_{\text{ej}}/M_{\odot})^2/E_{51}]_{\text{in}}$	20	26
$M_{\text{out}}(^{56}\text{Ni})$	0.12	0.44
$[(M_{\text{ej}}/M_{\odot})^2/E_{51}]_{\text{out}}$	2	1

3.3.2 線速度

続いて、スペクトルから線速度を測る。線速度とは放出大気の膨張速度のことであり、静止系で観測できるはずの波長からのズレで測ることができる。真に放射している波長を λ_r 、実際に観測した波長を λ_o 、光速を c 、膨張速度を v とすると

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_r} = \frac{\lambda_r - \lambda_o}{\lambda_r} = \frac{v}{c} \quad (3.15)$$

が成り立つ。

例えば He I $\lambda 5876$ の場合を考える。得られたスペクトルの赤方偏移を補正し (= 静止系に直し)、He I の吸収部分を二次関数やガウシアンでフィットしてピークを求める。その波長が $\lambda 5700$ だったとすると線速度は

$$\begin{aligned} v &= c \times \frac{5876 - 5700}{5876} \\ &= \sim 9000 \text{ km s}^{-1} \end{aligned}$$

と計算できる。超新星の線速度は極大付近で数千 ~ 1 万数千 km s^{-1} に及び、だんだんと減速していく。

線速度を He I $\lambda 5876$ 、Ca II IR $\lambda 8571$ 、Fe II $\lambda 5169$ で測り、他の超新星と比較したものを図 3.15 に示す。まぎらわしくなることを避けるため図に誤差を全ては示していない(ただし参考のため SN 2012au の最初と最後の点だけ示している)が、典型的には 500 km s^{-1} 程度である。SN 2012au の He I $\lambda 5876$ の極大付近の線速度は 15000 km s^{-1} で、Branch et al. 2002 で調べられた Ib 型超新星の平均的な値 ($\sim 11000 \text{ km s}^{-1}$) や、図に示した他の超新星よりも大きい。極大以降もその速度は他の超新星よりも大きい値を示したままで、極大後 50 日経過しても 10000 km s^{-1} 程度の速度を維持している。なお、He I $\lambda 5876$ の線速度は Na I D $\lambda \lambda 5890, 5896$ の影響を受けている可能性があるが、He I $\lambda 6678$ や He I $\lambda 7065$ でも He 速度を調べたところ 1000 km s^{-1} 以内で一致したので、Na の寄与は無視できると考える。

He I $\lambda 5876$ と共に Ca II IR $\lambda 8571$ の線速度も他の超新星よりも有意に大きそうであるが、一方、Fe II $\lambda 5169$ の線速度は他の超新星と同様の振舞いを示している。元素間での速度の違いは元素分布の違いに反映されるはずである。また、線速度が大きいことは爆発エネルギーが大きいことにつながる。

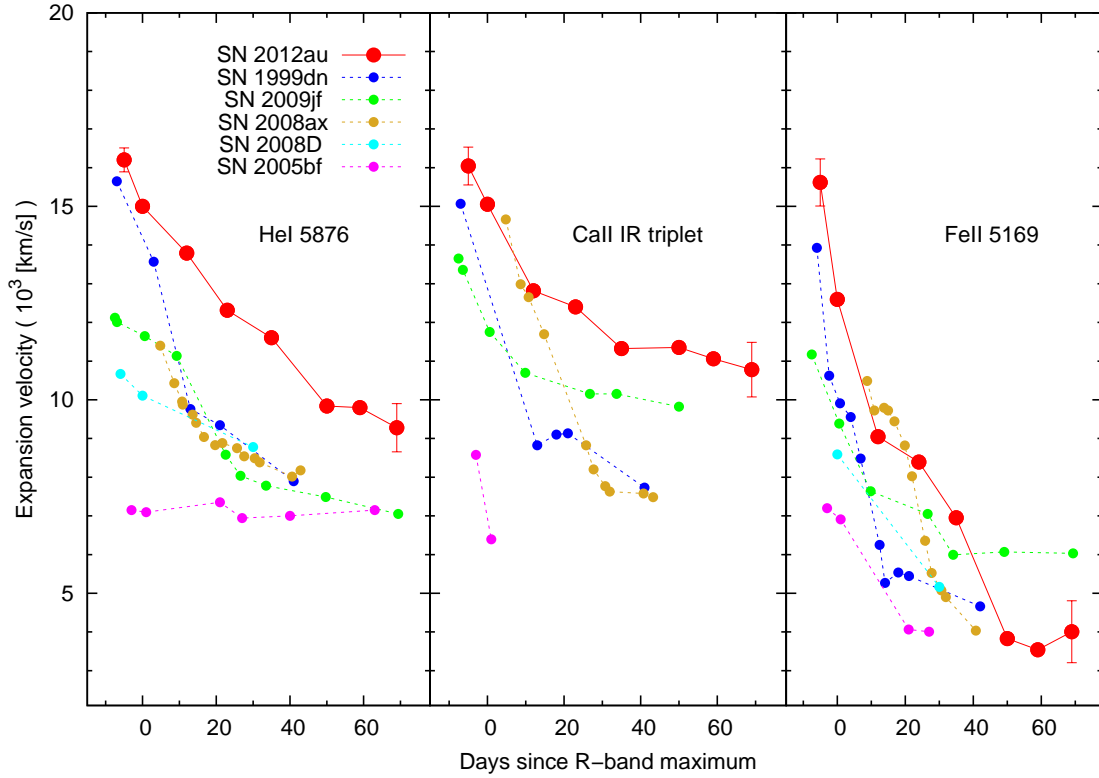


図 3.15: He I $\lambda 5876$ 、Ca II IR $\lambda 8571$ 、Fe II $\lambda 5169$ の線速度

3.3.3 爆発パラメータの導出

ここでは、求めた線速度からエジェクタ質量と爆発エネルギーを見積もる。

Arnett 1982 によると、エジェクタ質量 M_{ej} と爆発エネルギー E_k は

$$t_r \propto \kappa^{1/2} M_{ej}^{3/4} E_k^{-1/4} \quad (3.16)$$

$$v \propto E_k^{1/2} M_{ej}^{-1/2} \quad (3.17)$$

の関係を満たす。ここで κ は吸収係数で、温度や元素の種類で決まる。質量が大きいほど、エネルギーが小さいほど超新星物質が濃くなり、光がなかなか出てこない (t_r が大きい) こと、さらに、吸収係数が大きいほど光の吸収の効率がよく、同様に光が出にくくなり t_r が大きくなる。また、 v は典型的な膨張速度である。この速度には、極大での He 速度 $\sim 15000 \text{ km s}^{-1}$ を用いることとする。

この関係を、他の超新星で調べられたパラメータと比べて当てはめることで SN 2012au のパラメータを見積もる。比較対象としては同じ型の超新星が適切で、その中でもよく研究された SN 2008D を用いることにする。SN 2008D のパラメータは $t_r = 22\text{d}$ 、 $M_{ej} = 1.5 M_{\odot}$ 、 $E_k = 1.5 \times 10^{51} \text{ erg}$ (Tanaka et al. 2009) である。これを式と式に当てはめると、SN 2012au のパラメータ $M_{ej} = 5\text{--}7 M_{\odot}$ と $E_k = (7\text{--}18) \times 10^{51} \text{ erg}$ が得られる。

ここまでで求めてきた爆発パラメータを他の様々な超新星と比較する(表 3.6)。図 3.16 は極大での R バンド絶対等級 vs. 極大での He I 線速度である。この図の比較対象は Ib 型超新星 SN2011ei, 2009jf, 2008D, 2007Y, 2005bf, 1999ex, 1999dn, 1990I と Ib 型超新星の平均的な値(緑)である。SN 2012au(赤)は Ib 型の中ではとても明るいということと線速度がとても大きいということが、改めて明らかとなった。さらに、この図において相関係数をとってみると 0.52(ただし特異な SN 2005bf は除いて計算した)となり、弱めながら正の相関がありそうである。この関係はこれまでは指摘されていなかったと思われる。SN 2012au の点が変わったことで見え始めた相関と言っているかもしれない。

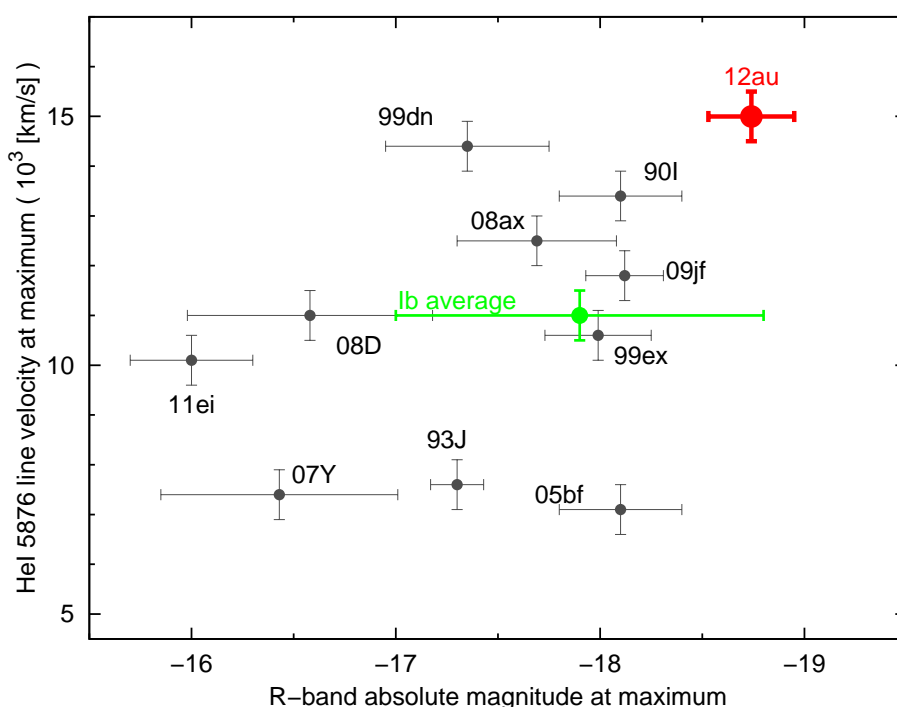


図 3.16: Ib/I Ib 型超新星における極大での R バンド絶対等級 vs. 極大での He I 線速度

また、図 3.17 は ^{56}Ni 生成量 vs. 爆発エネルギーである。比較対象は図 3.16 に加えて、Ic 型超新星 SN 2006aj, 2002ap, 1997ef, Ic 型超新星の平均的な値(緑)、極超新星 SN 2010bh, 2003dh, 1998bw、極超新星の平均的な値(青)である。この図においては相関がありそうなことは既に指摘されており、(GRB が付随していないという意味で)普通の超新星は $M(^{56}\text{Ni}) = 0-0.2 M_{\odot}$ 、 $E_k = (1-10) \times 10^{51}$ erg あたりに収まり、極超新星はそれよりも明るくかつエネルギーの大きな値を示すというのが定説である。さてこの図から SN 2012au(赤)の点は Ib/Ic 型の平均よりも、むしろ極超新星の平均に近いところに位置していることが分かる。これらの結果は、SN 2012au が極超新星に近い観測的な特徴を持っていることを示唆する。

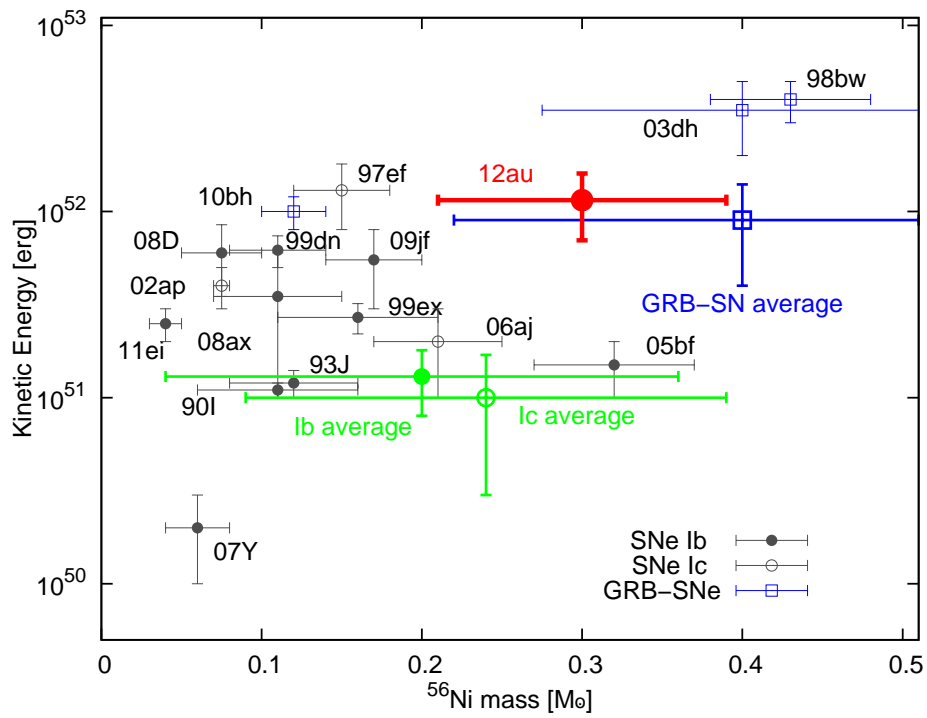


図 3.17: 外層を剥ぎとられた超新星 (Ib/Ic/IIb 型) における ^{56}Ni 生成量 vs. 爆発エネルギー

表 3.6: 様々な超新星の爆発パラメータ

SN	Type	$M_{R, \max}$ [mag]	$M(^{56}\text{Ni})$ [M_{\odot}]	v_{He} [km s^{-1}]	M_{ej} [M_{\odot}]	E_k [erg]
2012au	Ib This work (Takaki et al. 2013)	-18.7 ± 0.2	~ 0.30	15000 ± 300	5–7	$(7-18) \times 10^{51}$
2011ei	Ib Milisavljevic et al. 2013	~ -16.0	0.030 ± 0.010	~ 10100	~ 1.6	$\sim 2.5 \times 10^{51}$
2009jf	Ib a: Sahu et al. 2011, Others: Valenti et al. 2011	$-18.121 \pm 0.19^{\text{a}}$	$0.17 \pm 0.03^{\text{a}}$	~ 11800	4–9 ^a	$(3-8) \times 10^{51\text{a}}$
2008D	Ib a: Tanaka et al. 2009, Others: Soderberg et al. 2008, Modjaz et al. 2009	-16.58 ± 0.60	$0.07 \pm 0.005^{\text{a}}$	~ 11000	$5.3 \pm 1.0^{\text{a}}$	$(6.0 \pm 2.5) \times 10^{51\text{a}}$
2007Y	Ib Stritzinger et al. 2009	-16.43 ± 0.58	~ 0.06	7400 ± 300	~ 0.42	$\sim 10^{50}$
2005bf	Ib _{pec} a: Folatelli et al. 2006, b: Tominaga et al. 2005	$-18.1 \pm 0.3^{\text{a}}$	$\sim 0.32^{\text{b}}$	~ 7100	6–7 ^b	$(1.0-1.5) \times 10^{51\text{b}}$
1999ex	Ib Stritzinger et al. 2002	-17.99 ± 0.26	~ 0.16	10600 ± 200	Unknown	$\sim 2.73 \times 10^{51}$
1999dn	Ib Benetti et al. 2011	-17.35 ± 0.40	~ 0.11	~ 14400	4–6	$(5.0-7.5) \times 10^{51}$
1990I	Ib Elmhamdi et al. 2004	-17.35 ± 0.40	~ 0.11	~ 13400	4–6	$\sim 1.0 \times 10^{51}$
Ib _{ave}	Ib a: Drout et al. 2011, b: Branch et al. 2002	$-17.9 \pm 0.9^{\text{a}}$	$0.20 \pm 0.16^{\text{a}}$	$\sim 11000^{\text{b}}$	$2.0^{+1.1}_{-0.8}$ ^a	$1.2^{+0.7}_{-0.5} \times 10^{51\text{a}}$
Ic _{ave}	Ic Drout et al. 2011	-18.3 ± 0.6	0.24 ± 0.15	no	$1.7^{+1.4}_{-0.9}$	$1.0^{+0.9}_{-0.5} \times 10^{51}$
HN _{ave}	Ic Drout et al. 2011	-18.9 ± 0.4	0.40 ± 0.18	no	$3.6^{+2.0}_{-1.6}$	$9.0^{+5.0}_{-4.0} \times 10^{51}$

3.4 まとめ

SN 2012au の初期の測光観測と分光観測の結果から、

- (i) SN 2012au はとても明るく、極大での絶対等級 $M_{R, \max} = -18.7 \pm 0.2$ 等、総放射光度 $L_{\max} = (6.7 \pm 1.3) \times 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$ に到達した。
- (ii) He I や Ca II の線速度が観測期を通して大きな値を示していた。
- (iii) 光度曲線のモデルフィッティングの結果、SN 1998bw と似た、内部に非常に高い密度構造を持っている。
- (iv) 求めた爆発パラメータ ($M(^{56}\text{Ni}) = 0.30 M_{\odot}$ 、 $M_{\text{ej}} = 5-7 M_{\odot}$ 、 $E_k = (7-18) \times 10^{51} \text{ erg}$) は Ib/Ic 型超新星の平均よりも、極超新星の平均に近い値だった。

第4章 後期観測

後期観測については、この天体の先行研究が論文 (Milisavljevic et al. 2013b; 以降 M13 と略すことがある) として出ていることをまず述べておく。この論文では光度曲線のモデルフィッティングから $M(^{56}\text{Ni}) \sim 0.3 M_{\odot}$ 、 $M_{\text{ej}} = 3\text{--}5 M_{\odot}$ 、 $E_k \sim 1 \times 10^{52}$ erg が見積られている。本研究の初期観測からの結果と大きな相違はない。また、SN 2012au の後期スペクトルについても議論されており、通常の超新星と superluminous 超新星 (極大光度が -20 等よりも明るいもの) とをつなぐリンク天体であると結論されている。

4.1 観測結果

4.1.1 光度曲線

極大から ~ 300 日程度経過したこの時期には、超新星は極大時と比べて $4\sim 6$ 等程度暗くなっている。そのため、初期観測の解析に用いていた比較星をそのまま後期観測の解析に用いるのは適切ではない。そこでまず後期観測の解析に用いる比較星とその等級を改めて求めておく必要がある。後期観測では図 4.1 に示した星を比較星として用い、これら 2 つの星の等級を初期観測で用いていた比較星と相対測光することでこれらの等級を求めた。後期観測に用いる比較星の等級は表 4.1 の通りである。

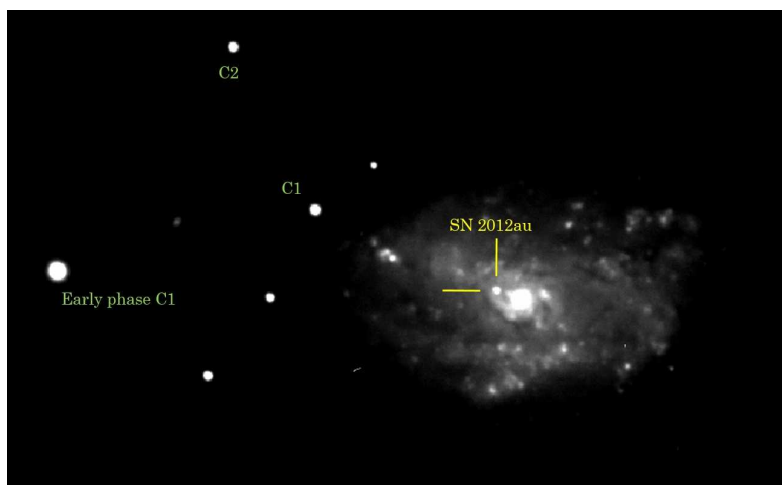


図 4.1: 後期観測で用いる比較星

表 4.1: 比較星の等級

	C1	C2
<i>B</i>	17.76 ± 0.03	18.10 ± 0.04
<i>V</i>	16.84 ± 0.03	17.19 ± 0.06
<i>R</i>	16.45 ± 0.04	16.79 ± 0.05
<i>I</i>	16.05 ± 0.03	16.35 ± 0.07

図 4.2 に後期観測で得られた光度曲線を示す。横軸+260 日あたりからが後期観測の結果でかなた望遠鏡+HOWPolによるもの、最後の1点(+352日)がすばる望遠鏡+FOCASによるものである。*R*バンドの光度曲線を見ると、+300日あたりまではだいたい一定の割合で暗くなっているが、その後は急激な減光を示していることに注目したい。他のバンドでもどうやら同時期に急激な減光を示しているようである。この振舞いは Milisavljevic et al. (2013b) でも報告されている (議論はされていない) ため、かなた望遠鏡+HOWPol とすばる望遠鏡+FOCAS の系統誤差によるものではない。ただし、このような振舞いを示す超新星の例はほとんどなく、現時点での解釈は容易ではない。color の進化が、初期観測の部分を延長したものと同程度であることが1つのヒントになるかもしれない。

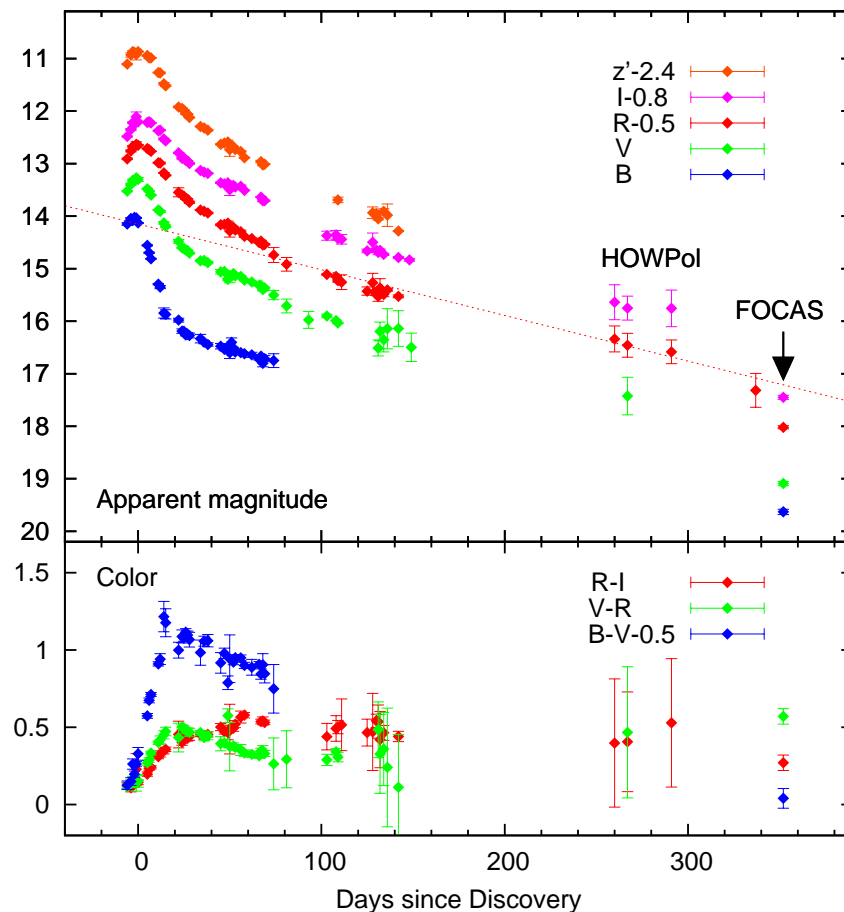


図 4.2: 後期光度曲線

4.1.2 スペクトル

図 4.3 にすばる望遠鏡+FOCAS で観測した+352 日のスペクトルを示す。後期のスペクトルは、初期に見られた外層が十分希薄になっているため吸収線は現れず、主にコア部分からの輝線が見られるのが一般的である。スペクトルには短波長側から、カルシウム (Ca II HK)、マグネシウム (Mg I) $\lambda 4571$ 、鉄 (Fe) の輝線群、ナトリウム (Na I D $\lambda 5890$)、酸素 ([O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$)、カルシウム ([Ca II] $\lambda\lambda 7291, 7324$)、酸素 (O I $\lambda 7774$)、カルシウム (Ca II NIR $\lambda 8571$)、酸素 (O I $\lambda 9260$) の輝線が見られた。

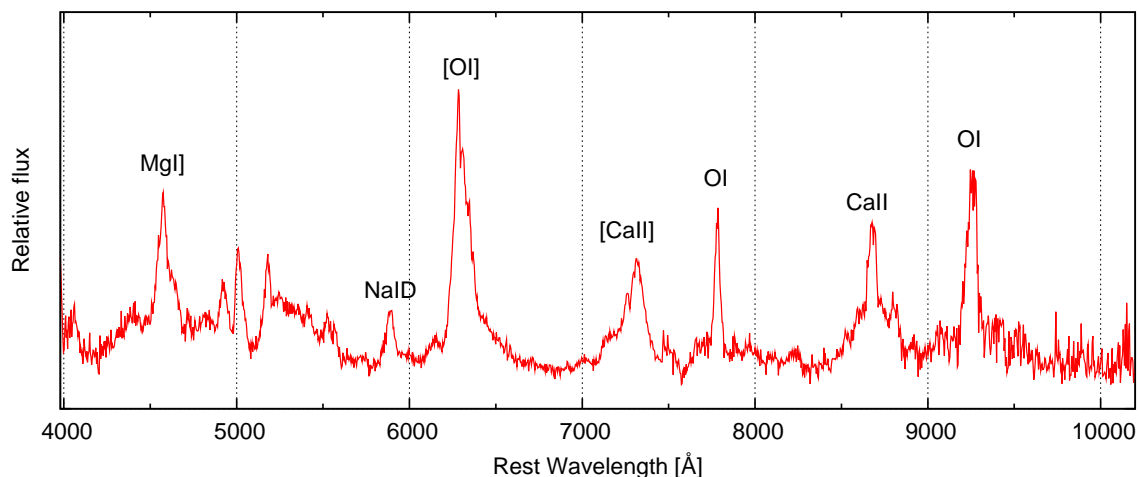


図 4.3: すばる望遠鏡+FOCAS で撮れたスペクトル

図 4.4 に SN Ib 2009jf、SN Ib/IIb 2008ax、SN Ib 2007Y、SN Ic 199bw (極超新星)、SN Ic 1997dq (極超新星) とのスペクトルの比較を示す。この図では、[O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ の強度をだいたい合わせて表示している。マグネシウム (Mg I) $\lambda 4571$ や酸素 ([O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$)、カルシウム ([Ca II] $\lambda\lambda 7291, 7324$) の輝線は共通で見られるが、SN 2012au では $\lambda 4000 \sim 5500$ の Fe plateau と呼ばれる、鉄の輝線群が他の超新星よりも強い。鉄の大部分は超新星の放射源である ^{56}Ni が崩壊して ^{56}Co に、さらに ^{56}Co が崩壊してできたものなので、鉄の輝線群が強いことは多くの ^{56}Ni が生成されたことと consistent である。これは初期観測の結果と一致している。

また、他の重力崩壊型超新星にも言えるが、酸素 ([O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$) の輝線が強い。これは酸素を主成分とした高密度領域が中心コアに存在することを示唆している。さらに SN 2012au のスペクトルには酸素 ([O I] $\lambda 5577$) の輝線らしきものが見られている。この輝線は禁制線ながらも比較的高密度の場合に見られるものである。これらも、初期観測の結果と一致している。

中性酸素の許容線である酸素 (O I $\lambda 7774$) と酸素 (O I $\lambda 9260$) の幅の狭い輝線は、他のほとんどの超新星で見られない輝線である。その例外的なものが極超新星 SN 1997dq だが、同じ極超新星でも SN 1998bw ではこれらの輝線は見られていない。Mazzali et al. (2010) によると、[O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ と O I $\lambda 7774$ の両方の輝線が出ることは、[O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ のみの場合よりも多くの酸素が存在することを示唆する。多くの酸素が存在することは、初期質量が重かったことを意味する。

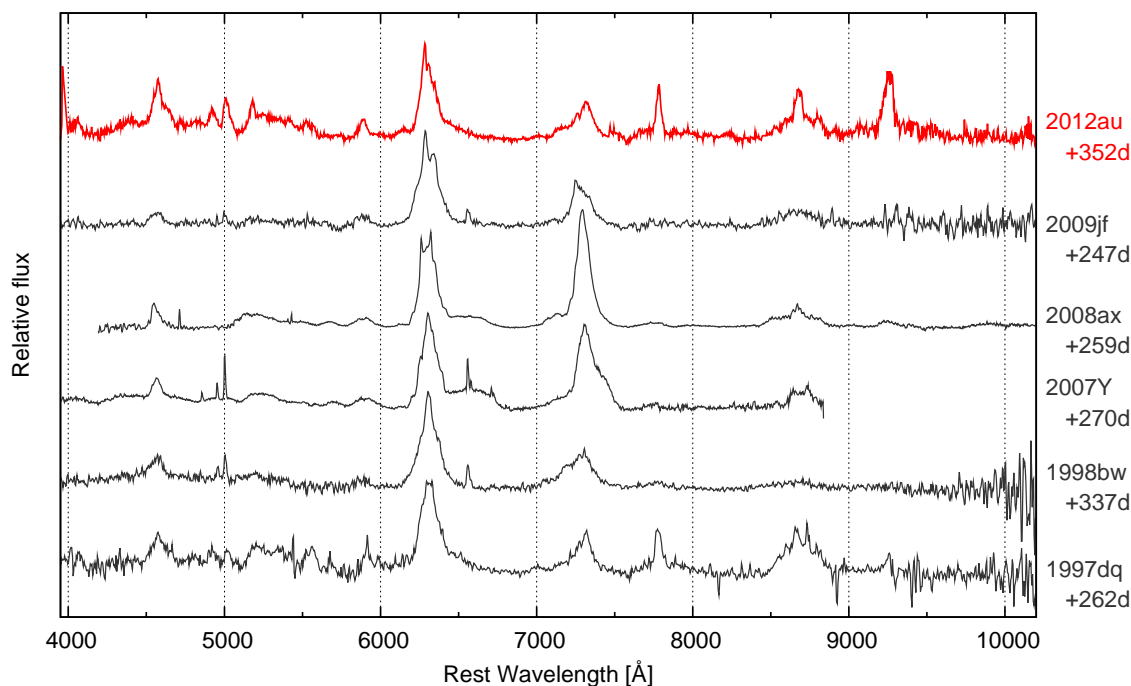


図 4.4: 後期スペクトルの比較

4.2 議論

後期観測の結果からは、初期観測と一致する点と、初期観測では知り得なかった新しい特徴が見られた。これらについてさらに詳しく見ていく。

4.2.1 総輻射光度

初期観測では、総輻射光度は「極大付近では *BVRI* バンドの放射エネルギーが全放射エネルギーの 60% を占めている」ことを仮定して求めた。しかし全放射に対する可視光帯域の放射の割合は常に変化しているはずなので、最適な方法とは言い難い。初期観測では不定性 $\sim 20\%$ を含ませることで済ませたが、後期観測においてはこの仮定ではさらに不定性が大きくなってしまっているので、別の導出方法を考えるべきである。

Stritzinger et al. (2009) では、SN 2007Y の各バンドの放射の割合の時間変化について少し触れられている。極大付近では紫外が～20%、可視が～70%、赤外が～5%を占めており、その後は紫外の放射は弱くなり、赤外の放射が強くなっていく。超新星の自由膨張に従って黒体放射の有効半径が小さく、表面温度も低くなるため自然な傾向である。初期観測で用いた仮定とも誤差の範囲で一致する。極大から300日程度経過した後期では、*RI* バンドが～40%、赤外が～15%を占めていると述べられている。そこで、「*RI* バンドの放射エネルギーが全放射エネルギーの40%を占めている」ことを仮定して後期の総輻射光度を導出することにする¹。ただしこの導出方法においても～20%程度の不定性を含むと思われる²。こうして得られた総輻射光度曲線が図4.5である。SN 2012au は暗くなっていく割合が極めて小さく、極大から100日程度でSN 1998bw よりも明るくなったようである。

また、図には光度曲線のモデルフィッティングの結果も表示している。‘for early phase’が初期観測で導いた best fit、‘for late phase’が+300d 付近の観測点も含めた best fit である。表 4.2 に載せたフィットパラメータの通り、内部密度 $\tau_{in} = 1000 \times \left[\frac{(M_{ej}/M_{\odot})^2}{E_{51}} \right]_{in}$ を 20 → 1000 にすることで観測点を再現された。ここで、1000 という数字には意味はなく、とにかく内部には非常に高密度な領域が存在する、ということが重要である。tail 部分の傾きに注目すれば、SN 1998bw よりも傾きが緩いというだけでなく、理論的な上限値 (full trap model) に近い傾きを持っていることが分かる。+300d 付近から始まった急減光中に撮られたすばるの観測点でフィットした場合でも、初期観測で導いた best fit よりも内部密度が高いという結果は変わらない。

以上から、初期観測での議論との矛盾はない。減光については§4.2.2.2 でもう少し触れる。

¹+352d のすばるの観測点で、初期観測で用いた方法で総輻射光度を導出してみたところ、この導出方法と15%の誤差で一致した。

²また、後期の測光には背景 H II 領域の寄与が大きくなるので注意が必要だが、スペクトルに細い H α λ 6563 の輝線が見られないことから、この影響は小さいと考えられる。

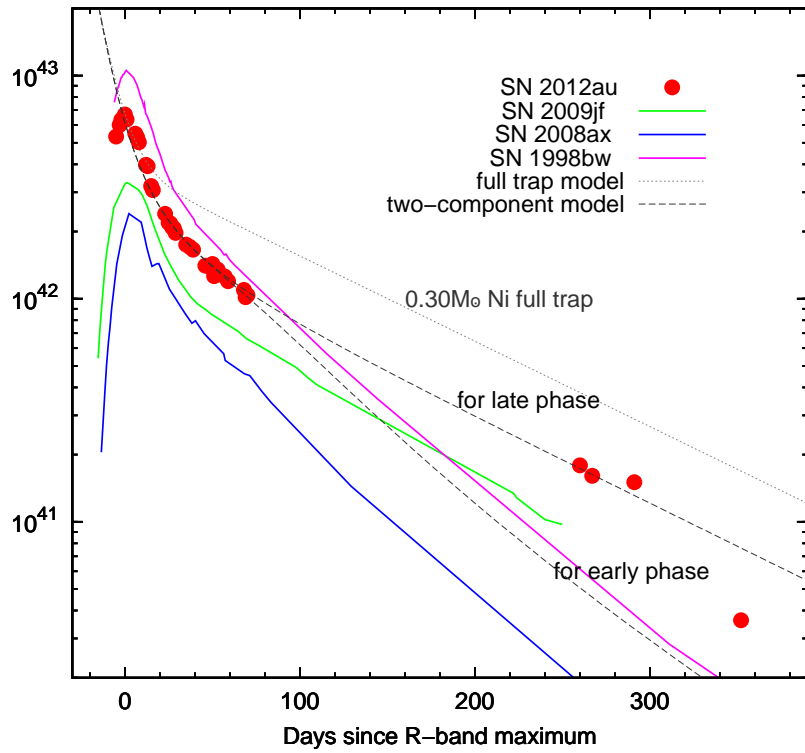


図 4.5: 後期の観測点も含めた総輻射光度とそのモデルフィッティング

表 4.2: 2成分モデルのフィットパラメータ

	for early phase	for late phase
$M_{\text{in}}(^{56}\text{Ni})$	0.14	0.14
$[(M_{\text{ej}}/M_{\odot})^2/E_{51}]_{\text{in}}$	20	1000
$M_{\text{out}}(^{56}\text{Ni})$	0.12	0.12
$[(M_{\text{ej}}/M_{\odot})^2/E_{51}]_{\text{out}}$	2	2

4.2.2 後期輝線スペクトルの診断

4.2.2.1 酸素の輝線プロファイル

まず [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ の輝線に注目し、この部分を拡大したものを図 4.6 に示す。この輝線は $\lambda 6280$ あたりに強いピークを持ち、 $\lambda 6305$ あたりにもピークらしきものを持つ。このような非対称なスペクトルは、図 4.4 から分かるように、他の超新星にも同様に見られるので珍しいことではない。

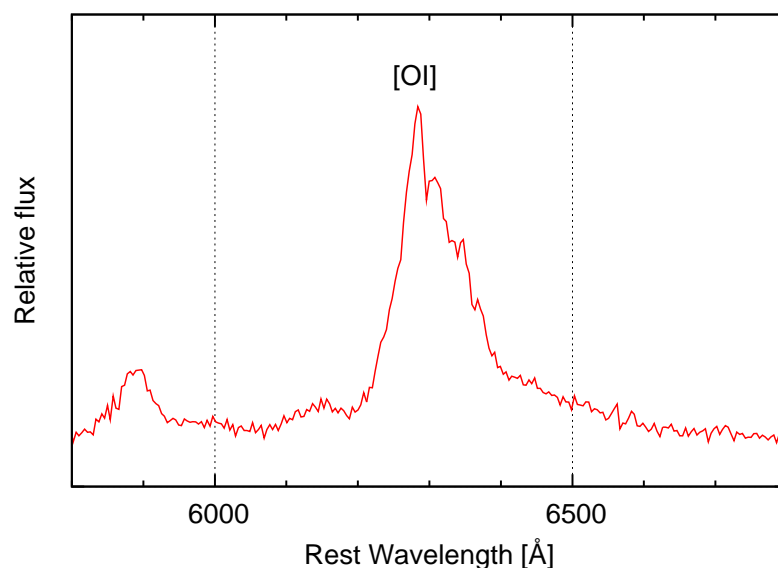


図 4.6: [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ 付近の拡大図

この非対称性を説明づけるモデルはいくつかある。

(i) 観測する方向によって輝線の対称性が変わる (Maeda et al. 2008)

爆発そのものが非対称であることを仮定する。図 4.7 は爆発時の星のイメージで、縦方向のジェット状の分布 (黄色) と、それを取り巻くようなトーラス状の分布 (オレンジ色) に分かれている。ジェット方向は強い衝撃波伝播により鉄などの重い元素が多く生成されるが、赤道方向は燃え残りの酸素が多く存在する。これを赤道方向から観測すると、酸素の blueshift 成分と redshift 成分の両方が存在するので double peak となる (SN 2003jd)。一方ジェット方向から観測すると、酸素は single peak しか見えない (SN 1998bw)。つまり double peak が観測されれば、非対称な爆発をしたことはこのような軸対称モデルでほぼ説明できる。

今回得られたスペクトルは、非対称なプロファイルではあるが、double peak であるとはやや言い難い。この場合、視線方向は赤道からやや離れた中緯度方向から見たときのモデル結果に近い (Maeda et al. 2008)。

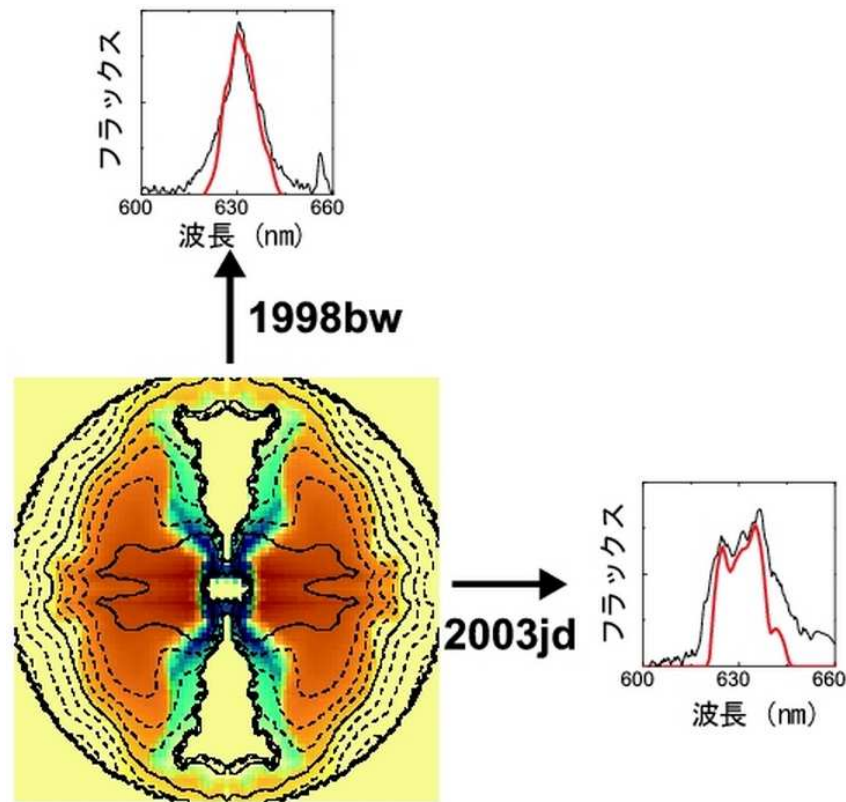


図 4.7: 視線方向によって酸素のプロファイルが変わるモデル。図のオレンジ色部分が酸素の分布を表す。

(ii) 酸素の doublet の性質による (Milisavljevic et al. 2010)

この酸素の輝線は '[O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ ' と記述するように、doublet である。量子力学的な詳細は Li & McCray (1992) で述べられているが、 $\lambda 6363$ に対する $\lambda 6300$ の線強度が、初期では 1 であったものがエジェクタが広がって光学的に薄くなるに従って 3 に近づく。実際に SN 1986J (Leibundgut et al. 1991) や SN 1987A (Li & McCray 1992) などでも観測された例がある。Taubenberger et al. (2009) では、外層を剥ぎとられた超新星のこの強度比は爆発から 100 日程度で既に 3 になっていると結論を出している。double peak が本当にこの理由によるものならば、 $\lambda 6364$ のピークが相対的に弱くなるはずである。

図 4.8 は得られたスペクトルを、青い側の成分 (Bluer)、赤い側の成分 (Redder)、幅の広い成分 (Broader) を足し合わせてフィットしたものである。フィットパラメータを表 4.3 に示す。Broader 成分の半値幅は $\sim 6380 \text{ km s}^{-1}$ で、他 2 成分の半値幅は $\sim 800 \text{ km s}^{-1}$ であった。酸素の $\lambda 6300$ と $\lambda 6363$ の強度比は 2.5 で、上述の傾向と一致する。

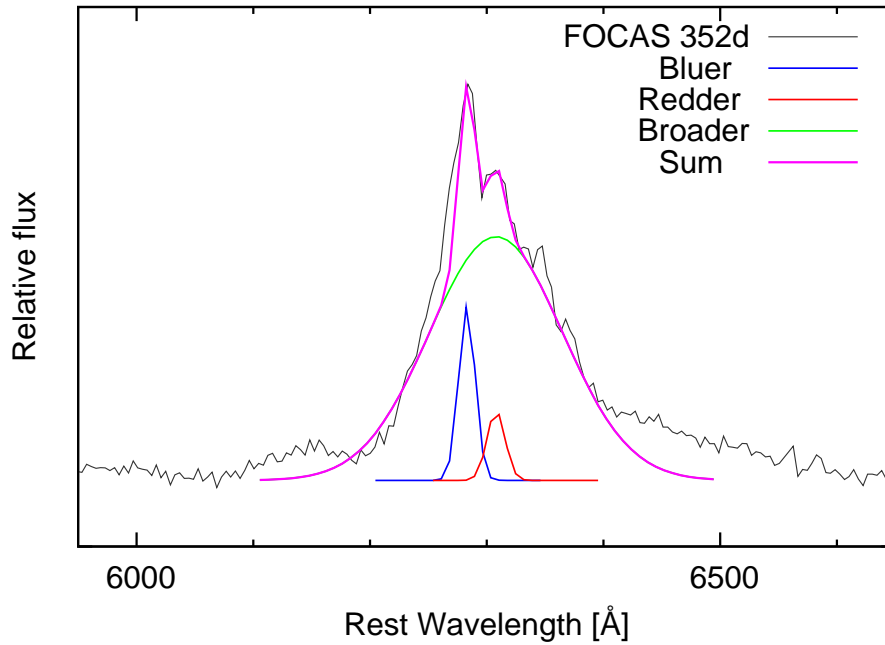


図 4.8: 酸素の輝線の3成分ガウシアンフィット

表 4.3: 酸素の輝線のフィットパラメータ。速度は $\lambda 6300$ に対して計算した。

	Peak Wavelength [Å]	Peak Flux [$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$]	FWHM [Å]	FWHM [km s^{-1}]
Bluer	6277	$1.0\text{e-}16$	17	810
Redder	6302	$0.4\text{e-}16$	18	860
Broader	6302	$1.4\text{e-}16$	134	6380

(iii) 水素の $\text{H}\alpha$ の吸収による (Maurer et al. 2010)

もし $\text{H}\alpha$ $\lambda 6563$ の集中した領域が 12000 km s^{-1} という速度を持っていた場合、その吸収線がちょうど $\lambda 6300$ に現れる。つまり、もともとは1つのピークであるものがあたかも2つのピークに見えているだけ、という風に考えることもできる。

図 4.9 は得られたスペクトルを、幅の広い $[\text{O I}]$ の成分、2つの $\text{H}\alpha$ 吸収成分を足しあわせてフィットしたものである。 12000 km s^{-1} 程度の $\text{H}\alpha$ 吸収成分が1つでは観測スペクトルをうまく再現できないが、2つ存在すれば観測スペクトルを再現できなくもない。ただしそのような状況を説明するのはやや不自然である。

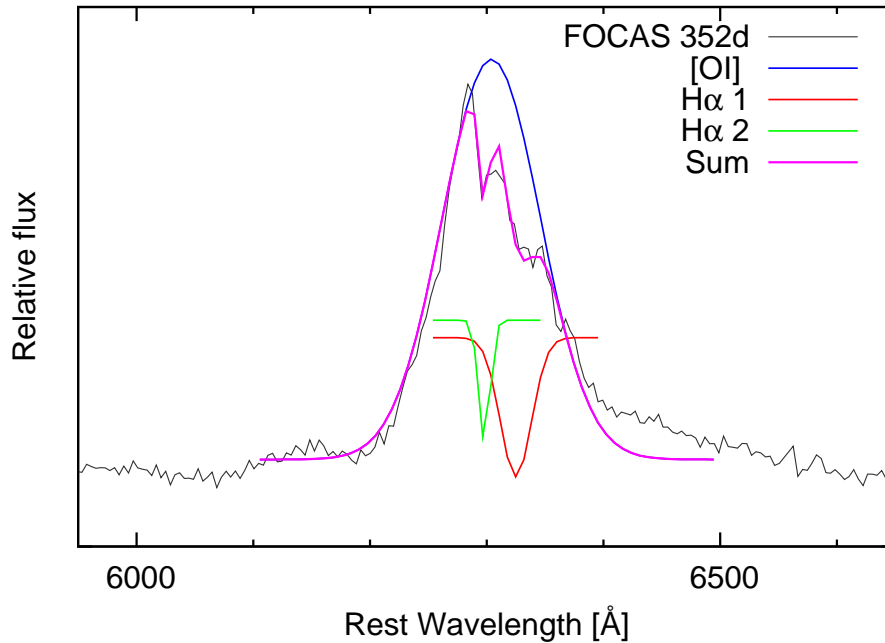


図 4.9: 酸素の輝線の水素吸収によるガウシアンフィット

以上から (i) と (ii) が有力ではないかと考えている。いずれにしても、“非球対称”がキーワードとなる。

4.2.2.2 減光付近でのスペクトルの変化

すばる望遠鏡+FOCASの観測は、図 4.2 から分かる通り減光が始まった後の観測である。Milisavljevic et al. (2013b) に載っているスペクトルは、この減光前のものもあるので、これらと比較することで減光によってどういった変化が見られたのかを引き出すことができる。

まず図 4.10 は、+321d と +352d のスペクトルの比較である。どちらも減光後のものであることもあってか、大きな変化は見られない。

続いて、図 4.11 は +274d、+321d、+352d の [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ 付近の拡大図である³。これを見ると、減光前はきれいな double peak だったものが、減光に伴って赤い側の成分だけが弱くなっていった様子が分かる。

³+274d のスペクトルは論文掲載の図をそのまま引用したので、縮尺は正確ではない。

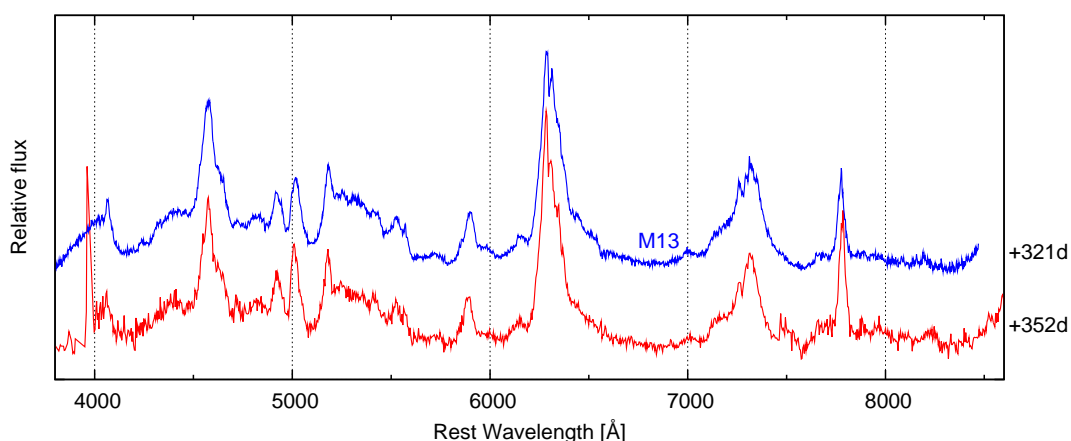


図 4.10: +321d と +352d のスペクトルの比較

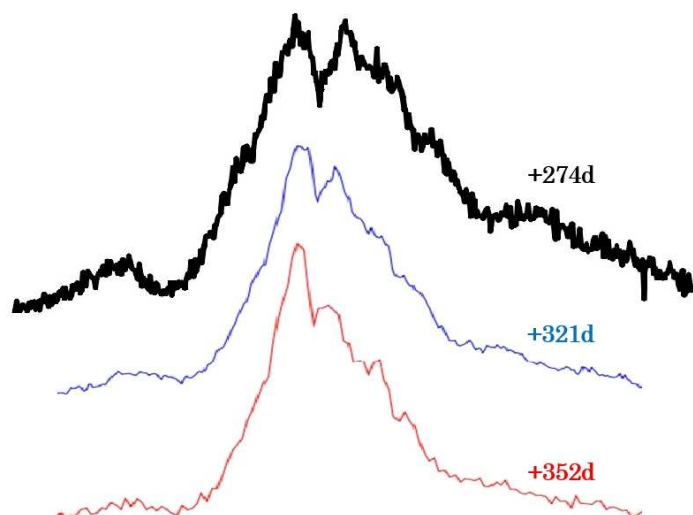


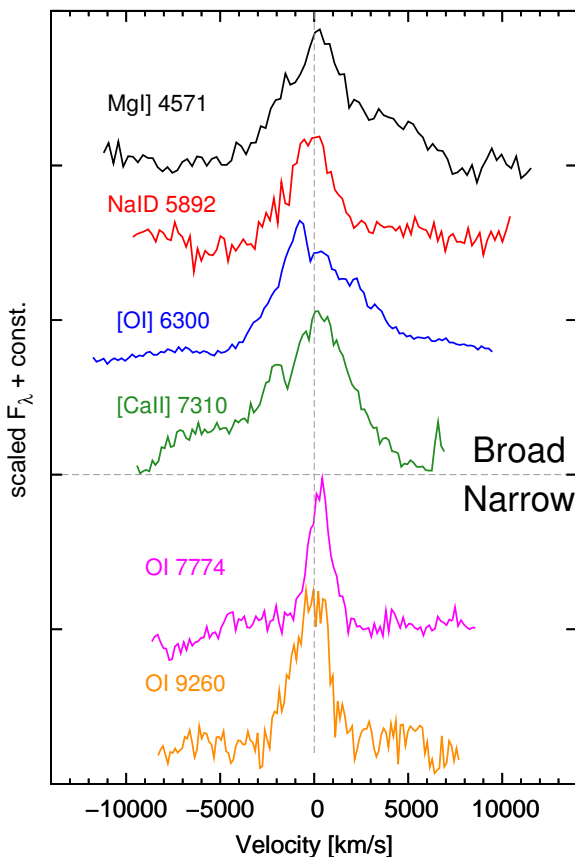
図 4.11: [O I] $\lambda\lambda 6300,6363$ 付近の減光前後での変化

極大から 300 日経過してから急減光を示す点、その減光に伴って酸素の輝線プロファイルが変化した点は特筆すべき特徴である。この振舞いを説明づける 1 つの可能性として、ダストの生成が考えられる。何らかの理由で放射領域の内側にダストが生成されていれば、視線方向の向こう側に移動する成分が手前側に移動する成分よりも多くダストに吸収されるため、赤い側の成分だけが弱くなったという酸素のプロファイルの変化を説明できる。ただ、もし本当にダストが原因であれば、color が赤くなる傾向が期待されるが、図 4.2 でははっきりしない。とは言え、この時期は連続光が弱く輝線が支配的になることから、color のみで判断することは難しいことにも留意が必要である。

4.2.2.3 輝線幅

図 4.12 に FOCAS で得られたスペクトルの各輝線の拡大図を示す。横軸は静止波長からの速度に変換しており、それぞれの輝線幅を表 4.2.2.3 に示した。Mg I] $\lambda 4571$ 、Na I D $\lambda \lambda 5890, 5896$ (with respect to 5892)、[O I] $\lambda \lambda 6300, 6363$ (with respect to $\lambda 6300$)、[Ca II] $\lambda \lambda 7291, 7324$ (with respect to 7310) は FWHM 4000 km s^{-1} 程度以上の幅の広い輝線を示している (Na I D は FWHM は 2000 km s^{-1} 台だが、さらに幅広い成分が乗っているようにも見えるのでこちらに分類した)。一方、O I $\lambda 7774$ と O I $\lambda 9260$ は FWHM 2000 km s^{-1} 程度の (比較的) 幅の狭い輝線を示している。

輝線の幅は元素の分布の指標となる。超新星は、爆発時の膨張速度は外側ほど速く内側ほど遅く、その後は自由膨張を続けているのでその大小関係は変わらないはずである。つまり、後期スペクトルの輝線幅の大小が、爆発時の星の中心からの距離の大小となる。酸素輝線に幅の広いものと狭いものの両方が存在することは、酸素が外側から内側まで広く分布していたことを示唆する。



	FWHM	
	[Å]	[km s ⁻¹]
Mg I] upper ($\lambda 4571$)	101	6630
Mg I] lower ($\lambda 4571$)	58	3806
Na I D ($\lambda 5892$)	48	2443
[O I] ($\lambda 6300$)	98	4670
[Ca II] ($\lambda 7310$)	125	5120
O I ($\lambda 7774$)	33	1270
O I ($\lambda 9260$)	65	2100

表 4.4: 各輝線の半値幅。Mg I] についてはバックグラウンド (連続光成分) の取り方で値がかなり変わるので、その上限値と下限値を示した。

図 4.12: 各輝線の幅の比較

4.2.2.4 親星質量の見積もり

後期観測の結果からも、親星の初期質量を見積もることができる。

(i) 酸素とカルシウムの輝線強度比

スペクトルに現れている [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ と [Ca II] $\lambda\lambda 7291, 7324$ の輝線強度比は、爆発時のコアの質量に大きく依存する。コアの質量への依存性が、酸素は大きいカルシウムは比較的小さいからである。強度比 $\frac{[\text{CaII}]}{[\text{OI}]}$ が大きな値を示すほどコア質量は小さく、強度比が小さな値を示すほどコア質量は大きいと考えられる。そして、コア質量は初期質量に反映される (Sahu et al. 2011 など)。

SN 2012au における輝線強度比 $\frac{[\text{CaII}]}{[\text{OI}]}$ は 0.39 であった。表 4.5 に示した通り、この数字は初期質量が重かったと考えられている SN 2009jf や SN 1998bw よりもさらに小さい値である。SN 2012au の初期質量は、この見積もり方だけでは不定性が大きいものの、大雑把には $\sim 30M_{\odot}$ 程度ではないかと考えられる。強度比は時間によって変化する可能性もあるが、図 4.13 のように他の超新星においては大きな変化は無いものが多いので、傾向としては正しいと思われる。

表 4.5: 様々な超新星の後期スペクトルの $\frac{[\text{CaII}]}{[\text{OI}]}$

Type	SN ID	Phase [d]	Line Ratio	$M_{\text{MS}} [M_{\odot}]$	Reference
Ib	SN 2012au	352	0.39		This work
Ib	SN 2009jf	251	0.49	$> 20 \sim 25$	Sahu et al. 2009
Ic	SN 1998bw	~ 300	0.5	$35 \sim 45$	Iwamoto et al. 1998
Ib	SN 1999dn	371	0.55	$> 23 \sim 25$	Benetti et al. 2011
I Ib	SN 1993J	236	0.6	$12 \sim 15$	Shigeyama et al. 1994
Ib/I Ib	SN 2008ax	352	0.9	$10 \sim 14$ (binary) ~ 28 (single)	Crockett et al. 2008
Ib	SN 2007Y	270	1.0	$10 \sim 13$	Stritzinger et al. 2009

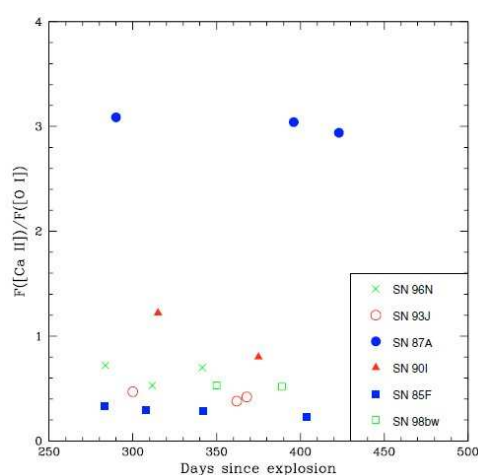


図 4.13: 他の超新星における $\frac{[\text{CaII}]}{[\text{OI}]}$ の時間変化

(ii) 酸素の質量

続いて、後期スペクトルに現れている酸素の輝線から、コアに含まれる酸素の質量を見積もることができる。Uomoto et al. (1986) によれば中性酸素の質量は

$$M(\text{O}) = 10^8 \times D^2 \times F([\text{OI}]) \times \exp(2.28/T_4) \quad (4.1)$$

で求めることができる。ここで $M(\text{O})$ は中性酸素の質量 [M_\odot]、 D は超新星までの距離 [Mpc]、 $F([\text{OI}])$ は [O I] $\lambda\lambda 6300, 6363$ の flux [$\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$]、 T_4 は酸素の放射領域の温度 [10^4K] である。輝線強度が強いほど、また放射領域の温度が低いほど⁴、酸素の質量は多くなることになる。

$F([\text{OI}])$ は iraf の splot で $\sim 3.2 \times 10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ と求めた。

T_4 は、flux の強度比 [O I 5577]/[O I 6300,6363] から推定できるが、SN 2012au のスペクトルには [O I] $\lambda 5577$ の輝線らしきものはすぐ隣の青い側の成分と混ざっているため完全に分離することは難しい。他の超新星の場合では、SN 1990I では+237d で 3200 ~ 3500K と見積もられており (Elmhamdi et al. 2004)、SN 1984L と SN 1985F では酸素質量の導出に $T_4 = 0.4$ が用いられている (Schlegel & Krishner 1989)。ここでは、3500K を仮定してみる。

式 4.1 に $D = 23.6 \text{ Mpc}$ 、 $F([\text{OI}]) = 3.2 \times 10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ 、 $T_4 = 0.35$ を代入すると、 $M(\text{O}) \sim 1.2M_\odot$ が得られる。酸素質量から見積もられる初期質量は Nomoto et al. (2006) で計算されており、表 4.6 の通り、酸素 $\sim 1.2M_\odot$ は初期質量 20 ~ 25 M_\odot が示唆される。

表 4.6: 様々な初期質量の星が起こす超新星後に生成される酸素とカルシウムの量。単位を記していないものは [M_\odot]。

M_{MS}	$M(\text{O})$	$M(\text{Ca})/100$	$M_{\text{MS}}, E_k [10^{51} \text{ erg s}^{-1}]$	$M(\text{O})$	$M(\text{Ca})/100$
15	0.16	0.40	20, 10	0.98	0.50
18	0.77	0.45	25, 10	2.18	0.57
20	1.05	0.37	30, 20	2.74	0.93
25	2.35	0.6	40, 30	7.05	1.4
30	3.22	1.6			
40	7.33	1.6			

Notes. $E_k = 1.0 \times 10^{51} \text{ erg s}^{-1}$ fixed.

⁴酸素は衝撃波伝播の際のいわゆる燃え残りなので、温度が高いとより重い元素へと合成されているはずである。よって、温度が低い方が酸素質量は多くなる。

4.3 まとめ

SN 2012au の後期の測光観測と分光観測の結果から、

- (i) 後期の総輻射光度のモデルフィットの結果とスペクトルの酸素の輝線が強いことは内部密度が高いことを意味する。スペクトルの鉄の輝線群が強いことは ^{56}Ni 生成量が多いことを意味する。これらは初期観測の結果と一致する。
- (ii) 光度曲線が極大から 300 日経過したあたりから急減光を示したこと、スペクトルに酸素の中性許容線の輝線も見られたことは、他の超新星には見られない特徴である。その原因の 1 つに、輝線放射領域中でのダスト生成が考えられる。
- (iii) 酸素の輝線の形状は、爆発の非球対称性を反映している。
- (iv) 急減光の前後で酸素の輝線プロファイルが変化した。
- (v) 酸素やカルシウムの輝線から見積もった親星の初期質量は $20 \sim 30 M_{\odot}$ 程度を示唆する。

第5章 結論

初期観測からは、SN 2012au は Ib 型としてはとても明るく、爆発エネルギーも大きいと推定することができた。これら爆発パラメータや、光度曲線のモデルから得られた密度構造などが極超新星と似ていることが分かった。後期観測からは、とても明るい点と高密度領域が存在する点のそれぞれを支持する結果が得られた。一方で、通常の重力崩壊型超新星には見られない特徴も数多く見られた。

初期観測で求めた $M_{ej} = 5-7 M_{\odot}$ からは、親星の初期質量を推定することができる。中心部には中性子星またはブラックホールが残っていると思われるが、仮に中性子星だとするとその質量は $1.4 M_{\odot}$ なので、爆発時のコアの質量は $6.4-8.4 M_{\odot}$ 程度となる。この数字は、恒星進化の観点から、親星の初期質量 $20 \sim 30 M_{\odot}$ 程度に対応する。そしてこれは後期観測から推定した初期質量とも一致する。そこで、本研究では親星の初期質量は $20 \sim 30 M_{\odot}$ であると結論づける。図 5.1 は、初期質量と ^{56}Ni 生成量、爆発エネルギーの相関を取ったものである。プロットした超新星は、通常の超新星 (黒)、暗い超新星 (緑)、極超新星 (橙) の 3 種類に分類することができる。その中で SN 2012au は通常の超新星と極超新星の中間に来ていることが分かる。

以上から、SN 2012au は、Ib 型であるとスペクトルから分類されたものの、Ic 型の一部である極超新星によく似た特徴を持つ天体であり、通常の超新星と極超新星をつなぐリンクとなり得る天体である。これまで Ib 型でそういった天体は見つかっておらず、超新星の分類学上でも非常に重要な発見となった。ただし後期観測で明らかとなった極大 300 日以降の減光の正体や、それに伴ったスペクトルの変化などは本研究だけでは詳しく調べることはできないので、さらなる観測が期待される。

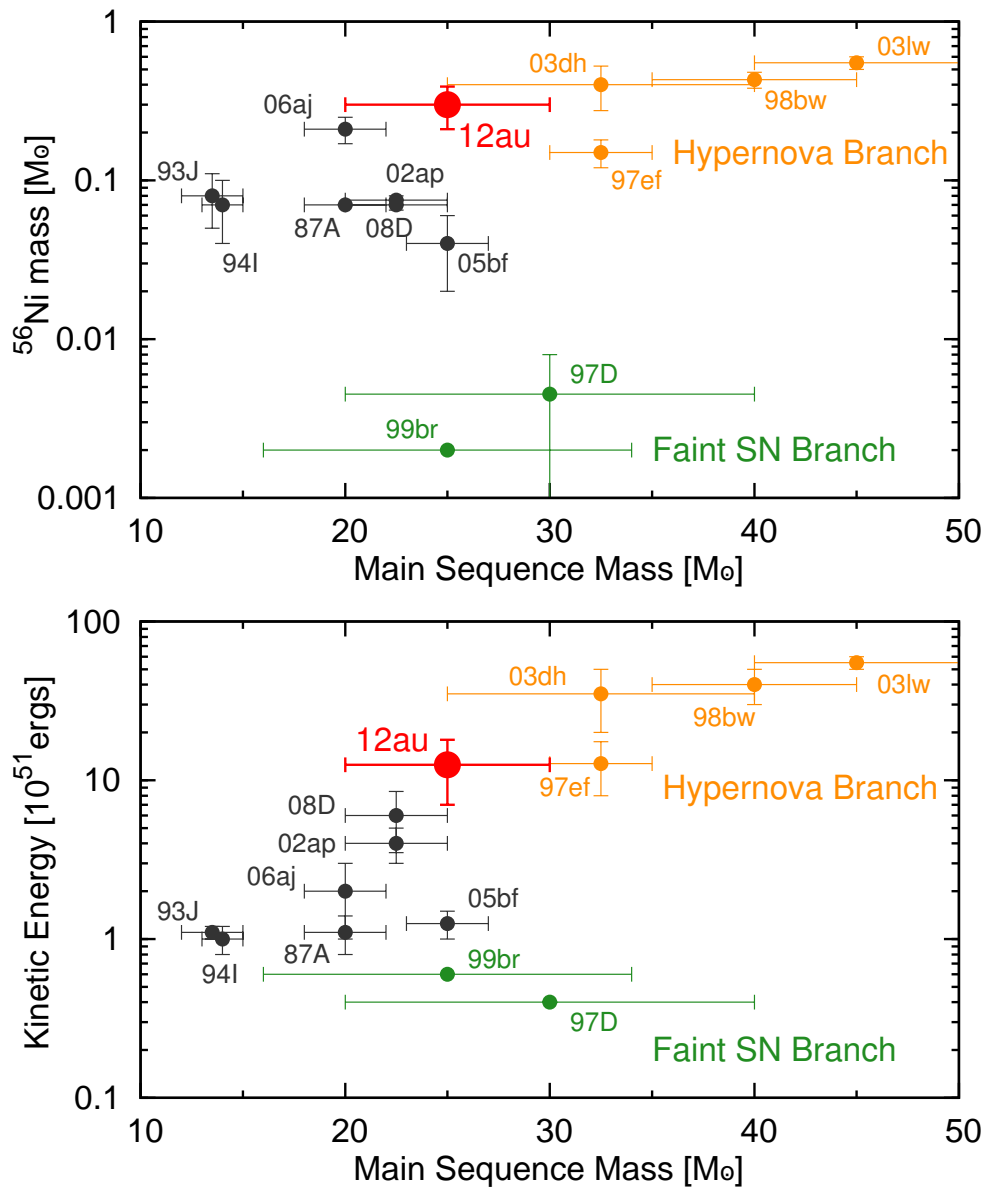


図 5.1: 様々な重力崩壊超新星の初期質量、 ^{56}Ni 生成量、爆発エネルギーの相関

謝辞

本研究では非常に多くの方々に助けいただきました。

まず指導教官である川端先生。卒論のときからお世話になっていますが、当時から僕は成長できたでしょうか。いつもお忙しい中、解析結果や文章添削など丁寧に対応していただきありがとうございました。そして広島大学から京都大学に異動された山中さん。川端先生には今さら聞けないような恥ずかしい質問をたくさんさせていただきました。京都にいながらも広島のデータの解析が早い点は見習うべきだと思いました。

研究室での生活は深沢先生にサポートしていただいていたいました。吉田先生には知識の豊富さや国レベルでのプロジェクトを動かすリーダーシップに驚かされました。秋田谷先生からは装置開発の大変さやラーメンにかける意気込みを学びました。植村先生がおっしゃるブレーザーや新星などの理論的な解釈はとても参考になりました。大杉先生は親を大切にすることを思い出させてくれました。田中さんの、普段はすごい人に見えないけど実はすごい、みたいなオーラを目指そうと思った時期が僕にもありました。ひろたかさんの食べ物を大切に食べる様は人としてあるべき姿だと思いました。大野さんの研究魂は隣の席からひしひしと伝わってきました。水野先生の常に気を配った言葉選びは大変勉強になりました。

同じ観測メンバーである森谷さん、伊藤さん、宇井さんからは観測や解析のノウハウを教えてくださいました。その無尽蔵な体力はどこからやって来るのか、いまだに不思議でなりません。

既に卒業された方々にもたくさんお世話になりました。上原さんにはD論中にも関わらずGRBのことを直接教えていただきました。ただ、解析や環境設定に手間どってしまいサイエンスがあまりお聞きできなかったのは残念です。佐藤さんには研究の息抜きと理由づけて将棋の相手をたくさんしていただきました。奥嶋さんとは直接お話する機会は少なかったですが、研究財産として残していただいた卒論修論は僕が超新星の勉強をし始めたときのよい手引きとなりました。

超新星の研究には学外の方まで巻き込んでしまいました。国立天文台の田中雅臣さん、京都大学の前田啓一さん、東京大学 IPMU の野本憲一さん。観測をしているだけでは知り得なかった理論の知識を僕にも分かるように説明していただきました。

皆さんからお力添えいただき、僕は M2 の 7 月に最初の学術論文を発表することができました。本研究の初期観測にあたる内容です。さらにどういうわけか 2013 年度の広島大学エクセレントストゥudentにも選ばれてしまいました。なんだかすごい人の業績みたいで、とても自分のこととは思えません。僕は来年度以降もこの研究室で、採用内定である学振 DC1 として研究を続けさせていただきます。また、暖かいご指導をお願いいたします。以上、言葉遣いや文章構成はめちゃくちゃですが謝辞とさせていただきます。

参考文献

- [1] 野本憲一 (2007) 『元素はいかにつくられたか -超新星爆発と宇宙の化学進化-』 岩波書店
- [2] 野本憲一 (2009) 『シリーズ現代の天文学 7 恒星』 日本評論社
- [3] 奥嶋貴子 2011 年度修士論文 『IIb 型超新星 SN 2010gi の可視測光分光観測に基づく研究』 (広島大学)
- [4] 奥嶋貴子 2009 年度卒業論文 『重力崩壊型超新星の爆発規模と母銀河の重元素量の関係について』 (広島大学)
- [5] 山中雅之 2011 年度博士論文 『Observational Study of Extremely Luminous Type Ia Supernova 2009dc』 (広島大学)
- [6] 胡田奈那 2012 年度卒業論文 『高速膨張成分を有する Ia 型超新星 SN 2012fr の観測的研究』 (広島大学)
- [7] 上原岳士 2008 年度修士論文 『かなた望遠鏡を用いた X 線フレアを伴うガンマ線バースト残光の時間変動スペクトルの研究』 (広島大学)
- [8] 上原岳士 2006 年度卒業論文 『ガンマ線バーストの多波長即時解析システムの構築と GRB061121 の観測』 (広島大学)
- [9] 高木勝俊 2011 年度卒業論文 『かなた望遠鏡用 1 露出型偏光撮像器 HOWPol の器械偏光に関する研究』 (広島大学)
- [10] 小松智之 2010 年度修士論文 『1 露出型偏光撮像器 HOWPol の観測システムの開発と偏光キャリブレーション』 (広島大学)
- [11] 田中祐行 2008 年度修士論文 『かなた望遠鏡用 1 露出型偏光撮像装置 HOWPol の開発と性能評価』 (広島大学)
- [12] 千代延真吾 2006 年度修士論文 『かなた望遠鏡用 1 露出型偏光撮像装置 HOWPol の筐体及び駆動機構の開発』 (広島大学)
- [13] 川端哲也 (2005) 『美星天文台 101cm 望遠鏡 IRAF による分光データ整約のすすめ』

- [14] Bright Supernova HP
<http://www.rochesterastronomy.org/snimages/>
- [15] The Astronomer's Telegram HP
<http://www.astronomerstelegam.org/>
- [16] SIMBAD HP
<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [17] NED (NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE) HP
<http://ned.ipac.caltech.edu/>
- [18] Weizmann Interactive Supernova data REPository HP
<http://www.weizmann.ac.il/astrophysics/wiserep/>
- [19] SUSPECT HP
<http://suspect.nhn.ou.edu/~suspect/>
- [20] 広島大学宇宙科学センター HP
<http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/>
- [21] HOWPol HP
<http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/howpol/>
- [22] FOCAS HP
<http://www.naoj.org/Observing/Instruments/FOCAS/>
- [23] Anupama et al. 2005, ApJ, 631L, 125, “The Peculiar Type Ib Supernova SN 2005bf: Explosion of a Massive He Star with a Thin Hydrogen Envelope?”
- [24] Arnett 1982, ApJ, 253, 785, “Type I supernovae. I - Analytic solutions for the early part of the light curve”
- [25] Barbon et al. 1995, A&AS, 110, 513, “SN 1993J in M 81: One year of observations at Asiago.”
- [26] Benetti et al. 2002, MNRAS, 336, 91, “The exceptionally bright Type Ib supernova 1991D”
- [27] Benetti et al. 2011, MNRAS, 411, 272, “The Type Ib SN 1999dn: one year of photometric and spectroscopic monitoring”
- [28] Benvenuto et al. 2013, ApJ, 762, 74, “A Binary Progenitor for the Type IIb Supernova 2011dh in M51”

- [29] Branch et al. 2002, ApJ, 566, 1005, “Direct Analysis of Spectra of Type Ib Supernovae”
- [30] Bufano et al. 2012, ApJ, 753, 67, “The Highly Energetic Expansion of SN 2010bh Associated with GRB 100316D”
- [31] Cao et al. 2013, ApJ, 775L, 7, “Discovery, Progenitor and Early Evolution of a Stripped Envelope Supernova iPTF13bvn”
- [32] Clocchiatti et al. 1997, ApJ, 491, 375, “On the Light Curves of Stripped-Envelope Supernovae”
- [33] Crockett et al. 2008, MNRAS, 391L, 5, “The type IIb SN 2008ax: the nature of the progenitor”
- [34] Crockett et al. 2011, MNRAS, 41, 2767, “On the nature of the progenitors of three Type II-P supernovae: 2004et, 2006my and 2006ov”
- [35] Della Valle et al. 2003, A&A, 406L, 33, “Evidence for supernova signatures in the spectrum of the late-time bump of the optical afterglow of GRB 021211”
- [36] Deng et al. 2000, ApJ, 540, 452, “Spectrum Analysis of the Type IB Supernova SN 1999DN: Probable Identifications of C II and H α ”
- [37] Drout et al. 2011, ApJ, 741, 97, “The First Systematic Study of Type Ibc Supernova Multi-band Light Curves”
- [38] Elias-Rosa et al. 2009, ApJ, 706, 1174, “On the Progenitor of the Type II-Plateau SN 2008cn in NGC 4603”
- [39] Elias-Rosa et al. 2011, ApJ, 742, 6, “The Massive Progenitor of the Possible Type II-Linear Supernova 2009hd in Messier 66”
- [40] Elmhamdi et al. 2004, A&A, 426, 963, “SN Ib 1990I: Clumping and dust in the ejecta?”
- [41] Filippenko 1997, ARA&A, 35, 309, “Optical Spectra of Supernovae”
- [42] Folatelli et al. 2006, ApJ 641, 1039, “SN 2005bf: A Possible Transition Event between Type Ib/c Supernovae and Gamma-Ray Bursts”
- [43] Fraser et al. 2010, ApJ, 714, 280, “On the Progenitor and Early Evolution of the Type II Supernova 2009kr”
- [44] Fraser et al. 2011, MNRAS, 417, 1417, “SN 2009md: another faint supernova from a low-mass progenitor”

- [45] Fraser et al. 2013, MNRAS, tempL, 212, “On the progenitor of the Type IIP SN 2013ej in M74”
- [46] Fukugita et al. 1995, PASP, 107, 945, “Galaxy Colors in Various Photometric Band Systems”
- [47] Gal-Yam et al. 2009, Nature, 458, 865, “A massive hypergiant star as the progenitor of the supernova SN 2005gl”
- [48] Hendry et al. 2006, MNRAS, 369, 1303, “SN 2004A: another Type II-P supernova with a red supergiant progenitor”
- [49] Howell et al. 2006, Nature, 443, 308, “The type Ia supernova SNLS-03D3bb from a super-Chandrasekhar-mass white dwarf star”
- [50] Howerton et al. 2012, CBET, 3052, 1, “Supernova 2012au in NGC 4790 = Psn J12545218-1014502”
- [51] Iwamoto et al. 2000, ApJ, 534, 660, “The Peculiar Type IC Supernova 1997EF: Another Hypernova”
- [52] Kawabata et al. 2008, SPIE, 7014, 151, “Wide-field one-shot optical polarimeter: HOWPol”
- [53] Kawabata et al. 2009, ApJ, 697, 747, “Extremely Luminous Supernova 2006gy at Late Phase: Detection of Optical Emission from Supernova”
- [54] Landolt et al. 1992, AJ, 104, 340, “UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator”
- [55] Langer et al. 1989, A&A, 224, 17, “Blue supergiant supernova progenitors”
- [56] Leibundgut et al. 1991, 372, 531, “Spectra of two very old supernovae - SN 1986J and SN 1980K”
- [57] Li et al. 2006, ApJ, 641, 1060, “Identification of the Red Supergiant Progenitor of Supernova 2005cs: Do the Progenitors of Type II-P Supernovae Have Low Mass?”
- [58] Li et al. 1992, ApJ, 387, 309, “The forbidden O I 6300, 6364 Å doublet of SN 1987A”
- [59] Li et al. 2011, MNRAS, 412, 1441, “Nearby supernova rates from the Lick Observatory Supernova Search - II. The observed luminosity functions and fractions of supernovae in a complete sample”
- [60] Maeda et al. 2003, ApJ, 593, 931, “A Two-Component Model for the Light Curves of Hypernovae”

- [61] Maeda et al. 2007, *ApJ*, 666, 1069, “The Unique Type Ib Supernova 2005bf at Nebular Phases: A Possible Birth Event of a Strongly Magnetized Neutron Star”
- [62] Maeda et al. 2008, *Science*, 319, 1220, “Asphericity in Supernova Explosions from Late-Time Spectroscopy”
- [63] Matheson et al. 2001, *AJ*, 121, 1648, “Optical Spectroscopy of Type IB/C Supernovae”
- [64] Mattila et al. 2008, *ApJ*, 688, 91, “VLT Detection of a Red Supergiant Progenitor of the Type II-P Supernova 2008bk”
- [65] Maund et al. 2004, *Nature*, 427, 129, “The massive binary companion star to the progenitor of supernova 1993J”
- [66] Maund et al. 2005, *MNRAS*, 360, 288, “Hubble Space Telescope imaging of the progenitor sites of six nearby core-collapse supernovae”
- [67] Maund et al. 2009, *Science*, 324, 486, “The Disappearance of the Progenitors of Supernovae 1993J and 2003gd”
- [68] Maurer et al. 2010, *MNRAS*, 409, 1441, “Hydrogen and helium in the late phase of supernovae of Type Iib”
- [69] Mazzali et al. 2000, *ApJ*, 545, 407, “A Spectroscopic Analysis of the Energetic Type Ic Hypernova SN 1997EF”
- [70] Mazzali et al. 2002, *ApJ*, 572L, 61, “The Type Ic Hypernova SN 2002ap”
- [71] Mazzali et al. 2003, *ApJ*, 599L, 95, “The Type Ic Hypernova SN 2003dh/GRB 030329”
- [72] Mazzali et al. 2006, *Nature*, 442, 1018, “A neutron-star-driven X-ray flash associated with supernova SN 2006aj”
- [73] Mazzali et al. 2008, *Science*, 321, 1185, “The Metamorphosis of Supernova SN 2008D/XRF 080109: A Link Between Supernovae and GRBs/Hypernovae”
- [74] Mazzali et al. 2010, *MNRAS*, 408, 87, “The Type Ic SN 2007gr: a census of the ejecta from late-time optical-infrared spectra”
- [75] Melandri et al. 2012, *A&A*, 547, 82, “The optical SN 2012bz associated with the long GRB 120422A”
- [76] Milisavljevic et al. 2010, *ApJ*, 709, 1343, “Doublets and Double Peaks: Late-Time [O I] $\lambda \lambda$ 6300, 6364 Line Profiles of Stripped-Envelope, Core-Collapse Supernovae”

- [77] Milisavljevic et al. 2013a, ApJ, 767, 71, “Multi-wavelength Observations of Supernova 2011ei: Time-dependent Classification of Type IIb and Ib Supernovae and Implications for Their Progenitors”
- [78] Milisavljevic et al. 2013b, APJ, 770L, 38, “SN 2012au: A Golden Link between Superluminous Supernovae and Their Lower-luminosity Counterparts”
- [79] Modjaz et al. 2009, ApJ, 702, 226, “From Shock Breakout to Peak and Beyond: Extensive Panchromatic Observations of the Type Ib Supernova 2008D Associated with Swift X-ray Transient 080109”
- [80] Moskvitin et al. 2010, AstBu, 65, 132, “Study of envelope velocity evolution of core-collapse type Ib-c supernovae from observations of XRF 080109 / SN 2008D and GRB 060218 / SN 2006aj with BTA”
- [81] Nakamura et al. 2001, ApJ, 550, 991, “Light Curve and Spectral Models for the Hypernova SN 1998BW Associated with GRB 980425”
- [82] Nomoto et al. 1988. PhR, 163, 13, “Presupernova evolution of massive stars.”
- [83] Nomoto et al. 1993, Nature, 364, 507, “A type IIb model for supernova “1993J”
- [84] Nomoto et al. 2006, MuPhA, 777, 424, “Nucleosynthesis yields of core-collapse supernovae and hypernovae, and galactic chemical evolution”
- [85] Nomoto et al. 2011, Ap&SS, 336, 129, “Gamma-Ray Bursts and magnetar-forming Supernovae”
- [86] Patat et al. 2001, ApJ, 555, 900, “The Metamorphosis of SN 1998bw”
- [87] Poznanski et al. 2012, MNRAS, 426, 1465, “An empirical relation between sodium absorption and dust extinction”
- [88] Prieto et al. 2012, ATel, 3863, 1, “Candidate Progenitor of the Type II SN 2012A in the Near-IR”
- [89] Richardson et al. 2006, AJ, 131, 2233, “Absolute Magnitude Distributions and Light Curves of Stripped-Envelope Supernovae”
- [90] Richmond et al. 1996, AJ, 112, 732, “UBVRI Photometry of SN 1993J in M81: Days 3 to 365”
- [91] Sahu et al. 2011, MNRAS, 413, 2583, “Optical studies of SN 2009jf: a Type Ib supernova with an extremely slow decline and aspherical signature”
- [92] Savage et al. 1979, ARA&A, 17, 73, “Observed properties of interstellar dust”

- [93] Schlegel et al. 1998, 500, 525, “Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds”
- [94] Schlegel et al. 1989, ApJ, 98, 577, “The type Ib supernova 1984L in NGC 991”
- [95] Shigeyama et al. 1994, ApJ, 420, 341, “Theoretical light curves of Type IIb supernova 1993J”
- [96] Silverman et al. 2012, CBET, 3052, 2, “Supernova 2012au in NGC 4790 = PSN J12545218-1014502.”
- [97] Smith et al. 2011, ApJ, 732, 63, “A Massive Progenitor of the Luminous Type II_n Supernova 2010jl”
- [98] Soderberg et al. 2008, Nature, 453, 469, “An extremely luminous X-ray outburst at the birth of a supernova”
- [99] Soderberg et al. 2012, ATel, 3968, 1, “Spectroscopic Classification of the SN in NGC 4790”
- [100] Stritzinger et al. 2002, AJ, 124, 2100, “Optical Photometry of the Type Ia Supernova 1999ee and the Type Ib/c Supernova 1999ex in IC 5179”
- [101] Stritzinger et al. 2006, A&A, 460, 793, “Consistent estimates of ^{56}Ni yields for type Ia supernovae”
- [102] Stritzinger et al. 2009, ApJ, 696, 713, “The He-Rich Core-Collapse Supernova 2007Y: Observations from X-Ray to Radio Wavelengths”
- [103] Sumiyoshi et al. 2005, ApJ, 629, 922, “Postbounce Evolution of Core-Collapse Supernovae: Long-Term Effects of the Equation of State”
- [104] Suwa et al. 2011, ApJ, 738, 165, “Impacts of Collective Neutrino Oscillations on Core-collapse Supernova Explosions”
- [105] Takaki et al. 2013, ApJ, 772L, 17, “A Luminous and Fast-expanding Type Ib Supernova SN 2012au”
- [106] Tanaka et al. 2009, ApJ, 692, 1131, “Type Ib Supernova 2008D Associated With the Luminous X-Ray Transient 080109: An Energetic Explosion of a Massive Helium Star”
- [107] Taubenberger et al. 2009, MNRAS, 397, 677, “Nebular emission-line profiles of Type Ib/c supernovae - probing the ejecta asphericity”

- [108] Taubenberger et al. 2011, MNRAS, 413, 2140, “The He-rich stripped-envelope core-collapse supernova 2008ax”
- [109] Theureau et al. 2007, A&A, 465, 71, “Kinematics of the Local Universe. XIII. 21-cm line measurements of 452 galaxies with the Nanay radiotelescope, JHK Tully-Fisher relation, and preliminary maps of the peculiar velocity field”
- [110] Tominaga et al. 2005, ApJ, 633L, 97, “The Unique Type Ib Supernova 2005bf: A WN Star Explosion Model for Peculiar Light Curves and Spectra”
- [111] Tomita et al. 2006, ApJ, 644, 400, “The Optical/Near-Infrared Light Curves of SN 2002ap for the First 1.5 Years after Discovery”
- [112] Tully et al. 1988, Science, 242, 310, “Book-Review - Nearby Galaxies Catalog”
- [113] Tsvetkov et al. 2009, PZ, 29, 2, “Photometric Observations and Modeling of Type IIb Supernova 2008ax”
- [114] Uomoto et al. 1986, ApJ, 310, 35, “What stars become peculiar type I supernovae?”
- [115] Valenti et al. 2008, MNRAS, 383, 1485, “The broad-lined Type Ic supernova 2003jd”
- [116] Valenti et al. 2011, MNRAS, 416, 3138, “SN 2009jf: a slow-evolving stripped-envelope core-collapse supernova”
- [117] Van Dyk et al. 2012, ApJ, 756, 131, “The Red Supergiant Progenitor of Supernova 2012aw (PTF12bvh) in Messier 95”
- [118] Van Dyk et al. 2014, AJ, 147, 37, “The Type IIb Supernova 2013df and its Cool Supergiant Progenitor”
- [119] Xu et al. 2013, ApJ, 776, 98, “Discovery of the Broad-lined Type Ic SN 2013cq Associated with the Very Energetic GRB 130427A”
- [120] Yoon et al. 2012, A&A, 544L, 11, “On the nature and detectability of Type Ib/c supernova progenitors”
- [121] Yoshii et al. 2003, ApJ, 592, 467, “The Optical/Near-Infrared Light Curves of SN 2002ap for the First 140 Days after Discovery”
- [122] Young et al. 1995, ApJ, 449, 51, “Light Curve Studies of SN 1993J and SN 1994I”
- [123] Zampieri et al. 2003, MNRAS, 338, 711, “Peculiar, low-luminosity Type II supernovae: low-energy explosions in massive progenitors?”