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

M102681　奥嶋貴子

主査:川端弘治　副査:両角卓也

2012 年 2 月 10 日

概 要

初期質量が太陽質量の 8-10 倍以上ある恒星が進化の最終段階に示す重力崩壊型超新星は、初期スペクトルで水素の吸収線が見られる II 型と、見られない Ib/c 型に大別される。さらに、これらの中間的存在として、IIL 型や IIb 型の存在も知られている。IIL 型および IIb 型は、通常の II 型に比べて水素外層が薄い状態で爆発した超新星と考えられており、特に IIL 型は、100 倍もの明るさの幅を持つなど多様性に富む特異な存在として知られる。しかし、これらの超新星の初期からの良質なデータが得られているサンプルは少なく、親星の進化に対する統計的な議論はまだ進んでいない。

SN 2010gi は、近傍銀河 IC 4660 で発見された II 型超新星であるが、初期より特異なスペクトルを示していた。我々は、広島大学 1.5m かなた望遠鏡、京都産業大学 1.3m 荒木望遠鏡およびハワイ観測所 8.2m すばる望遠鏡を用いて可視測光・分光観測を行った。この超新星は母銀河中心近くに位置し、背景光が明るいため、データ解析は慎重に行なった。

分光観測によって得られたスペクトルからは、超新星成分における元素分布や速度の様子、さらに母銀河成分の金属量などのパラメータを得ることが出来る。SN 2010gi では、初期の段階に、波長 $\sim$ 6000 Å 付近に Hα 起源と考えられる箱型の特異なプロファイルを持つ吸収線が見られた。さらにヘリウムにおいても大きく青方偏移した (v $\sim$8-10$\times10^3$km/s) 吸収線が見られ、爆発エネルギーに関しては典型的な重力崩壊型超新星と同程度であることがわかった。また、次第にヘリウムの吸収線が強くなる特徴から、IIb 型であると同定した。

また、多バンドでの測光観測をすることにより、ピーク光度から超新星の熱源である ^{56}Ni の生成量や、超新星の光球温度の変化、放出物質の総質量を推定することが可能である。SN 2010gi においては、極大光度が暗く、増光に比べ減光の速度が大きく、且つ、カラーが非常に赤いことがわかった。後述のスペクトル観測による星間吸収量の上限が 0.04 等と求められていることから、この超新星は本質的に暗く ($M_V \sim -15.8$) 等、赤い ($B-V > 0.8$ 等) ことになる。極大総輻射等級から求められる ^{56}Ni 生成量は $\sim$0.02 太陽質量と、他の重力崩壊型超新星と比べ数分の一という小さい値となった。

これらの事から、SN 2010gi は IIb 型の中でも厚めの水素外層を持ち、中心部での核融合反応があまり進まず、熱源が少なかったことで暗く赤い超新星となったのではないかと解釈できる。ただし、必ずしもスペクトルの進化は典型的な IIb 型とは言えず、さらに減光が直線的に長く続く傾向が見られたことは、IIb 型ではなく IIL 型の特徴に近い。我々は、SN 2010gi が IIb 型と IIL 型の特徴を併せ持つ、これまでに例が無い、遷移的な型の超新星ではないかと提案する。

目 次

第 1 章　序論 **6**
1.1　恒星 6
1.1.1　恒星進化における元素合成と質量放出 6
1.1.2　星形成の場：HII region 9
1.2　超新星 9
1.2.1　IIb 型超新星 11
1.2.2　IIL 型超新星 12
1.3　本研究の目的 12

第 2 章　観測とデータ解析 **14**
2.1　観測天体：SN 2010gi 14
2.1.1　発見者である坪井氏のデータ 14
2.2　観測機器 16
2.2.1　広島大学かなた望遠鏡 16
2.2.2　京都産業大学荒木望遠鏡 18
2.2.3　すばる望遠鏡 20
2.3　データ解析 22
2.3.1　測光 23
2.3.2　銀河テンプレート差し引き測光の効果 28
2.3.3　分光 34

第 3 章　結果 **43**
3.1　測光結果 43
3.1.1　光度曲線 43
3.1.2　色 44
3.1.3　輻射光度 45
3.2　分光結果 47
3.2.1　スペクトル 47
3.2.2　速度 48
3.2.3　母銀河の金属量 50

第 4 章　考察 **53**
4.1　型の決定 53
4.1.1　初期スペクトルからの同定 53
4.2　IIb 型超新星 SN 2010gi 53
4.2.1　光度曲線 56
4.2.2　IIb 型超新星 SN 2010gi のまとめ 63
4.3　IIL 型の性質を持つ SN 2010gi 63
4.3.1　光度曲線 63
4.3.2　IIL 型の特徴を持つ SN 2010gi のまとめ 66
4.4　SN 2010gi の位置づけ 67

第 5 章　まとめ **68**

付 録 A 測光結果 **74**

付 録 B 測光結果 **76**

付 録 C 測光結果 **78**

付 録 D 分光結果 **79**

図 目 次

1.1 p-p chain 7
1.2 CNO cycle 7
1.3 超新星のタイプ別光度曲線 10
1.4 超新星のタイプ別初期スペクトル [6] 11

2.1 KAI-2020M の量子効率 [15] 15
2.2 かなた望遠鏡 16
2.3 HOWPol 17
2.4 araki 18
2.5 subaru 20
2.6 FOCAS 21
2.7 2010 年 7 月 19 日の SN 2010gi 生画像 (B バンド) 24
2.8 2010 年 7 月 19 日の SN 2010gi バイアス処理済み画像 (B バンド) 24
2.9 フラットフレーム (B バンド) 25
2.10 2010 年 7 月 19 日の SN 2010gi 一次処理済み画像 (B バンド) 25
2.11 オブジェクトデータのカウント 26
2.12 アパーチャー測光概略図 27
2.13 差し引く画像の一次処理後の画像 (B バンド) 28
2.14 2010 年 7 月 19 日の画像 (B バンド) 29
2.15 2011 年 10 月 8 日の画像 (B バンド) 29
2.16 位置合わせ前の画像 30
2.17 位置合わせ後の画像 30
2.18 PSF 合わせ前の画像 31
2.19 PSF 合わせ後の画像 31
2.20 スケーリング前の画像 31
2.21 スケーリング後の画像 31
2.22 差し引かれる画像 (銀河＋超新星) 32
2.23 差し引くテンプレート画像 (銀河) 32
2.24 超新星のみの画像 32
2.25 X 方向分断 33
2.26 Y 方向分断 33
2.27 SN 2010gi の光度曲線 33

2.28 CCD 読み出し画像 [20] 34
2.29 超新星 SN 2010gi のオブジェクトフレーム 35
2.30 標準星 BD+28 のオブジェクトフレーム 35
2.31 コンパリソンフレーム (赤用) 36
2.32 コンパリソンフレーム (青用) 36
2.33 バイアス処理後の超新星 SN 2010gi のオブジェクトフレーム 37
2.34 フラットフレーム 37
2.35 フラット処理後の超新星 SN 2010gi のオブジェクトフレーム 37
2.36 おもなスカイのライン [20] 38
2.37 SN 2010gi の宇宙線除去前のオブジェクトデータ 38
2.38 SN 2010gi の宇宙線除去後のオブジェクトデータ 39
2.39 波長同定に用いる Th-Ar の輝線 [20] 40
2.40 FOCAS のもつ光学的歪曲パターン [20] 41
2.41 波長較正前の SN 2010gi のコンパリソンデータ 42
2.42 波長較正後の SN 2010gi のコンパリソンデータ 42

3.1 SN 2010gi の光度曲線 43
3.2 SN 2010gi の NaID 吸収線のようす 44
3.3 SN 2010gi の色変化 45
3.4 HOWPol Filter transmission curves 46
3.5 SN 2010gi の quasi-bolometric light curve 46
3.6 SN 2010gi のスペクトル 47
3.7 Ha 6563 のようす 49
3.8 He I 5876 のようす 49
3.9 SN 2010gi の H, He の速度 50
3.10 指標となる輝線 51

4.1 10gi と 93J の H, He の速度 54
4.2 93J スペクトルとの時系列比較 55
4.3 極大日付近での色々な重力崩壊型超新星の爆発 56
4.4 SN 2010gi と SN 1993J の光度曲線 57
4.5 SN 2010gi と様々な超新星の光度曲線 58
4.6 $B-V$ 59
4.7 $V-R$ 59
4.8 $V-I$ 59
4.9 SN 2010gi の quasi-bolometric light curve 60
4.10 極大日周辺でのライトカーブの様子 61
4.11 SN 2010gi と様々な超新星の光度曲線 64
4.12 $B-V$ 65

4.13 $V-R$ 65
4.14 $V-I$ 65
4.15 $B-V$ 66
4.16 $V-R$ 66
4.17 $V-I$ 66

D.1 SN 2010gi のスペクトル 79

第1章　序論

1.1　恒星

多くの先人たちによって物理的な知識の基盤が構築され、技術革新のなされた今日、多くの天体現象について理論的説明がなされ、観測的にも一致する結果が得られてきている。星の進化論についても同様で、研究が進んで理論が確立されている部分も多い。

1.1.1　恒星進化における元素合成と質量放出

恒星へと成長していくその種となるものは、宇宙空間に存在する星間分子雲である。星間分子雲のコアは、局所的に密度が大きくなると重力収縮を始める。小さくなるにつれて重力エネルギーは熱に変わり、温度が上昇していく。この重力収縮の段階の星は「前主系列星」と呼ばれる。

星の中心部における温度が 10^7 [K] を越えると、p-p chain と呼ばれる反応が起こる。これにより、水素の原子核である陽子が陽子と結合して重水素になり、質量数 3 のヘリウム (^{3}He) を経て、最終的にヘリウム (^{4}He) ができあがる。この反応は 1.5 $M_\odot$ 以下の軽い星での主系列段階での元素組成において重要な役割を果たす。ただし、質量が $0.08M_\odot$(太陽質量[1]) に満たない小さな星は、前主系列の段階で重力収縮しても、質量が小さすぎて、中心温度が水素が燃え出す 10^7K にまで到達しない [1]。ただ冷えていくだけのこの星は「褐色矮星」と呼ばれる。

また、温度が 3×10^7 [K] を越えると、CNO cycle と呼ばれる反応が起こり、水素・ヘリウム以外の、重元素 (金属) と呼ばれる元素が作られ始める。CNO cycle は先ほどの p-p chain に比べて複雑な反応であるが、要するに、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反応である。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燃焼し、エネルギーが多く供給される。この反応は 1.5 $M_\odot$ 以上の重い星での元素組成において支配的である [2]。

[1]太陽質量は、天文学で用いられる質量の単位である。恒星の質量を表す際は、太陽の質量 $\sim 1.9884\times10^{30}$ kg を 1 $M_\odot$ として表すことが多い。$\odot$ は歴史的に太陽を表すために用いられてきた記号である。

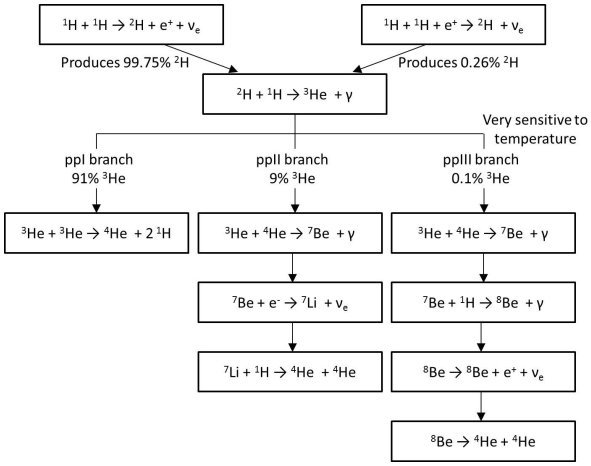

図 1.1: p-p chain

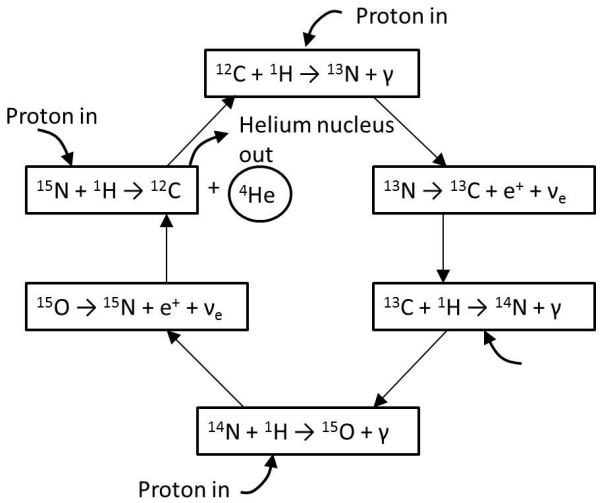

図 1.2: CNO cycle

水素の核融合反応によって星の放射する光度をまかなうことができるようになった星のことを「主系列星」といい、質量が大きいほどそれにほぼ比例して半径が大きくなる。この主系列星の段階では収縮は止まり、安定した水素の核融合が行なわれていく。

核融合は温度の高い中心部の方ほど活発に起こっていることから、燃料である水素は中心部の方からしだいにヘリウムへと変わっていく。ついには、完全に水素が燃え尽きてヘリウムのコアだけが中心部に残され、主系列星時代は終わる。水素燃料が少なくなると輻射圧が減少し、収縮して温度上昇が再開する。10^8 [K] を越えると、今度は水素の次に重いヘリウムが燃焼を始める。

この後、恒星は、自身のもつ質量によって、それぞれ異なる最期を迎えることが知られている。質量が 0.5 $M_\odot$ 以下の場合はヘリウム核が燃えるまで至らず褐色矮星となるが、0.5 ～ 8 $M_\odot$ の場合はヘリウムが燃えて、炭素と酸素のコアが形成され、最期は白色矮星となっていく。質量が 8 ～

10 $M_\odot$ の狭い範囲の星は、白色矮星を作る小中質量星と、重力崩壊する大質量星の両者の性質を併せ持つ。星の最期についても二つに分かれ、炭素が燃焼して酸素とネオン、マグネシウムのコアによる白色矮星が残る場合と、さらに高密度化して電子が捕獲され重力崩壊を起こす場合があると考えられているが、曖昧な点も多い。質量が 10 $M_\odot$ 以上の場合は更に反応が進み、重力収縮、ニュートリノ放射、原子核燃焼の競合により急速に高温高密度の鉄のコアが形成される。その後は鉄の光分解による圧力減少で、一気に「爆縮」と呼ばれる激しい重力崩壊をする。その終末の現象として超新星爆発が起こり、中心部に中性子星やブラックホールといったコンパクト星が残される [1]。

燃焼段階	おもな反応	おもな生成物	温度 [10^8K]
H	p-p chain	^{4}He	0.15-0.2
	CNO cycle	^{14}N	
He	$3^4\mathrm{He}\rightarrow {}^{12}\mathrm{C}$	^{12}C	1.5
	$^{12}\mathrm{C}+{}^4\mathrm{He}\rightarrow {}^{16}\mathrm{O}+\gamma$	^{16}O	
C	$^{12}\mathrm{C}+{}^{12}\mathrm{C}\rightarrow {}^{23}\mathrm{Na}+\mathrm{p}$	Ne, Na	7
	$\rightarrow {}^{20}\mathrm{Ne}+\alpha$	Mg, Al	
Ne	$^{20}\mathrm{Ne}+\gamma\rightarrow {}^{16}\mathrm{O}+\alpha$	O	15
	$^{20}\mathrm{Ne}+\alpha\rightarrow {}^{24}\mathrm{Mg}+\gamma$	Mg	
O	$^{16}\mathrm{O}+{}^{16}\mathrm{O}\rightarrow {}^{28}\mathrm{Si}+\alpha$	Si, P, S,	30
	$\rightarrow {}^{31}\mathrm{P}+\mathrm{p}$	Cl, Ar, Ca	
Si	$^{28}\mathrm{Si}+\gamma\rightarrow {}^{24}\mathrm{Mg}+\alpha$	Cr, Mn,	40
	$^{24}\mathrm{Mg}+\gamma\rightarrow {}^{23}\mathrm{Na}+\mathrm{p}$	Fe, Co,	
	$\rightarrow {}^{20}\mathrm{Ne}+\alpha$	Ni, Cu	

表 1.1: 星の内部で進行する熱核反応 [1]

金属が生成される段階の星は、各燃焼により大量に放出されるエネルギーに伴う輻射圧によって外層が大きく膨らんでいく。大きく膨らんだ外層の表面からは、徐々に質量放出が行なわれる。星によっては 1 年間に 10^{-4} $M_\odot$ 以上を放出するものもある。大質量星の場合は質量放出フェーズの後に続く超新星爆発で一生を終えるが、小質量星は質量放出フェーズで一生を終える。

恒星の最期に関わるこの質量放出現象であるが、実はそのメカニズムについてはあまり理解されていない。解決の鍵とされるひとつの重要な現象は、星の大気表面が低温であるため、ケイ素やマグネシウム、鉄などを成分とした固体微粒子のダストが形成されることである。このダストが、光の輻射圧を強く受けて星から吹き飛ばされる際、まわりのガスも引きずっていくため質量放出が起こると考えられている [3]。しかし、ウォルフ・ライエ星 (Wolf-Rayet Star:WR 星) など、外層が高温で且つ質量放出率の大きい星の星風加速メカニズムについては線吸収による効果のみでは説明できないなど、依然不明な点が多い。

このように、星の内部での合成された元素たちは、質量放出や超新星爆発によってばらまかれ、銀河系の中に蓄積されていく。銀河の金属量を調べることにより、その銀河がどのような進化を

遂げてきたかの手がかりが得られる。

1.1.2 星形成の場：HII region

銀河の中で星の形成が行われているのは、低温度の高密度ガスが集まった分子雲と呼ばれる領域である。分子雲は多くの場合、高温度 ($\sim 10^4$ [K]) 星のまわりに電離水素領域 (HII[2] region) が付随する。HII region では、この中で生まれた O 型星や B 型星などの若く高温な青い星から放射された紫外線が、領域の約 90% を占める水素を電離して光っている [4]。可視域で水素バルマー系列の λ6563 の Hα 輝線が強く現れ、水素の一階電離という意味で HII region と呼ばれている。その大きさは、直径 1 光年未満のものから数百光年に亘るものまでさまざまである。HII region は、渦巻銀河の渦状腕や不規則銀河の中に存在する[3]が、楕円銀河の中では見ることができない [5]。

HII region は星形成の現場であり、ハッブル宇宙望遠鏡は、代表的な HII region であるオリオン大星雲の中に数百個の原始惑星系円盤を発見した。一方、HII region には星が誕生する場所だけでなく惑星状星雲や超新星残骸も含まれる。ただし、HII region でも明るいものはほとんどが星形成領域であると言われている。HII region の電離に寄与している高温の明るい星は、太陽の何倍も重く、寿命が数百万年に過ぎない短命の星である。プレアデス星団は、星団が自分たちの生まれた HII region を輻射圧によって吹き払った後の状態であるとして知られている。

1.2 超新星

超新星 (Supernova - SN) は、数ある変光星の中でも、はるかに激しい光度変化を持つ。数 ~ 十数日の間に光度は太陽の 1 億 ~ 100 億倍にも増光し、数カ月 ~ 数年かけて減光していく。極大光度時の絶対等級は約 -15 ~ -20 等級にもなり、中には、100 億個の星から成る銀河に匹敵するくらいの明るさで輝くものもある。

このように、現代天文学においては重い星が最期に起こす爆発現象であると広く知られているが、今まで何もなかった夜空に急に明るい星が現れたように見えるため、歴史的に超「新」星と呼ばれている。現在は世界の研究機関やアマチュア天文家による超新星サーベイが盛んに行われており、暗い銀河、すなわち低金属量という特異な環境での発見も多くなってきている。発見が爆発日に近ければ近いほどより詳しい調査が可能になり、特に極大前からのデータは貴重なサンプルとして扱われることが多い。

[2] ローマ数字の II は一階電離を表し、HII で一階電離した水素の原子を表す。

[3] 不規則銀河の中では、HII region の分布は銀河により異なる。中には、ある部分では多数の HII region を含むが、他の部分では HII region が存在しないというように、対称構造を全くとらないようなものも見られる。これらは、しばしば「銀河系外 HII region」や「青いコンパクトな矮小銀河」と呼ばれる [5]。

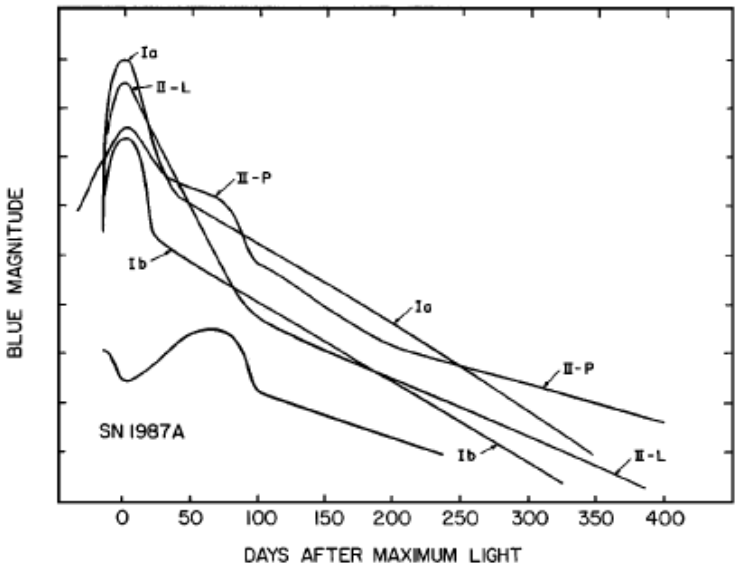

図 1.3: 超新星のタイプ別光度曲線 [6]
超新星のタイプについては後述する。

歴史的に、超新星はその初期のスペクトルの観測的特徴から、で水素の吸収線が見られない I 型と、水素の吸収線が見られる II 型とに分けられてきた。I 型超新星はさらに細かく分類され、ヘリウムがなく、ケイ素の吸収が強いものを Ia 型超新星、ヘリウムの吸収が強いものを Ib 型超新星、ヘリウムもケイ素も弱いものを Ic 型超新星という。

このなかで、Ia 型超新星は他の型と違って、楕円銀河にも発見される。大質量星は寿命が短く、星形成が起こっていない領域には残っていないと考えられるため、Ia 型超新星は白色矮星の核爆発ということが明らかになっている。さらに、Ia 型超新星の爆発機構については研究が進んでおり、明るさがほぼ一定なことから宇宙の標準光源として距離の測定などに用いられている。

Ib/c 型および II 型は、楕円銀河では見つかっておらず[4]、大質量星が起こす爆発によるものである。Ia 型以外はすべて大質量星の爆発であり、これらを総称して重力崩壊型超新星とよぶ。

II 型超新星では、重力崩壊直前でも星の最も外側に水素の層があり、これが II 型超新星のスペクトルに見られる吸収線を作っている。また、Ib/c 型については、大質量星が爆発前に何らかの機構で水素層 (Ib 型)、または水素層とその内側のヘリウム層 (Ic 型) を失い爆発したものだと考えられている [1]。また、I 型超新星の方が極大光度が 2 等ほど明るいが、ガスの放出量や解放されるエネルギーは II 型超新星の方が 1 桁ほど大きいことがわかっている [7]。

[4] II 型超新星は主として渦巻銀河の特に渦巻腕の部分に現れる。

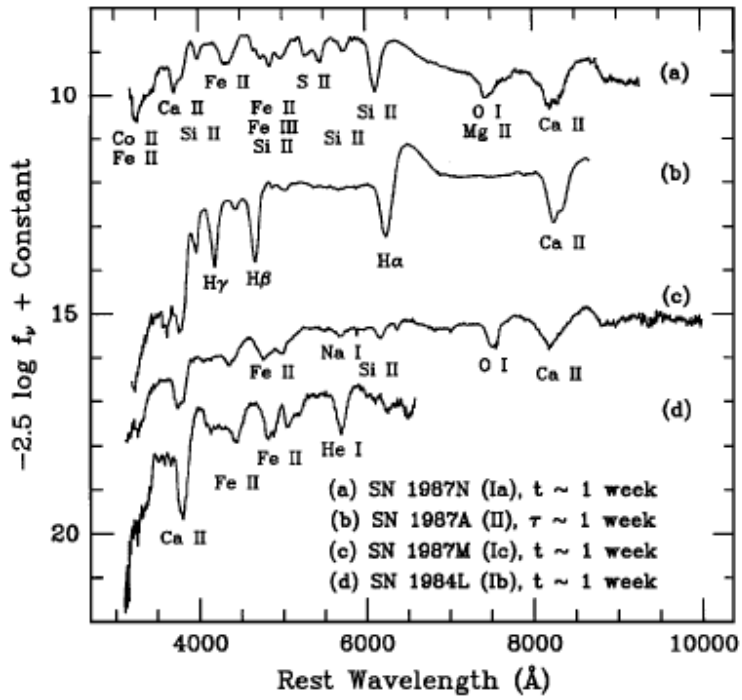

図 1.4: 超新星のタイプ別初期スペクトル [6]

II 型には水素の吸収線、Ia 型には強い SiII、Ib 型には HeII が見られ、Ic 型はどれも見られない。

通常、超新星爆発時の極大光度は太陽の 1 億 ∼ 100 億倍にもなり、その運動エネルギーは 10^{51} [erg] (10^{44} [J]) にも及ぶ。この莫大なエネルギーのため、周囲の星間ガスが掃き集められて次世代の星が誕生するきっかけになったり、逆にガスを銀河の外にまで吹き払ってしまう場合もあると考えられている。加えて、原子核同士の反応では作りきれない、鉄より重い元素も、わずか数秒の間に合成されると考えられている。これらの点から、超新星爆発は銀河の形成過程において重要な役割を果たし、宇宙の進化の理解に大きく貢献していると言える。

しかし、重力崩壊型超新星の爆発メカニズムについては未だ謎な部分が多く、どのような星がどのように外層を失い、どのように爆発をするのかは必ずしもよくわかっていない。

特に II 型超新星は、その存在も Ia 型に比べ希少であり、かつ、極大後に光度が停滞 (plateau) する IIP 型、初期スペクトルで水素の細い (narrow) 輝線が現れる IIn 型など、さまざまな多様性をもつ。

以下、本論文で重要になると思われる二つの型について詳細を述べる。

1.2.1 IIb 型超新星

水素の吸収線がある II 型に属しながら後期にはそれが見られなくなり、Ib 型に類似したヘリウム吸収線が卓越するスペクトルを示す超新星を IIb 型超新星という。IIb 型超新星は、II 型と Ib/c 型の中間的な存在になると考えられている。

IIb 型超新星はその特徴から、親星の水素外層が薄い状態 ($M_{\rm env}$ $\leq$1M$_\odot$ [8]) で爆発したのではないかと考えられており、大質量で質量放出しているもの、もしくは連星系により外層の水素をはぎ取っているものが考えられている。この IIb 型超新星の物理状態を解釈することにより、II 型と Ib/c 型の物理状態を解釈するのにも役立つと注目されているが、良質のデータセットを持つサンプル数は SN 1993J くらいしかなく、親星や進化の描像へ制限を与えるデータの必要性が高い。

また IIb 型超新星には extended な IIb と compact な IIb がある、という報告もされている [9]。それによると、ただ水素量の違いだけでなく、single star と binary star の違いも関係してくるのかもしれない。X 線の光り方も違うとの説もある [9]。もしそのように IIb 型を二つの分類に分けることで、IIb 型超新星で後期に水素輝線が出るものと出ないものがあったり、光度曲線に shock breakout[5]という初期に明るい様子を見せるものとそうでないものがあるといった、IIb 型の観測的な多様性をまとめる手がかりになるかもしれない。

1.2.2 IIL 型超新星

II 型超新星の中で、直線的 (linear) に光度が落ちていくものを IIL 型と呼ぶ。急激な減光から、水素外層は ∼1-3M$_\odot$ で爆発していると見積もられている [8] [10]。

IIL 型の場合も、水素外層は連星系の相互作用もしくは大質量星の質量放出によって剥ぎ取られていると考えられる。より明るい星でより多くの水素外層が剥ぎ取られていくことから、大質量星の場合は初期質量が $\geq$20M$_\odot$ であると考えられている。一方、連星系の場合は質量損失率が外層質量に重要な働きをしている [11]。

IIL 型は、100 倍もの明るさの幅を持つ特異な超新星として知られている。しかし、極大日前から観測された例はほぼ無く、典型的な IIL 型と言われる超新星は SN 1979C や SN 1980K などの古い超新星で、多バンドでの観測もされていないことが多い。

そのほか、IIL 型としては極めて明るい SN 2008es や、ハッブル宇宙望遠鏡により親星が確認された SN 2009kr などがある。SN 2009kr の親星は赤色巨星になる前の段階である黄色巨星で、初期質量は $M_{\rm ini}$ ∼18-24M$_\odot$ と推察された [12]。IIL 型で親星が確認されるのは初めてのことであった。

1.3 本研究の目的

本研究では、発見された重力崩壊型超新星について観測を行い、希少な遷移型の超新星 SN 2010gi について質の良いサンプルの取得を行い、その超新星の物理状態についての新たな知見を得ることを目指す。

具体的には、早期観測において IIb 型と同定された SN 2010gi について測光観測と分光観測を行う。光度曲線からは光度変化、色変化、質量を求めることができ、スペクトルからは成分分布や速度、また母銀河の金属量を調べることができる。

[5]衝撃波による shock 加熱により、爆発直後の等級が明るく、一旦減光を見せた上で通常のような増光・極大を迎える光り方をする。SN 1993J も shock breakout が現れている。

型決定の後には、そのサンプルがその型の中でどのような位置づけになるかも調べ、見られた特徴がその型全体を通して共通な特徴になるものであるのか、このサンプル特有のものであるかを判断しなければならない。このとき指標となるパラメータは、爆発時の運動エネルギー ($E_{\rm k}$)、ニッケル質量 ($M_{\rm Ni}$) である。超新星は、^{56}Ni、^{56}Co、^{56}Fe の崩壊によってガンマ線を発する。つまりニッケルは熱源として使われる。ニッケル質量の比較は、超新星のもつ熱量の比較につながる。

同型の超新星の中での位置づけが得られたら、続いては他の類似型と関わりを調べ、最終的には重力崩壊型超新星全体の進化との関わりについての議論をすることを目標とする。

第2章　観測とデータ解析

2.1　観測天体：SN 2010gi

SN 2010gi は、2010/07/18.514(UT) に、広島のアマチュア天文家の坪井氏によって発見された II 型超新星である。発見当時、ノンフィルター (限界等級 18.2 等) で 15.3 等であった (CBET 2376)。

我々は、広島大学 1.5m かなた望遠鏡、京都産業大学 1.3m 荒木望遠鏡およびハワイ観測所 8.2m すばる望遠鏡を用いて測光 · 分光観測を行い、極大前のデータを取得することに成功した。

表 2.1 に、SN 2010gi の母銀河 IC 4660 についての情報を示す。

表 2.1: SN 2010gi の母銀河 IC 4660

項目		参照
オフセット	3”7E 9”4S	[13]
分類	S	[14]
赤方偏移 z	0.004146	[14]
距離 D	19.6±1.4 Mpc	[14]
$m - M$	∼31.46	[14]
$E(B - V)$	∼ 0.038 mag	[14]

母銀河はとても近く、遠い銀河に比べ超新星成分が暗くなっても観測しやすい。また母銀河自体が暗く、低金属量という特異な環境でできた新種の超新星の発見の可能性がある。

2.1.1　発見者である坪井氏のデータ

今回、SN 2010gi の発見者である坪井氏に依頼してデータを提供していただいた。坪井氏の使用望遠鏡およびカメラの仕様について表 2.2 に示す。

また、使用された CCD チップの量子効率を図 2.1 に示す。

表 2.2: 坪井氏の使用望遠鏡およびカメラ仕様

項目	仕様
使用望遠鏡	30cm F5.3(f1590mm) 反射望遠鏡直焦点
カメラ	冷却 CCD カメラ ST-2000XM 2x2bin クリアフィルター
視野	25722”x19714”
CCD	KAI-2020M・ABG(Kodak 社製)

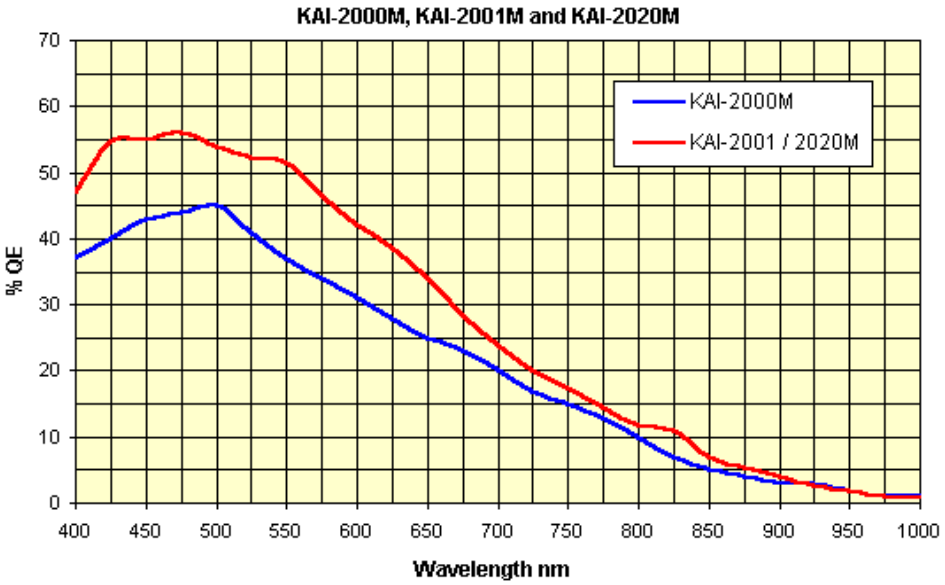

図 2.1: KAI-2020M の量子効率 [15]

本来、アマチュアなど一般向けの CCD では R バンドのあたりの感度が良いことが多いが、坪井氏の CCD は青い側の感度が高い。ただし、赤い側も広くカバーしていること、さらにそもそも B バンド付近は吸収が多いことなどから、B バンドと V バンドの中間的な等級になるとし、W(wide)-band として扱うことにする。

2.2 観測機器

2.2.1 広島大学かなた望遠鏡

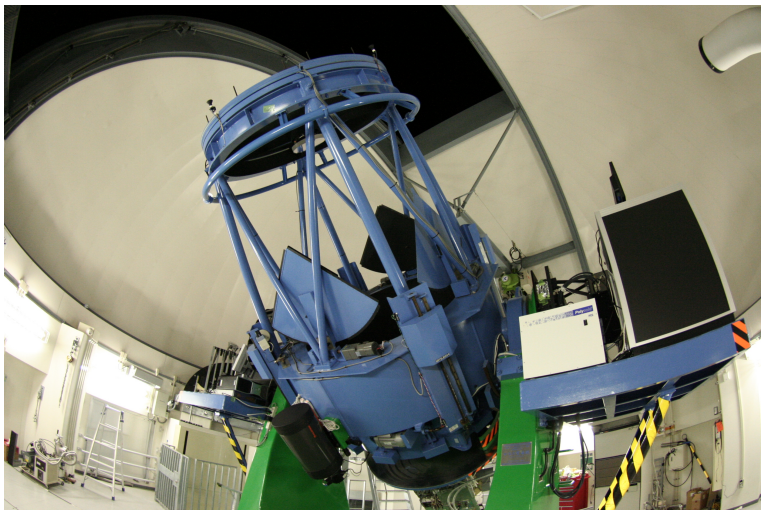

図 2.2: かなた望遠鏡

広島大学かなた望遠鏡は口径 1.5m の可視赤外反射望遠鏡で、広島大学宇宙科学センター附属東広島天文台に設置されている。

かなた望遠鏡は大学が所有している望遠鏡では国内最大の口径をもち、大学院生中心の自由で密な観測が行うことができる。東広島天文台は過去に行われた DIMM によるシーイング測定で平均 1.1 秒角が得られている全国的にも優れたサイトであり、この豊富な観測時間を活用した可視光・近赤外線の重点的観測がなされている。またこのほか、広島大学が開発に貢献しているガンマ線衛星 Fermi (旧名: GLAST) 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も重視され、機動性に優れた点を活かしてブレーザーやガンマ線バーストなどの突発天体に対する即時観測も行われている。このように、国内の研究機関の中では初めての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。

表 2.3 に、かなた望遠鏡の仕様を示す。

表 2.3: かなた望遠鏡の仕様 [16]

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 1.5m(1.54m)
焦点	F/12.2(12.01), f=18300mm(18501.7mm)
視野	15 分角
架台	経緯台方式 (トルク・モーターによるフリクションドライブ)
総重量	約 17 トン
最大駆動速度	0.5 度角/秒
搭載可能重量	500kg(カセグレン焦点)、1000kg(ナスミス焦点)

表中の括弧内の値は、新セラミック副鏡を用いた場合のもの

HOWPol

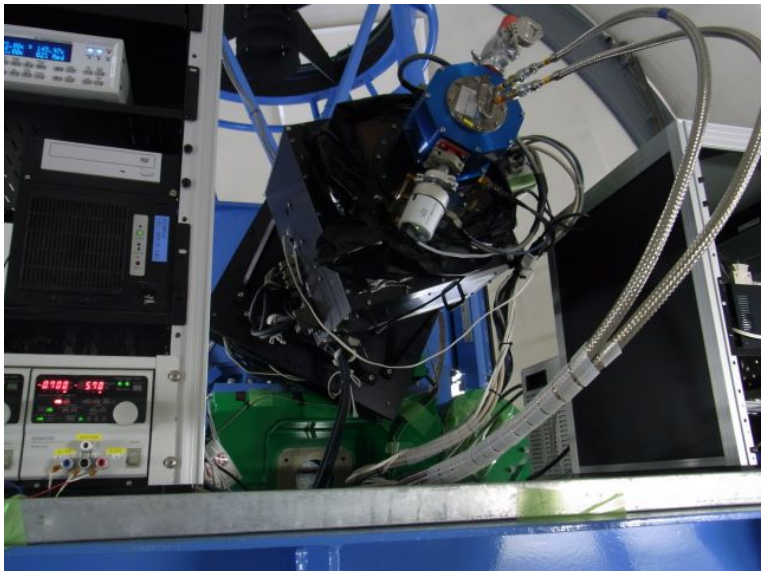

図 2.3: HOWPol [17]

一露出型可視広視野偏光撮像器 (Hiroshima One-shot Wide-field Polarimeter;HOWPol) は、かなた望遠鏡に取り付けられている観測装置であり、GRB などの迅速な光学突発現象の観測に用いられている。

表 2.4 に、HOWPol の仕様を示す。

表 2.4: HOWPol の仕様 [17]

項目	仕様
波長	0.45∼1 micron
視野	Imazing : 15' diameter
	Wide-field imaging polarimetry (WFPol): 7'×7'
	Narrow-field imaging polarimetry (NFPol): 15'×1'
	Spectroscopy (LSpec): 2.3"×15'
フィルター	B, V, R, I, z', polarizing
グリズム	Low-res (420/mm, R=500)
検出器	2k - 4k CCD(HPK/NAOJ)×2
	200 micron-thick depletion layer
最終 F 値	F / 6.9

2.2.2 京都産業大学荒木望遠鏡

図 2.4: 荒木望遠鏡

京都産業大学荒木望遠鏡は口径 1.3m の光学赤外線望遠鏡で、京都産業大学神山天文台に設置されている。

荒木望遠鏡は 2010 年 4 月 1 日に運用を開始した。京都産業大学創設者であり宇宙物理学・天文学の研究者であった荒木俊馬博士にちなんで、2011 年現在、私立大学としては国内最大の荒木望遠鏡を設置している。

表 2.5 に、荒木望遠鏡の仕様を示す。

表 2.5: 荒木望遠鏡の仕様 [18]

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 1.3m
焦点モード	F/10, f=13000mm
架台	経緯台式

LOSA/F2

LOSA/F2 は、荒木望遠鏡に取り付けられている。表 2.6 に、仕様を示す。

表 2.6: LOSA/F2 の仕様

項目	仕様
波長分解能	R∼ 550 @600nm
波長領域	400nm∼800nm

2.2.3　すばる望遠鏡

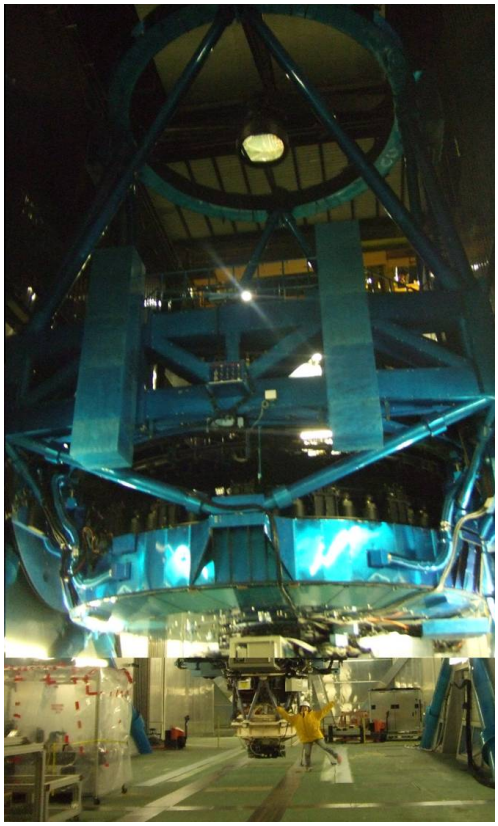

図 2.5: すばる望遠鏡と筆者 [19]

すばる望遠鏡は、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。

表 2.7 に、すばる望遠鏡の仕様を示す。

表 2.7: すばる望遠鏡の仕様 [19]

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、2.15μm)

微光天体分光撮像装置 FOCAS

図 2.6: FOCAS と筆者

FOCAS 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 の分光モードやグリズムの仕様について、表 2.8 および表 2.9 に詳細を示す。

表 2.8: FOCAS の分光モード仕様 [20]

項目	OPT
検出器	MIT CCD
	(4K×2K 3-side buttable CCD×2 mosaic,15 micron pixel)
視野	6 arcmin diameter
ピクセルスケール	0”.1038×0”.1038

表 2.9: グリズム仕様 [20]

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)	2500
			9300(2nd)	2500

2.3 データ解析

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。

2.3.1 測光

ここではかなた望遠鏡と HOWPol を用いて得られたデータの基本的な解析方法を述べる。

一次処理

CCD チップに光を当てなくても、得られる画像には一定量のカウントが含まれている。これはバイアス (bias) と言って、CCD チップから光を読み出す際に必ず掛けられる電圧が原因となっているものである。これに対しては、オブジェクトフレームからバイアス成分を差し引く、という形で処理を行なう。

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いる。電荷を読み出しているところがプリスキャン領域、電荷の読み出し後に各ポートでから読み出しを行ったものがオーバースキャン領域である。オーバースキャン領域をバイアスとし、得られるカウントのゼロレベルとする。

プリスキャン領域とオーバースキャン領域の関係を表 2.10 に示す。

表 2.10: 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) [21]

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

画像処理ソフトを用い、生画像からオーバースキャン領域を差し引き、この領域をカットしたものを「オブジェクトフレーム」(object frame) とする。オブジェクトフレームは、ターゲットとする天体（ここでは超新星）のほか、標準星と呼ばれる星も取得する。この標準星は明るさの指標になるもので、大気吸収補正などでも使用する。

バイアス処理前の生画像を図 2.7 に示す。

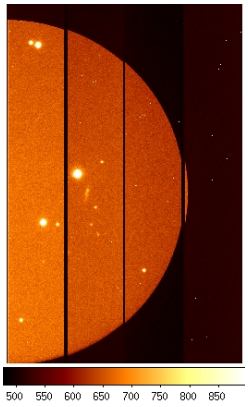

図 2.7: 2010 年 7 月 19 日の SN 2010gi 生画像 (B バンド)

バイアス処理後のオブジェクトフレームを図 2.8 に示す。

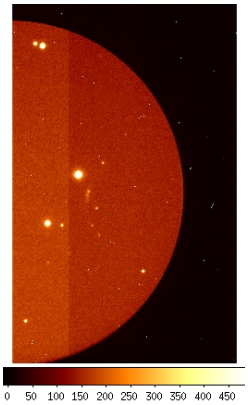

図 2.8: 2010 年 7 月 19 日の SN 2010gi バイアス処理済み画像 (B バンド)

また 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」という。

フラットフレームを図 2.9 に示す。

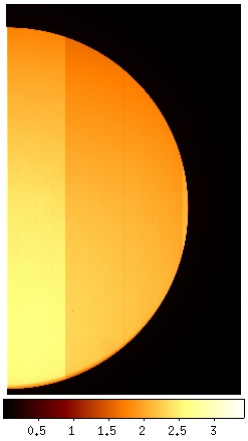

図 2.9: フラットフレーム (B バンド)

先ほどオブジェクトフレーム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。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。

一次処理が終わったオブジェクトフレームを図 2.10 に示す。

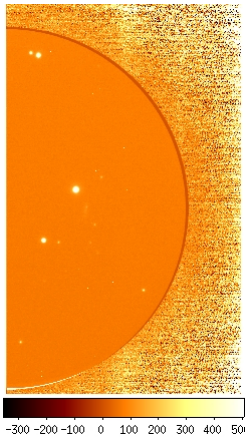

図 2.10: 2010 年 7 月 19 日の SN 2010gi 一次処理済み画像 (B バンド)

[スカイ差し引き]

地上からの天体観測では地球大気を通しての観測になるため、天体本来のスペクトルの他に、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が写り込んでしまう。この成分のことをスカイ (sky) と言う。超新星の明るさにスカイ成分が加わることで、本来の明るさよりも過大評価してしまう。よってスカイ成分を見積もり、差し引くという処理が必要になる。

このように IRAF を用いて処理をしていき、ようやく得られるのが求めたい天体の光である。つまりオブジェクトフレームには、バイアス＋スカイ (× フラット) ＋天体の光 (× フラット) が写

り込んでいるのである。これを示したものが図 2.11 である。

一般的には、先に述べたもののほかに「ダーク (dark)」「宇宙線 (cosmic ray)」と呼ばれる成分もカウントされる。

ダークは、熱的に発生した電子 (暗電流) によって、CCD に光を当て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。CCD が -100 ℃ほど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 [22]。よって、ここではその処理を省略している。

宇宙線イベントは、上空から降り注いでいる宇宙線がたまたま CCD に衝突して電子が発生し、高いカウント値を示したものである。この現象については、露出時間が長いとそれだけ宇宙線と遭遇する確率が高くなってしまい、宇宙線イベントも大きくなる。しかし測光の場合においては、ターゲットとなる天体の上に被っていない限り問題ない。運悪く被ってしまったものは使わないこととすればよい。

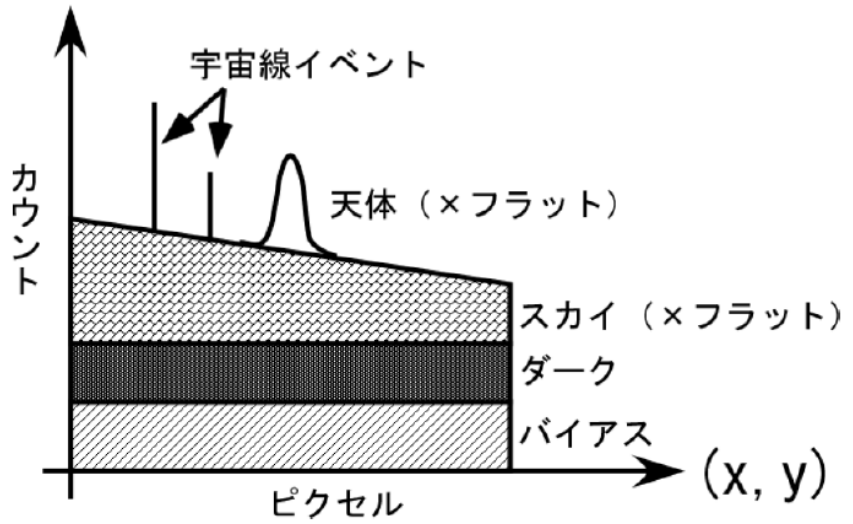

図 2.11: オブジェクトデータのカウント [22]
オブジェクトフレームには、バイアス、ダーク、スカイ、天体からのイベント、宇宙線イベントが写り込んでいる。

測光解析

[開口 (アパーチャー) 測光]

ある円内に含まれるピクセルのカウント値を積分し、フラックスから明るさを見積もることを開口 (アパーチャー) 測光という。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。

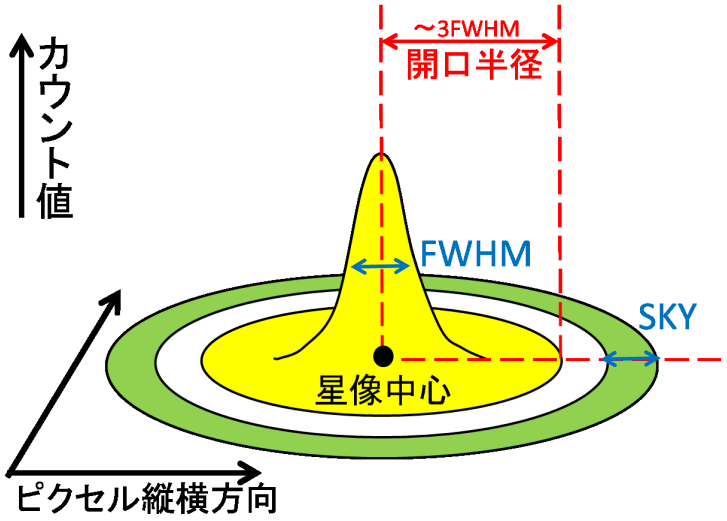

図 2.12: アパーチャー測光概略図

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。

[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図のような時間変化する拡がりをもつ。これを、Point spread function の頭文字をとって PSF と呼ぶ。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、さらに精度の良い測光が可能になる。使用する IRAF タスクは psf である。

[相対測光]

大気や天気による影響から、天体からの光量自体は測光するごとに総カウント値は異なる。そこで、等級が変動しない天体を同じ視野内に撮像し、そのカウント値の比で相対等級を見積もる相対測光を行う。この、等級が変動しない天体を比較星と呼ぶ。

$$m_{\mathrm{SN}} = -2.5 \times \log_{10} \frac{F_{\mathrm{SN}}}{F_{\mathrm{comp}}} \tag{2.1}$$

後述する標準星の撮像が良い条件のもと行われるまでは、超新星と同じ視野内に入り込んだ星を比較星とし、比較星の等級はある程度精度良く調べられたカタログからとってきた等級を利用して超新星の等級を求める。しかし、選んだ比較星が変光星である可能性や、カタログの制度上 ~0.3mag もの誤差があるため、暫定値に過ぎない。

解析に用いた比較星 c1、c2、c3 は以下のとおりである。

[絶対測光]

比較星との比較により求められる等級は、IRAF 内での等級である。よって本来の等級が既知の天体を用いて、IRAF 内での比較星の等級との差から比較星の真の等級を出し、これを用いて超新星の真の等級を出すことが必要となる。この、等級が既知の天体を標準星と呼ぶ。標準星は Landolt Standard Star を用い、よく晴れた日、超新星と同じ空の高さで撮る。もちろん、標準星を撮った日のうちに必ず超新星および比較星も撮像する。

$$m_{\mathrm{IRAF,standard}} - m_{\mathrm{IRAF,comp}} = m_{\mathrm{standard}} - m_{\mathrm{comp}} \tag{2.2}$$

この式における左辺は測光により得られる IRAF 等級で、それぞれ標準星、比較星の IRAF 等級である。右辺はどちらも真の等級で、それぞれ標準星 (Landolt Standard Star よりこれは既知の値)、比較星 (これを求める) である。

2.3.2 銀河テンプレート差し引き測光の効果

通常であれば、前述した一次処理を終えた画像を用いて測光解析を行うことができる。ただし今回は、超新星が銀河の中に埋れており、超新星が暗くなっていった時期の解析結果には、特に短波長側で銀河成分の明るさが悪影響を及ぼして系統誤差を生んで可能性が出てきた。よって今回は、銀河成分を差し引き、超新星成分だけを抽出してから再度測光することとした。

銀河の差し引きに使う画像においては、超新星成分の全くない銀河だけの画像を用いなくてはならない。つまり超新星の発見前の画像が望まれる。かなた望遠鏡では SN 2010gi 発見前の IC 4660 の HOWPol 画像は撮影していなかったため、じゅうぶん超新星成分が暗くなった日本時間 2011 年 10 月 8 日 (発見日から約 450 日後) に撮影した IC 4660 の画像 (図 2.13) を銀河差し引きのテンプレートとして用いる。一方で、坪井氏のデータセットにおいては、発見前に得られた画像も含まれていたため、テンプレートには発見前の画像を用いた。

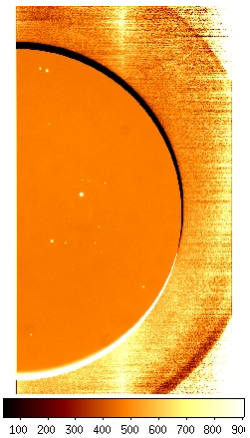

図 2.13: 差し引く画像の一次処理後の画像 (B バンド)
2011 年 10 月 8 日撮影。この画像における超新星成分は十分暗く、銀河成分のみ写っているとする。

[切り出し・スカイ差し引き]

まず、精度良く位置合わせを行うために、位置合わせに必要な最低限の星たちをカバーできる範囲で超新星周りを切り出す。本解析では、330 pix × 230 pix で切り出した。

その後、スカイ差し引きを行うが、十分狭い領域なのでスカイは一次元の傾きを持つとして差し引きを行う。それぞれ図 2.14、図 2.15 に示す。

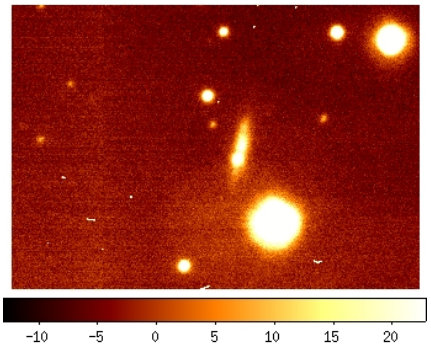

図 2.14: 2010 年 7 月 19 日の画像 (B バンド)
超新星＋銀河が写っている

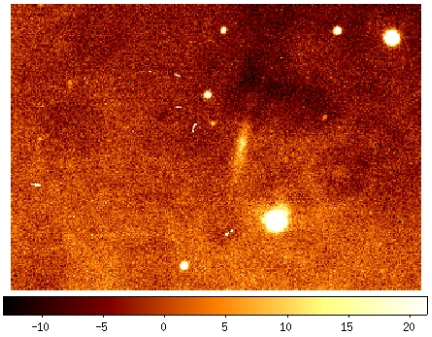

図 2.15: 2011 年 10 月 8 日の画像 (B バンド)
銀河が写っている

[画像の歪み補正と位置合わせ]

各画像について、超新星以外の 10 個の星についてその画像上での位置を測定する。

IRAF 上の geomap というタスクを用いて、ある画像とある画像の位置合わせ (例として A.fits と B.fits とする) を行う。

A での star1 の x 座標 A での star1 の y 座標 B での star1 の x 座標 B での star1 の y 座標
A での star2 の x 座標 A での star2 の y 座標 B での star2 の x 座標 B での star2 の y 座標
...
A での star10 の x 座標 A での star10 の y 座標 B での star10 の x 座標 B での star10 の y 座標

というファイル (X.coo) を用意し、

geomap input=X.coo database=BtoA.db

として使うことで、各 10 個の星像の位置について二次元フィットし、データベース化 (BtoA.db) することができる。ここで、全ての画像の基準となる画像 (例で言う A の画像) は、超新星の写っていない画像である 2011 年 10 月 8 日に撮った画像で統一した。

次に IRAF 上の geotran というタスクを用いて、超新星の写ったすべての画像を、基準となる画像の星像の位置に合わせて実際に回転・移動をさせる。geotran は、

geotran input=B.fits output=BtoA.fits database=BtoA.db transfor=X.coo

として使うことで、geomap で作ったデータベース (BtoA.db) から、B の画像が A の画像位置にあわせて回転した BtoA.fits が出力される。

このとき、位置合わせ後の画像は余裕を持った大きさが必要なので、位置合わせ前の画像に比べ少しブランク分大きめの画像となる。よってブランク分を切り落とし、位置合わせ前と同じ大

きさにする必要がある。

位置合わせ前後の画像をそれぞれ図 2.16、図 2.17 に示す。

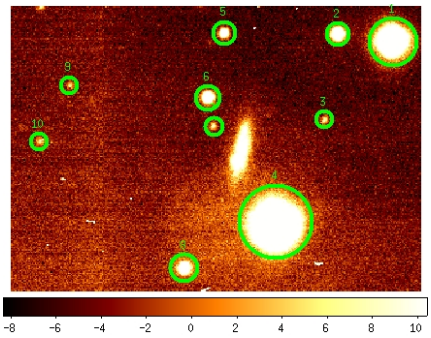

図 2.16: 位置合わせ前の画像
2010 年 7 月 19 日の画像 (V バンド)。基準 (2011 年 10 月 8 日撮影分) に合わせて丸のついた星を回転・移動させる。

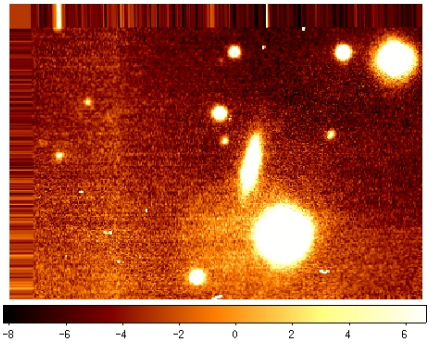

図 2.17: 位置合わせ後の画像
回転・移動の余裕をもたせるために作られたブランクは、このあと切り取ってやる必要がある。

[**PSF 合わせ**]

位置合わせにより、各観測日の画像 (銀河＋超新星) から 10 月 8 日の画像 (銀河) を引くという単純な引き算で超新星のみの画像が求められるわけだが、お互いの撮影日が違うため、星の PSF に違いが出る。

これを解決するために、IRAF 上のタスク psfmatch を用いる。psfmatch は、

psfmatch A.fits B.fits C.tmp kernel convolution=”image” interactive+

psfmatch A.fits B.fits C.tmp kernel output=”D.fits” convolution=”kernel”

で A の画像を B の画像での psf に合わせて D.fits と出力することが出来る。どの星像を使うかは、C.tmp に座標が書かれている。

PSF 合わせ前後の画像をそれぞれ図 2.18、図 2.19 に示す。

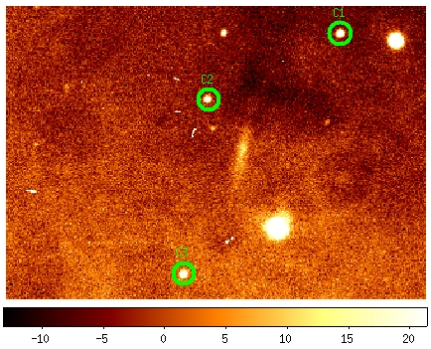

図 2.18: PSF 合わせ前の画像
2011 年 10 月 8 日の画像 (B バンド)。それぞれの観測日に写っている丸の星の PSF に合わせて画像中のすべての星の PSF を変換する。

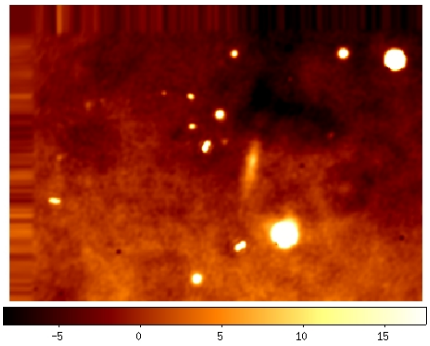

図 2.19: PSF 合わせ後の画像
PSF は悪くなる。ここでもブランクが作られるので、切り取ってやる必要がある。

[**スケーリング**]

続いて、銀河の差し引きをしてやる直前に、スケーリング作業を行う。すなわち、画像に写っている超新星以外の星々が、差引きに用いる両画像において同じカウント数を持つように、つまり差し引き後には超新星以外の星々のカウントがゼロになるようにしてやる作業である。

この作業では、観測日ごとで PSF を合わせた 2011 年 10 月 8 日の画像をスケーリングする。図 2.20 で示された丸のついた星々のカウント数を互いの画像で測定し、比をとってスケーリングする。

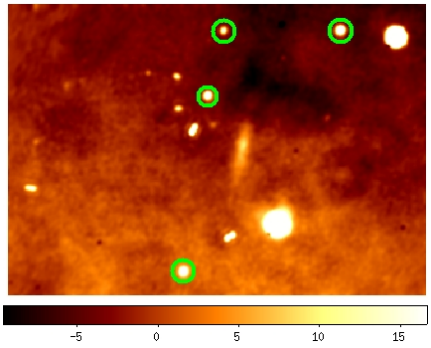

図 2.20: スケーリング前の画像
2011 年 10 月 8 日の画像 (B バンド)。それぞれの観測日に写っている丸の星でスケーリングする。

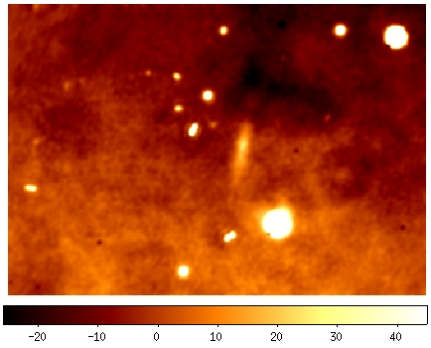

図 2.21: スケーリング後の画像
スケーリング後では全体的な値が変わる。

これによって、ようやく差し引きができるようになる。差し引かれる画像、差し引く画像、及び差し引いた後の画像は図 2.22、図 2.23、図 2.24 にそれぞれ示す。

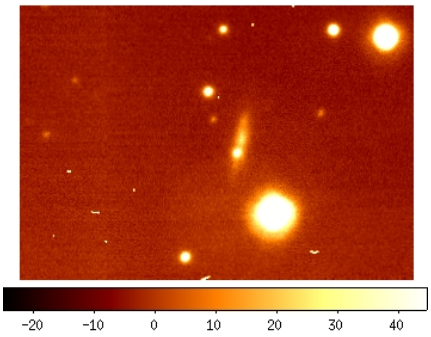

図 2.22: 差し引かれる画像 (銀河＋超新星)
2010 年 7 月 29 日の画像 (B バンド)

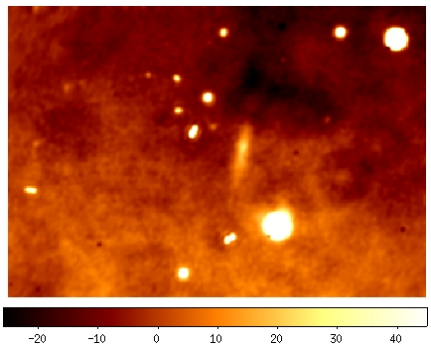

図 2.23: 差し引くテンプレート画像 (銀河)
2011 年 10 月 8 日の画像 (B バンド)

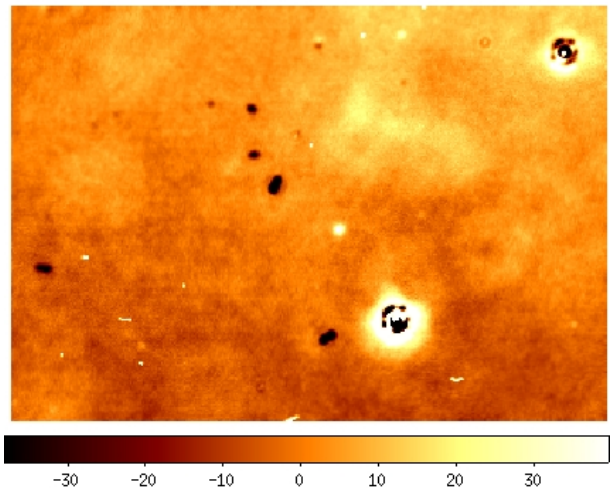

図 2.24: 超新星のみの画像
2010 年 7 月 19 日の画像 (B バンド)。超新星のみ写っている。なお、引きすぎて黒くなっている部分は、テンプレート差し引き画像に写りこんだ宇宙線が原因となっている。

図 2.24 を見ると、引き残りと思われるカウントの高い部分 (色で言うと白色) や、逆に引き過ぎと思われるカウントの低い部分 (色で言うと黒い部分) が存在している。これらはそれぞれ、カウントがある程度高い星では PSF 合わせが精度良くできないこと、また差し引きに用いた 2010 年 10 月 8 日の中に写っていた宇宙線などの存在が影響していると考えられる。しかし、ここで重要とすべきは銀河がうまく差し引きできて超新星のみのカウントを出すことであり、銀河の引き残りや引き過ぎなどの影響はなく、超新星周辺においてはなめらかに差し引きができていることから、その他の星に対する要素は無視し、これで差し引き完了とする。

また、超新星まわりで X 方向、Y 方向に分断した図はそれぞれ図 2.25、図 2.26 のようになっている。

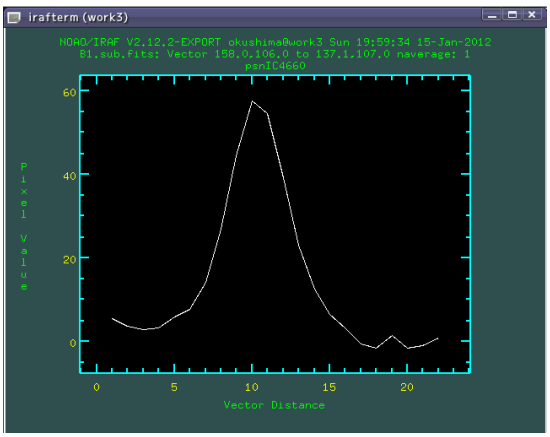

図 2.25: X 方向分断

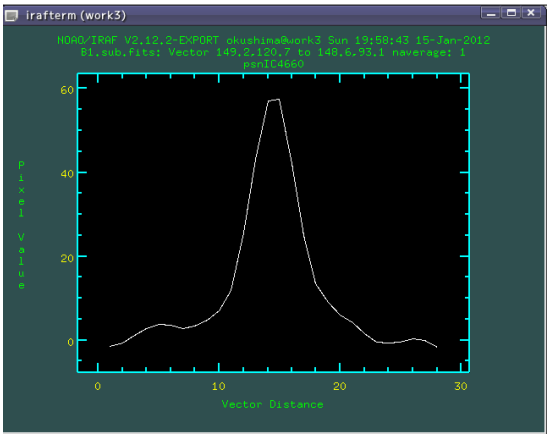

図 2.26: Y 方向分断

二つの測光結果による光度曲線 (明るさの時間変化) を図 2.27 に示す。白抜きの○は銀河差し引き前、塗りつぶされた●は銀河差し引き後の測光結果である。

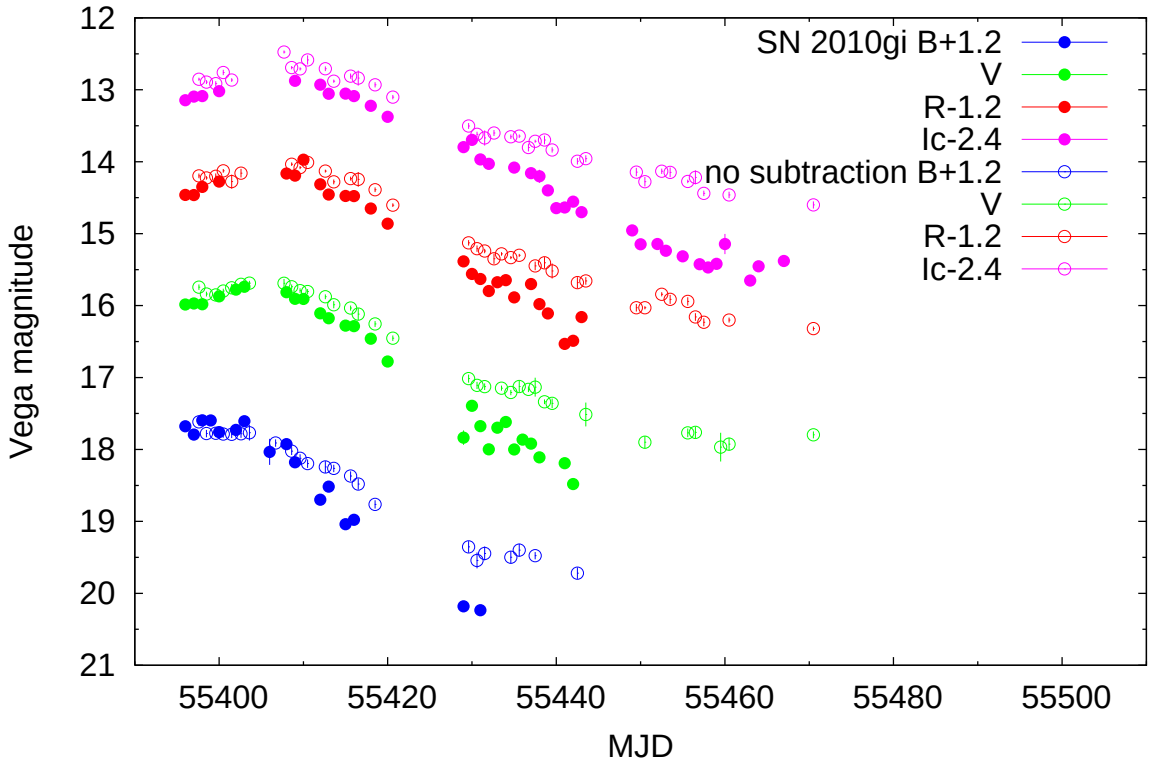

図 2.27: SN 2010gi の光度曲線
MJD とは、修正ユリウス日を指す。

差し引き後のデータ (●) については、特に後半において差し引き後の画像での超新星の測光が難しく、信頼性の低い値が出た。よってこの部分は排除し、B バンドでは極大後 30 日、V および R バンドでは極大後 40 日までのものをプロットした。

この結果を見ると、観測の抜けがある MJD∼55420day を境に前半/後半と分けると、前半では銀河差し引き有無によるズレが <0.2 等とほぼ同じ値が出ているが、後半では日が経つにつれ二つのズレが多くなっている。これは、極大日から離れるにつれて超新星が暗くなり銀河の明るさに埋もれていくので、銀河の差し引きをしないで測光すると銀河成分を超新星成分として過大評価してしまった可能性が高い。以後、銀河差し引き後の測光結果が正しいと考えて話をすすめる。

2.3.3 分光

ここではハワイ観測所すばる望遠鏡と FOCAS を用いて得られたデータの基本的な解析方法を述べる。

一次処理

スリット分光観測では、スリットを望遠鏡の焦点面に置き、スリットを通った光のみ分光器へ入射させる。入射した光は、コリメータレンズにより平行光に変換され、透過型回折格子 (グリズム) でスペクトルに分けられる。その後、カメラレンズで分光されたスリット像は CCD 上で結像する。スリットに切り取られた天体像の一部は、波長方向と空間方向の 2 次元のスペクトルとして図 2.28 のように写り込むことになる。

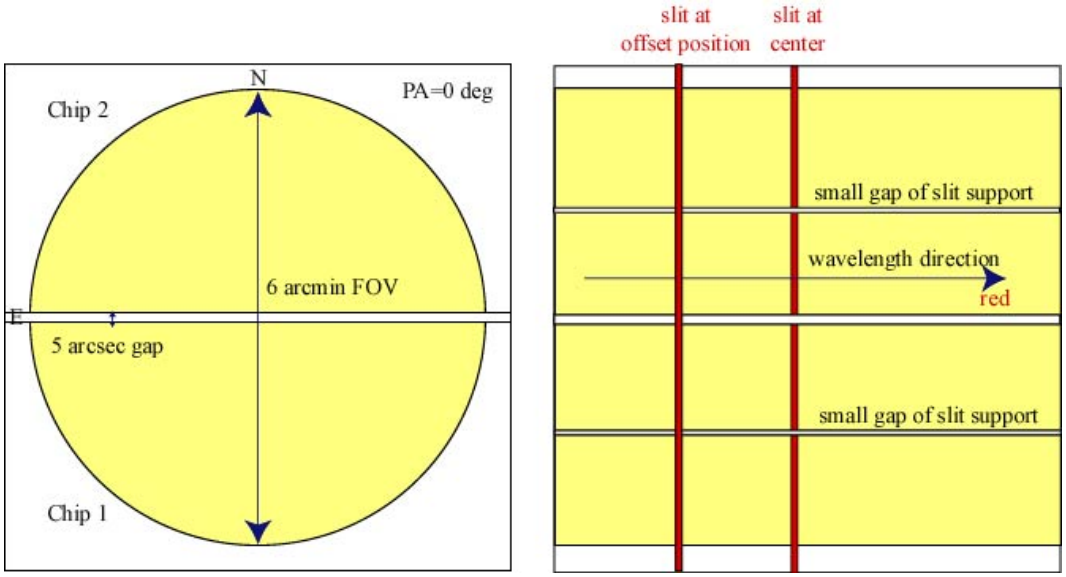

図 2.28: CCD 読み出し画像 [20]
像は 2 次元スペクトルとなる。

分光解析においても、測光解析と同じように一次処理をする必要がある。

分光観測では、フラットフレームや超新星や標準星が写ったオブジェクトフレームのほか、波長較正のために「コンパリソンフレーム」(comparison frame) も用いる。これは、HgNe ランプを分光器スリットに照射して得た画像である。これらの画像には、後述するように、天体からの光だけでなくさまざまなノイズが重なって写り込んでいる。

超新星、標準星のオブジェクトフレーム図 2.29、図 2.30 に示す。標準星は明るさの指標となるものであるが、大気吸収補正などでも使用する。

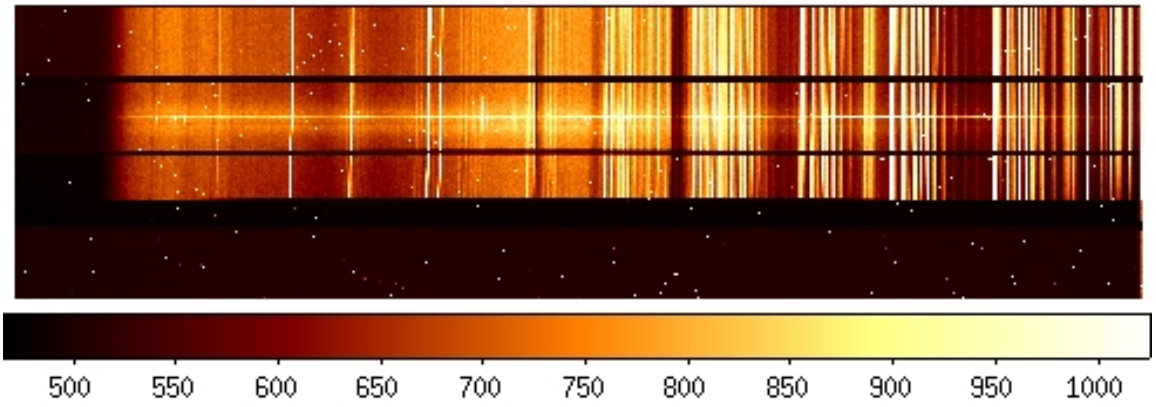

図 2.29: 超新星 SN 2010gi のオブジェクトフレーム

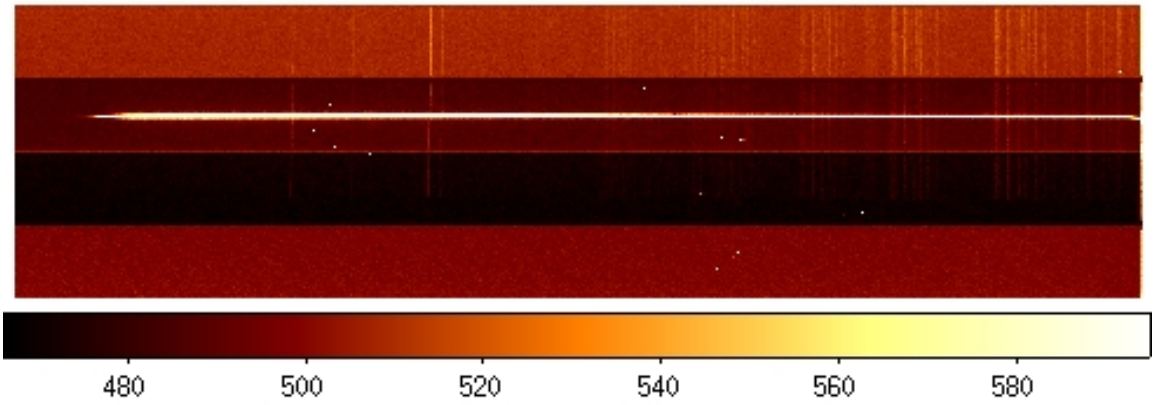

図 2.30: 標準星 BD+28 のオブジェクトフレーム

コンパリソンフレームは長波長域・赤側で明るい輝線が多く、長波長域のために取得したフレームでは短波長域・青側の輝線が十分な明るさでなく (ノイズに対する信号という意味で signal/noise、S/N 比が小さいという)、感知できていないことが多い。また逆に、短波長域の輝線を十分な S/N 比で取得するときには長波長域でサチュレーションを起こしていることが多い。この特徴から、コンパリソンフレームを取得する場合は、赤用と青用の二本を取得し、処理をする中で、二つのフレームを合成してひとつのコンパリソンフレームを作ることになる。

今回は、露出時間を変えた二つのコンパリソンフレームを取得した。露出時間の短いもの (1sec) が赤用 (図 2.31)、長いもの (4sec) が青用 (図 2.32) である。

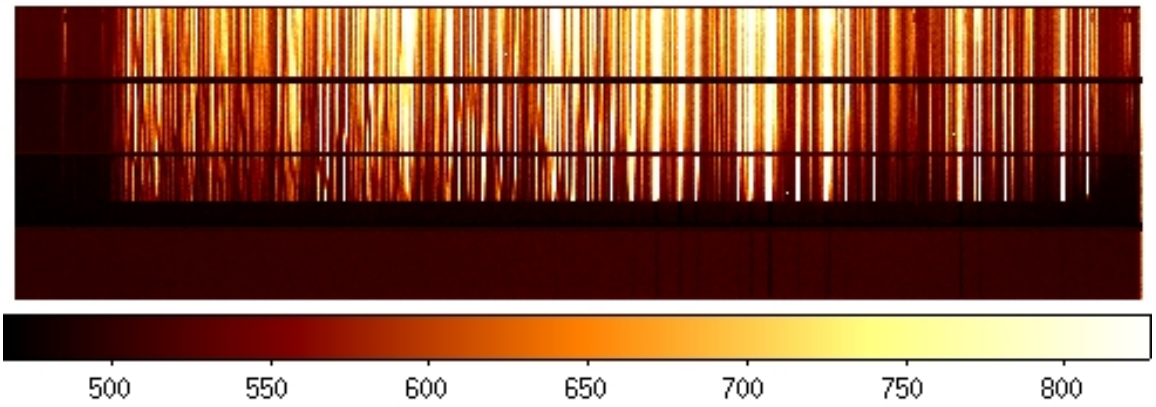

図 2.31: コンパリソンフレーム (赤用)
短波長域の S/N 比が低い。

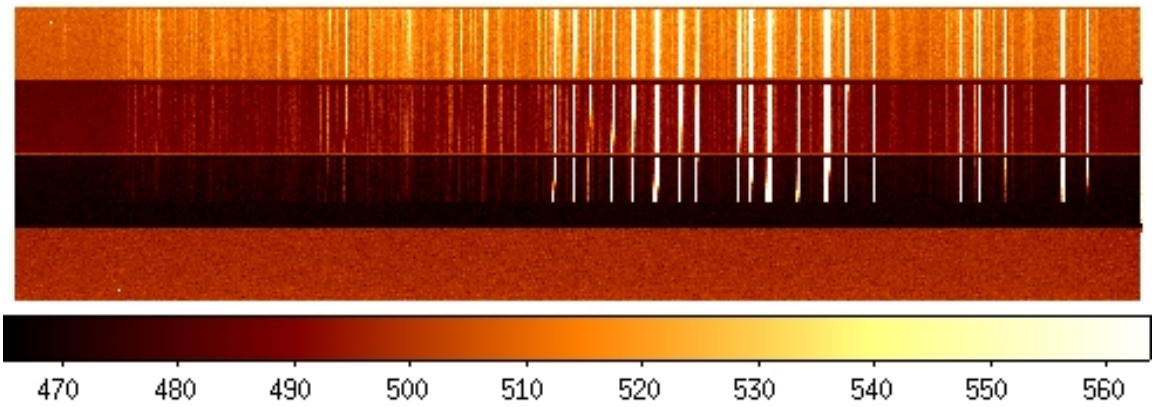

図 2.32: コンパリソンフレーム (青用)
長波長域ではサチュレーションを起こしている。

これらについて、バイアス引き、フラット割りの一次処理を行う。

バイアス成分を差し引いた後のオブジェクト画像、フラットフレーム及びフラット割り後の超新星のオブジェクトフレームを図 2.33、図 2.34、図 2.35 に示す。

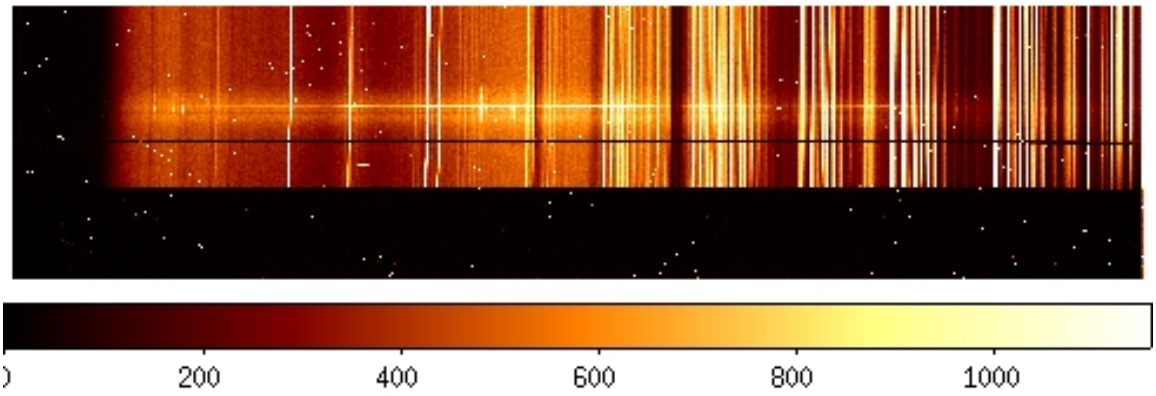

図 2.33: バイアス処理後の超新星 SN 2010gi のオブジェクトフレーム

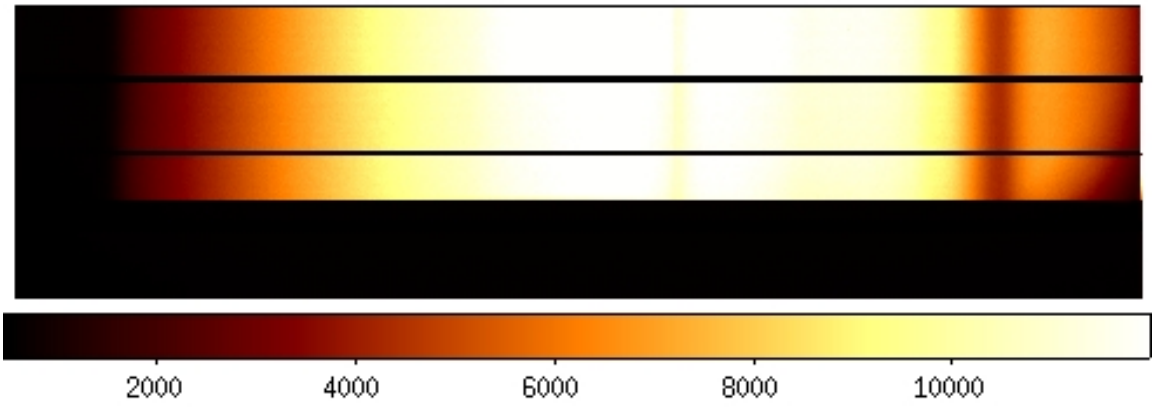

図 2.34: フラットフレーム

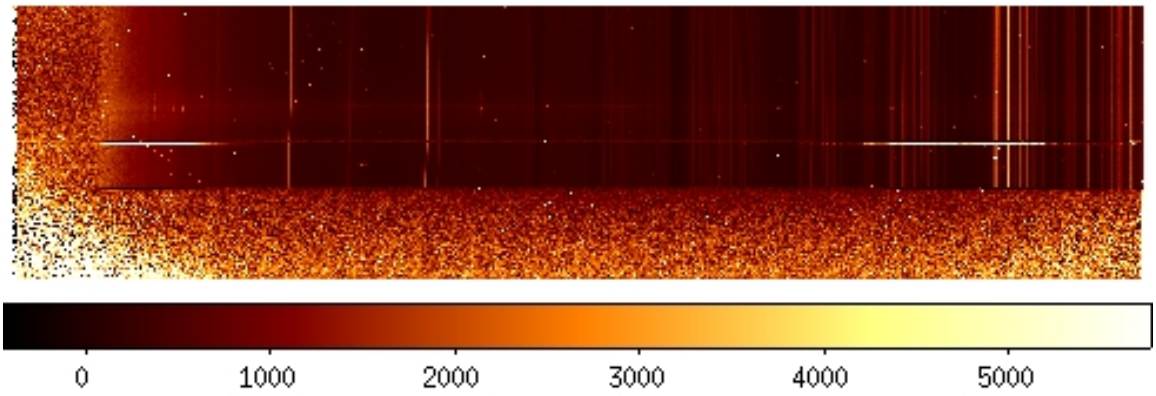

図 2.35: フラット処理後の超新星 SN 2010gi のオブジェクトフレーム

[スカイ差し引き]

スカイスペクトルはスリット全体に当たるため、恒星などの点光源を分光した場合、空間方向に長く写り込む。一次処理後コンパリソンフレームを用いて波長較正[1]したデータから、超新星のまわりの領域の輝度分布を用いて内挿することで、スカイ成分を見積もり、差し引く。

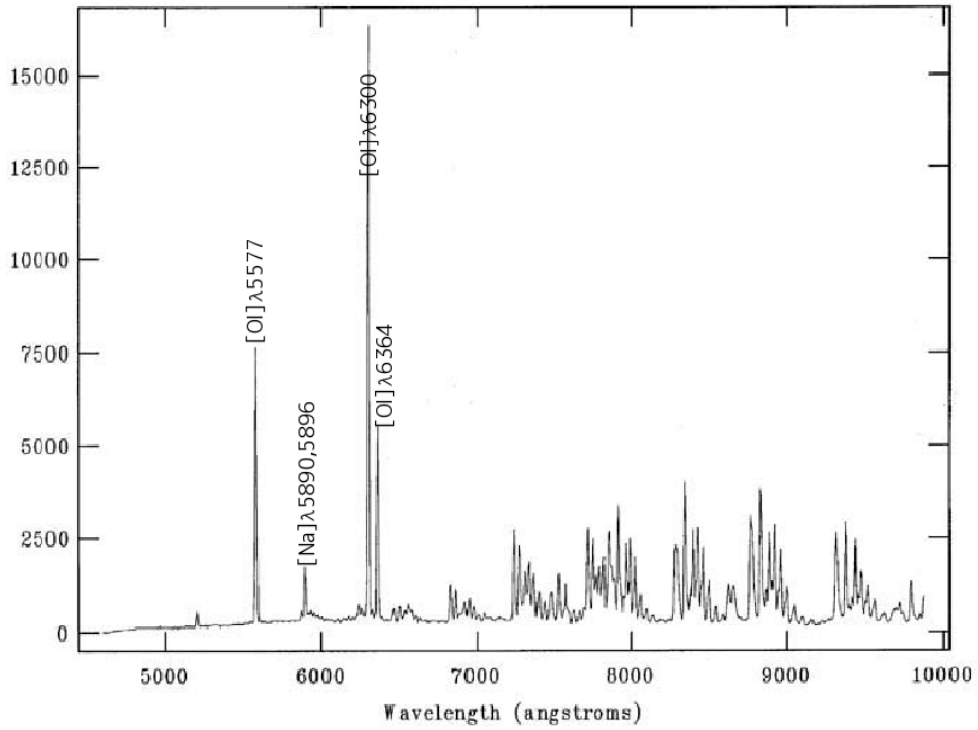

図 2.36: おもなスカイのライン [20]

[宇宙線イベント除去]

スペクトルにおける宇宙線については、L A Cosmic というアプリケーションを用いて除去する。

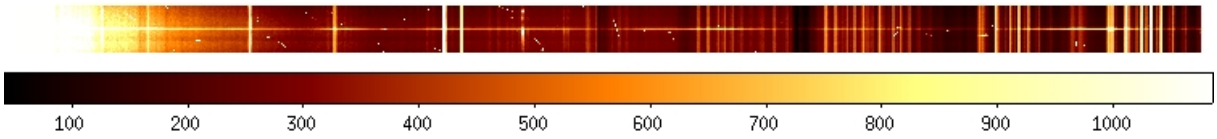

図 2.37: SN 2010gi の宇宙線除去前のオブジェクトデータ

[1]波長較正については後述する。

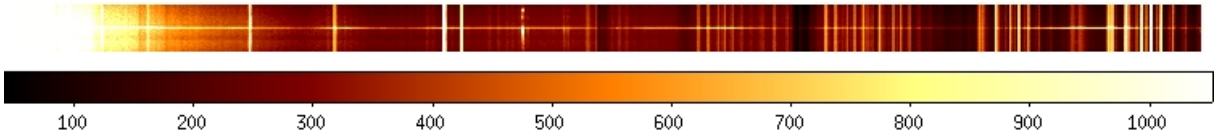

図 2.38: SN 2010gi の宇宙線除去後のオブジェクトデータ

[スペクトルの一次元化]

一般に、分光器の像には歪みがあり、この歪みは特に long slit を用いた分光器で顕著に現れる。IRAF の apall というタスクを用いて、ある波長で空間方向に切り出したプロファイルから天体の中心位置と大きさ、および sky の場所を設定する。これにより、像の回転や曲がりに合わせて切り出し、一次元化できる。また、完全に引ききれていない sky を空間的に fit して取り除くこともできる。

[波長較正]

ピクセル表記になっている横軸を、波長表記に直すという作業を行なう。その際、コンパリソン画像に写り込んでいる Th-Ar の輝線から波長の同定を行なう。

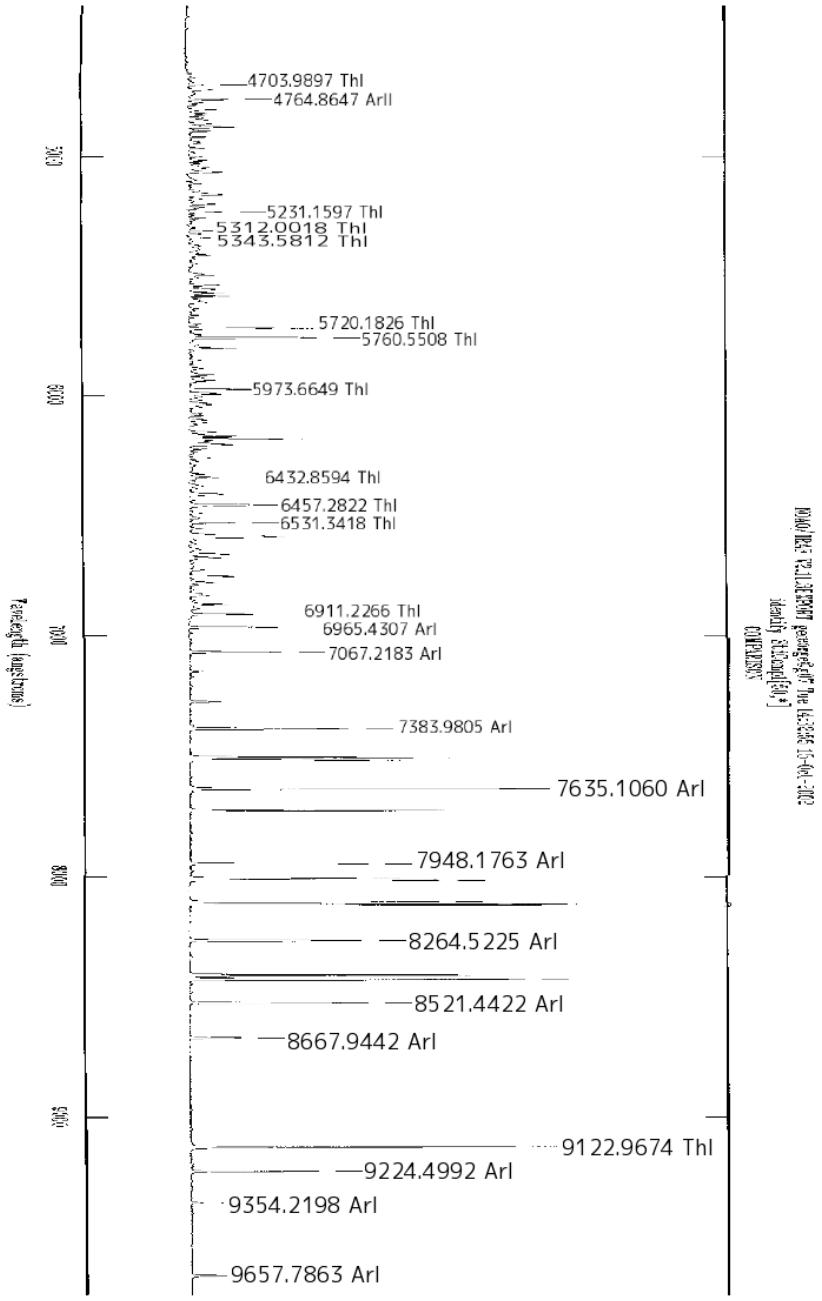

図 2.39: 波長同定に用いる Th-Ar の輝線 [20]

同定の際には、同定したラインにピクセル数と波長の関係式を表す適切なオーダーの関数をフィットさせ、あまりにはずれているものは同定ミスとして削除する。

また FOCAS のメイン光学系は図 2.40 のように、視線中心から遠くなるほど、より外側へ結像位置がシフトする「樽型」の光学系収差 (歪曲) を持つ。さらに、分光時にはグリズムによる収差も加わる。

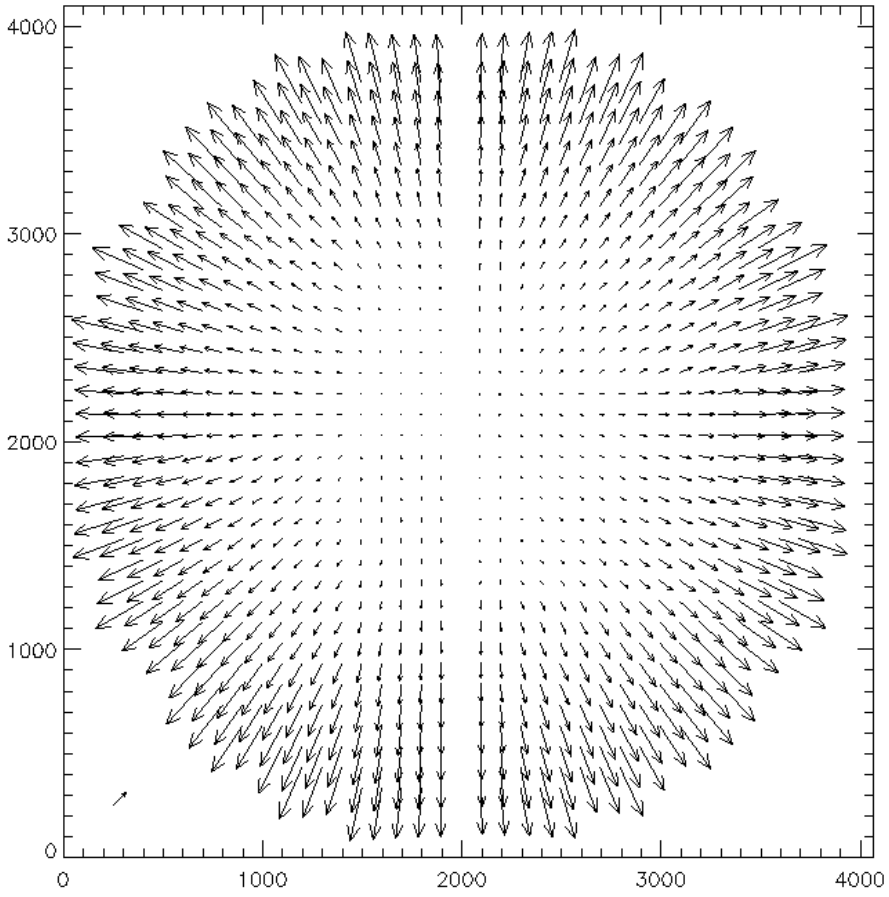

図 2.40: FOCAS のもつ光学的歪曲パターン [20]

ここで、コンパリソンフレームについて、波長較正前を図 2.41 に、波長較正後を図 2.42 に示す。各図の上部がカウントデータで、下部は二次元画像データである。横軸はどちらも波長であり、上下で揃えてある。もともと FOCAS のデータは、ピクセルでの座標では波長の赤側と青側が逆になっていた。波長較正後には軸がピクセルの軸から波長の軸になるため、較正前と較正後では左右が入れ替わっている。

カウントデータにおいては、波長較正前の横軸は CCD のピクセル [pixel] であるが、波長較正後には波長 [Å] になっている。また、画像データにおいては、FOCAS のゆがみにより、視線中心から離れるほどスペクトルが曲がってしまう。詳しく見ると図 2.41 の波長較正前のデータからもそのゆがみがわかるはずである。よって、これを二次元画像中で波長較正することでゆがみを無くす。

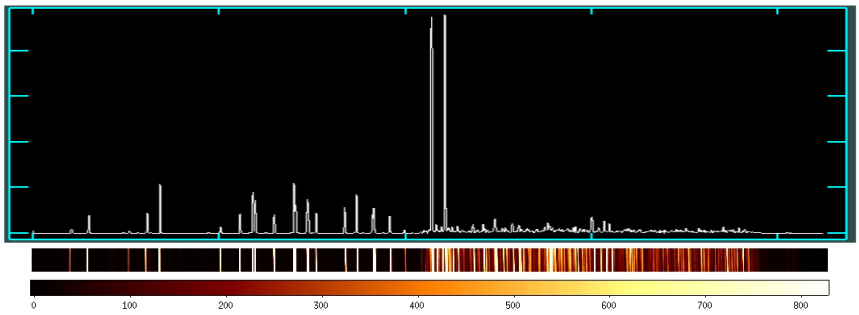

図 2.41: 波長較正前の SN 2010gi のコンパリソンデータ

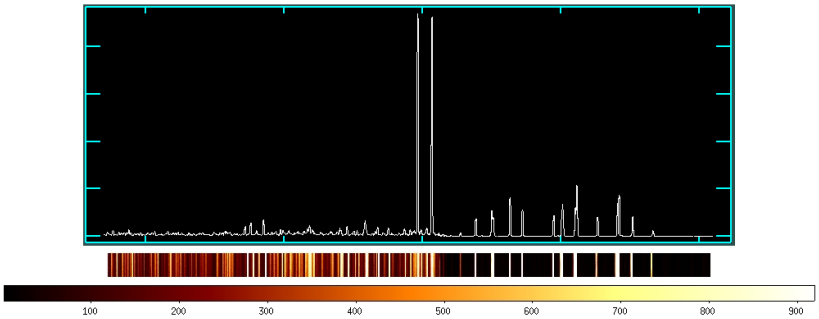

図 2.42: 波長較正後の SN 2010gi のコンパリソンデータ
ここでは同時に、正確に測定のできる波長領域のみ切り出しているので、表示されている波長範囲が図 2.41 に比べ少し狭まっている。

[**flux 較正**]

最後に、明るさのわかっている標準星を用いて flux 較正を行なう。これにより、今まではカウント数表記であった縦軸が、観測された flux の値での表記となる。

まずは、波長較正した標準星のデータから、各波長でのカウント数と flux の関係を求める。この作業は standard というタスク内で行なう。標準星についてはいくつかの星のサンプルデータが既に standard 内にあり、そのデータを参照して実際の flux を判定できる。

その後、sensfunc というタスクを用いたフィットにより、カウントは flux [ergs s^{-1} cm^{-2} $Å^{-1}$] へと変換される。このデータを用いて、オブジェクトフレームもカウント表記から flux 表記へと変換する。この後は、露出時間やマウナケアの大気吸収バンドの補正などを行ない、求めるスペクトルが得られる。

第3章　結果

3.1　測光結果

3.1.1　光度曲線

我々は、発見からの迅速な観測により、SN 2010gi の極大を抑えることに成功した。極大周辺で、V バンドの光度曲線に三次関数 f(x) をフィットさせることにより (図 3.1 の黒実線)、MJD で 55404 日に V バンド絶対等級の極大値 $M_{\rm v}$ =-15.8mag をとったことを求めることができた。

図 3.1 では、坪井氏に提供していただいたデータの解析結果も同じくプロットしている。発見者の坪井氏によるデータでは、かなた望遠鏡より一日早い日のデータがある。坪井氏のデータについては全て等しく銀河差し引きを行った。ただし、HOWPol のデータに比べ S/N があまりなく、一枚一枚ごとの測光が難しかったため、日ごとに位置合わせをした後足しあわせて一枚とし、一日一点のデータとなっている。

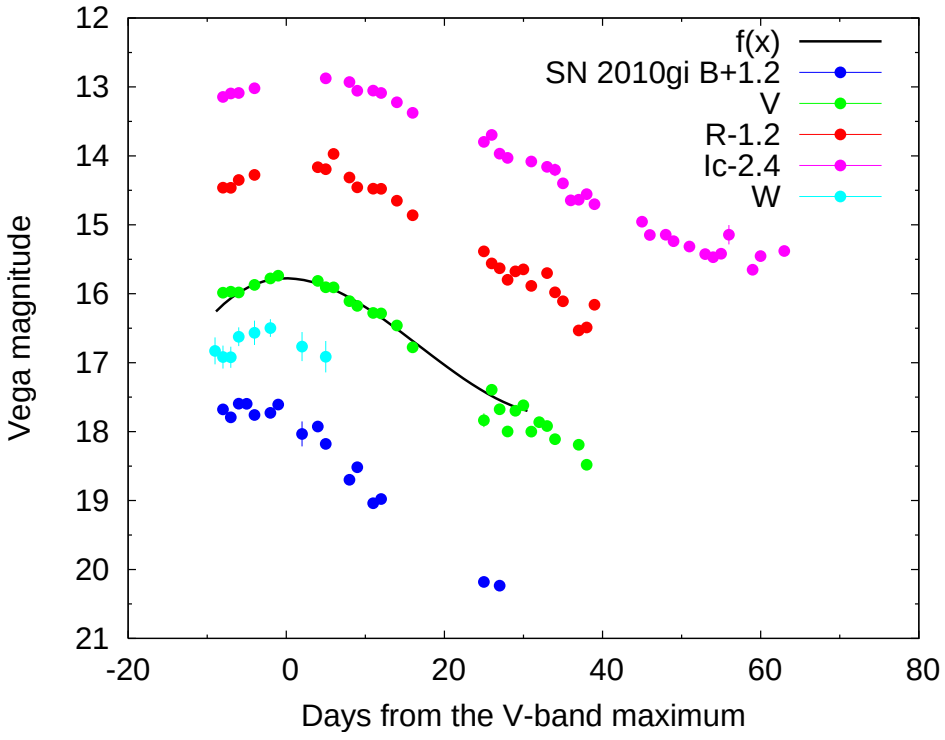

図 3.1: SN 2010gi の光度曲線

3.1.2 色

各バンドでの明るさから、超新星の色 (color) を求めることが出来る。この段階の超新星のスペクトル強度の波長分布は黒体放射で近似できることから、色はすなわち温度を表す。青色は温度が高く、赤色は温度が低い。

色を表すものとして、色指数というものがある。色指数は、$B-V$ や $V-R$ などのように、波長が短いバンドでの等級から波長が長いバンドでの等級を差し引いたものを用いる。このため、値が小さいほど青い・高温ということを意味する。ただし、色を定量的に議論するには、光が超新星から地球に届くまでに受ける星間吸収を補正する必要がある。

通常、星からの光は星間塵によって散乱される。その際、透過力の弱い短波長側の光が強く減衰し、長波長側の光に対し選択的に弱くなる。この、星からの光が実際よりも赤側に偏って見える現象を赤化と呼ぶ。

観測した色指数から真の色指数を引いたもの色超過といい、赤化の度合いを示す。$E(B-V)$ のようにして書かれる。

このように、観測結果から真の色指数を出すには色超過が必要になる。SN 2010gi の色超過については、SN 2010gi のスペクトルにおける NaID の吸収線について見ていく。

NaID の吸収線は、銀河における吸収線である。我々の銀河によるものでは 5890Å であるが、SN 2010gi の母銀河である IC 4660 によるものでは、その距離から計算して 5914Å のところに吸収線が出来るはずである。

この吸収線の量を比較することで、赤化がどの程度であるかを推測することが出来る。

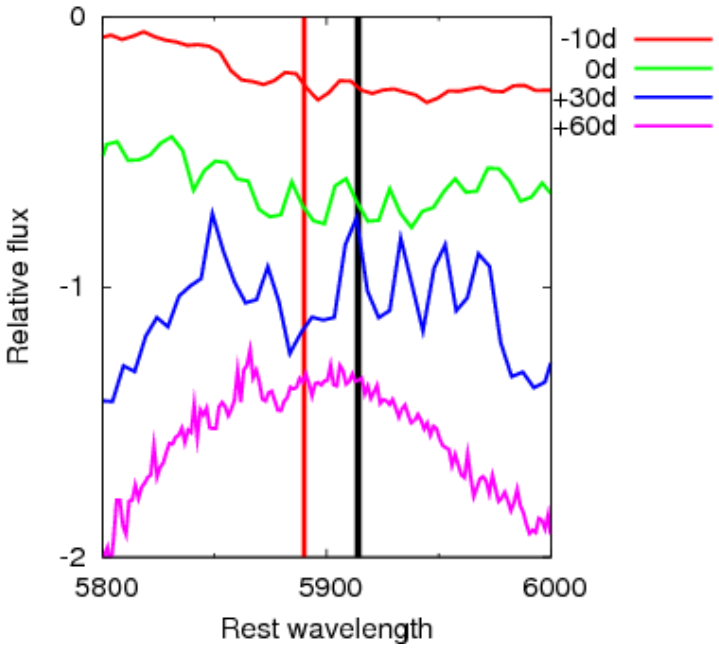

図 3.2: SN 2010gi の NaID 吸収線のようす

図 3.2 から、NaID の吸収は見えず、等価幅の上限値が ∼0.18Å と求められる。これより色超過は $E(B-V) < 0.045$ [23] と求められる。これは、SN 2010gi 方向の我々の銀河の色超過 $E(B-V)$ ∼0.038(表 2.1) とほぼ等しいと考えることが出来る。よって、SN 2010gi では超新星銀河による赤化は無視する。

SN 2010gi の色 $B-V$、$V-R$、$V-I$ を図 3.3 に示す。

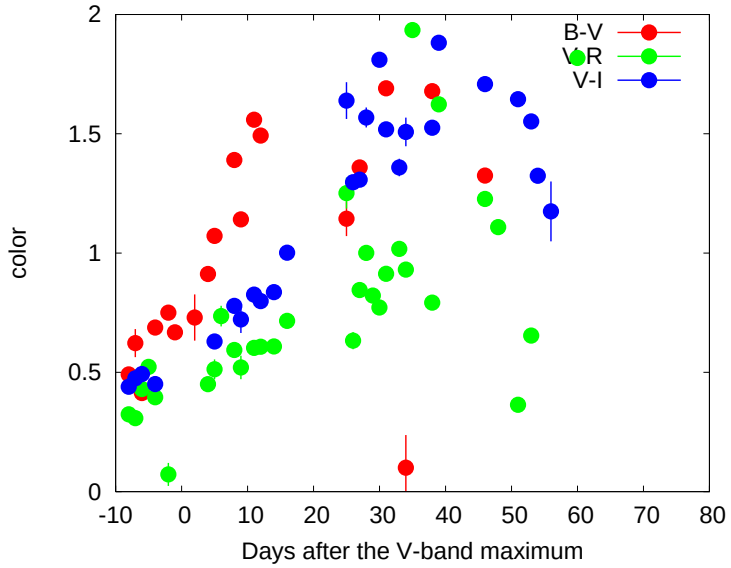

図 3.3: SN 2010gi の色変化

どれも徐々に赤くなる右上がりの傾向が見られる。これは超新星が自由膨張をしていて温度が冷えているためであり、超新星らしい傾向と言える。

どの色も、極大日周辺において 0.5 以上と、とても赤い結果となった。Maria et al.(2011) [24] によると、Ib/c 型超新星では V バンド極大から ∼10 日で V-R∼0.26±0.06 mag に収まるとの報告があるが、SN 2010gi については当てはまらない。

3.1.3 輻射光度

それぞれのバンドフィルターを通して得られた等級は、そのフィルターが感度を持つ波長域でとらえたフラックスの大きさで決まる。HOWPol のそれぞれのバンドにおける透過曲線は図 3.4 のようになっている。

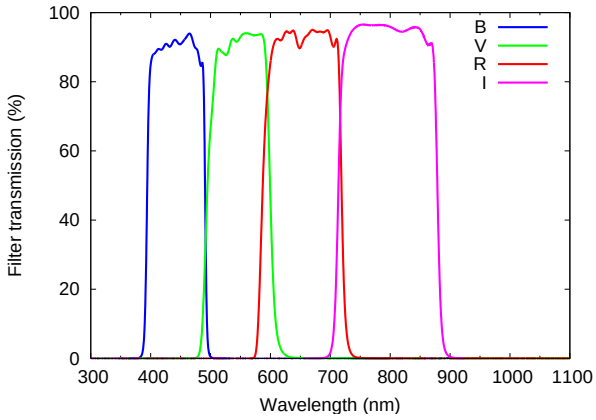

図 3.4: HOWPol Filter transmission curves

これに対し、天体が放出する電磁波のエネルギーを全波長にわたって足しあわせたフラックスから求められるものを輻射光度 (bolometric luminosity) とよぶ。ここで、B、V、R、I バンドで取得したフラックスを全体の 6 割と仮定 [25] して疑似輻射光度 (quasi-bolometric luminosity) を求める。

縦軸に準輻射光度、横軸を日付として描いたものを疑似輻射光度曲線 (quasi-bolometric light curve) として図 3.5 に示す。

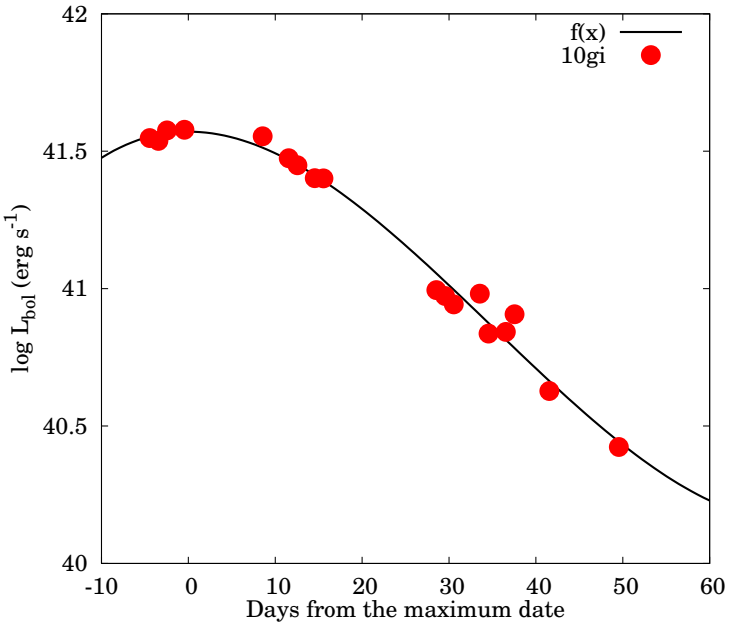

図 3.5: SN 2010gi の quasi-bolometric light curve

三次関数 f(x) をフィットさせると、極大光度 $L_{\max}$ は $\sim 3.7\times10^{41}$[erg/s] であることがわかった。

3.2 分光結果

3.2.1 スペクトル

取得したスペクトルのいくつかを図 3.6 に示す。下へ行くほど時間の経過を示す。このうち、~60d のデータはすばる望遠鏡、そのほかは荒木望遠鏡で撮られたものである。

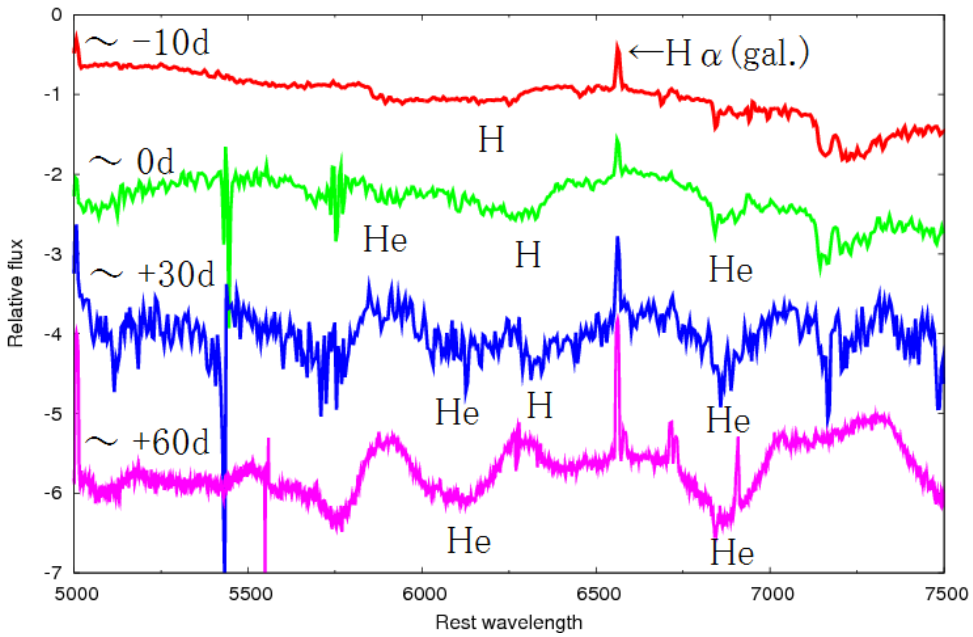

図 3.6: SN 2010gi のスペクトル

スペクトル中に見られる超新星成分からは、外層の成分分布および速度を求めることが出来る。ここでは、図 3.6 でも示したように、水素およびヘリウムがよく見えている。

最も初期の Hα のラインにおいては他の超新星では見慣れない" 箱型" ラインが見られた。その後、Hα 吸収線は次第に弱くなっていき、2010 年 8 月 30 日 (~+30d[1]) に消えた。一方、He I λ5876 ラインは、次第に深くなっていく様子が見られた。このほか、λλ6678, 7065 でも同じような傾向が見られたため、ヘリウム層全体の特徴として時間の経過と共に成分が多くなっていることがわかる。

また、超新星成分が弱まる後期になるほど相対的に顕著になる母銀河成分の輝線スペクトルからは、母銀河の金属量を求めることが出来る。今回、SN 2010gi のスペクトルは、一番最後の爆発後+~60d のデータで銀河の輝線が見え始めているものの、それでもなお、未だ超新星成分が多い初期フェーズであると言える。

[1]極大日から前後何日目のフェーズであるかを示す。- は極大前、+は極大後。d は day の略。

3.2.2 速度

スペクトル中に見られる水素やヘリウムなどの超新星成分は、本来見えるべき元素の波長よりいくらかずれて現れる。これはドップラー効果によるもので、ドップラー効果の式は式 3.1 で表せる。

$$v = \Delta\lambda \times \frac{c}{\lambda} \tag{3.1}$$

これを、観測により得られるパラメータを使って表す。もともとの元素の波長を λ、ドップラーシフト後に見えている波長を λ_0、母銀河の速度を V とすると、式 3.2 のようになる。

$$v = \left(\lambda_0 \times \frac{c}{c+V} - \lambda\right) \times \frac{c}{\lambda} \tag{3.2}$$

これより、Hα6563、HeI 5876 のそれぞれについて、各日のスペクトルにおける吸収線の波長 λ_0 を求める。また、母銀河 IC4660 の速度 V は、光速 c $\sim$ 30000km/s および 赤方偏移 z = 0.004146 を用いて $V = c \times z \sim 1243$ を用いる。

Hα および HeI 5876 について、本来の波長からのズレを速度に直して横軸を設定したものを図 3.7、図 3.8 に示す。吸収線はそれぞれ、色の囲みで塗りつぶしてある部分である。

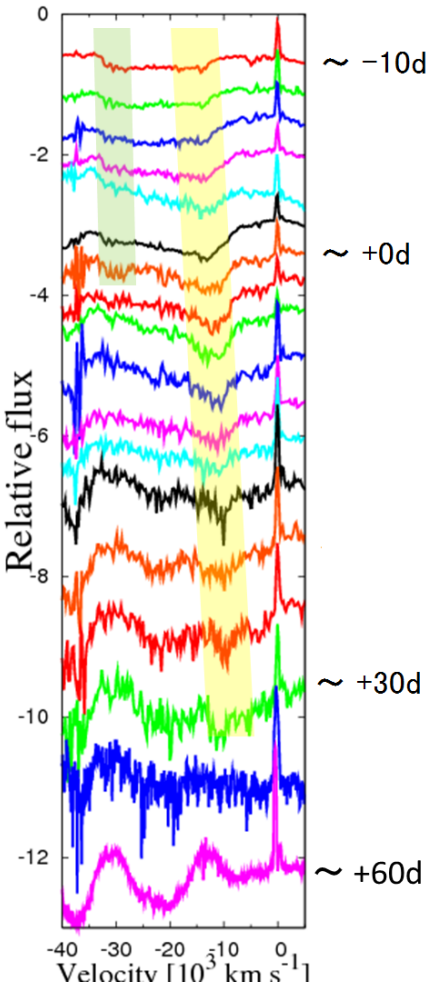

図 3.7: Ha 6563 のようす

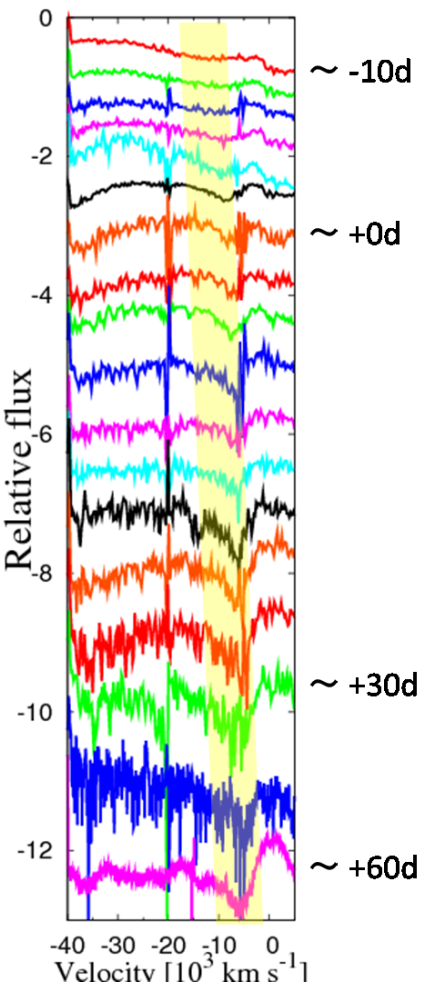

図 3.8: He I 5876 のようす

Hαλ6563 のラインの箱型吸収線は、一つの成分だととらえると、その速度幅は ~20,000km/s にも及ぶことになる。ただし、以降は黄色の囲みで塗りつぶしてある部分と緑の囲みで塗りつぶしてあるものの二つの成分として見ていく。

式 3.2 を用いて波長のズレを速度に変換したものを図 3.9 にプロットした。Hα に見られた箱型の吸収線については、まず一つのガウシアンでフィットし測定した。さらに、速度が速いものと速度が遅いものの二つの吸収線が重なっていると見て、二つのガウシアンをフィットさせ再度測定した。それぞれ、一つの吸収と見たものを赤点、二つの吸収と見て高速側のフィットを青点、低速側のフィットを緑点として図 3.9 に示した。

また、ヘリウムについては、一つのガウシアンのみでフィットした。

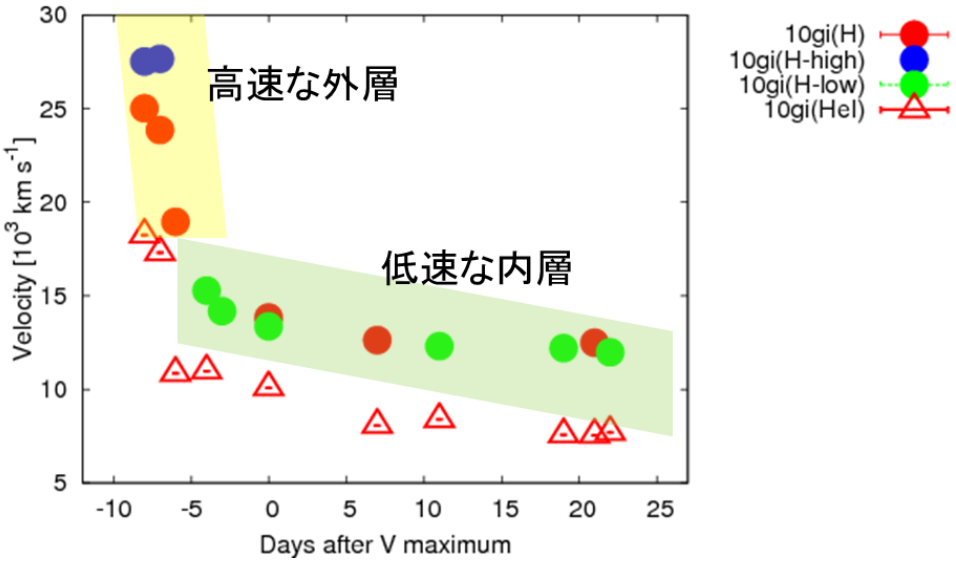

図 3.9: SN 2010gi の H, He の速度

初期には、高速な吸収線 (青点) が優勢であったが、次第に見られなくなり、低速な吸収線 (緑点) が見られるようになった。一つのガウシアンとしてとらえた赤点は、優勢な方に引きずられ、初期は高速側に、後期では低速側に引きずられている。

このことから、初期には、黄色の枠で塗りつぶしてある高速な外層が優勢であったが、次第に見られなくなる一方、緑色の枠で塗りつぶしてある低速な内層は、減速していったのち速度が一定になっていったことがわかる。

このように、箱型の Hα 吸収線を高速の外層と低速の内層だととらえると、内層のみが進化していっているように思われる。

3.2.3 母銀河の金属量

超新星成分が暗くなる後期ほどスペクトルに現れてくる母銀河の HII region を起源とする輝線の強度比から、母銀河の金属量組成比を求めることが出来る。今回求めた輝線 flux を強度 “比” として用いるのは、距離の効果 (redshift) が相殺されるため不定性が少なくて済むからである。また吸収の効果 (reddening) についても、波長の近いもの同士の強度比であればその効果は無視できるほど小さくなると考える。

ここで指標とする金属量組成比は、金属量指標でよく用いられている酸素を用いる。

星雲の酸素組成が多く使われる理由としては、酸素の多くが気体として存在しているからである。星間物質は大きく分けて、固体微粒子と気体とがある。このうち、気相のものは成分を観測することができるが、ダストに取り込まれて固体となってしまうとその成分を観測することは容易ではない。その点、酸素は固体を除いた気相においても豊富に含まれる。また、可視波長においてとても強いラインを示す。これらの利点から、酸素組成を用いた組成の導出技法が確立され

てきた [26]。指標によって系統誤差が生じるが、本論文ではこれ以後、金属量は (O/H) によって与えられるものとする。

輝線の強度は、組成の大小の他、電子の温度と密度に依存している。輻射輸送と各元素のエネルギー準位の停在数により、理論的に予想することが可能なのである。逆に、温度や密度を仮定すると各元素量の強度比も計算できる。ある輝線強度比から温度や密度が仮定できれば、その元素量の指標が定められ、さらに金属量の存在比パターンを仮定することで、今回指標とする金属量 (O/H) も求めることができる。

輝線の強度比から金属量組成比を用いる方法はいくつかあるが、今回は Pettini & Dopita (2004) [27] の方法を採用する。この方法では、[NII]λ6583 と Hα のライン比を使用する。

窒素輝線から、まずは式 3.3 のように N2 を定義する。

$$\mathrm{N2} \equiv \log\Big([\mathrm{NII}]\lambda 6583/\mathrm{H}\alpha\Big) \tag{3.3}$$

このとき、式 3.4 の線形フィットが与えられる。

$$12 + \log(\mathrm{O/H}) = 9.12 + 0.57 \times (\mathrm{N2}) \tag{3.4}$$

また、-2.8 <N2 <-0.3 のときは、三次式 3.5 によりフィットできる。

$$12 + \log(\mathrm{O/H}) = 9.37 + 2.03 \times (\mathrm{N2}) + 1.26 \times (\mathrm{N2})^2 + 0.32 \times (\mathrm{N2})^3 \tag{3.5}$$

今回、SN 2010gi の金属量を求めるデータとしては、発見日から最も離れた日のデータであるすばる望遠鏡によるデータを用いることとする。それぞれの指標は図 3.10 のように見えている。

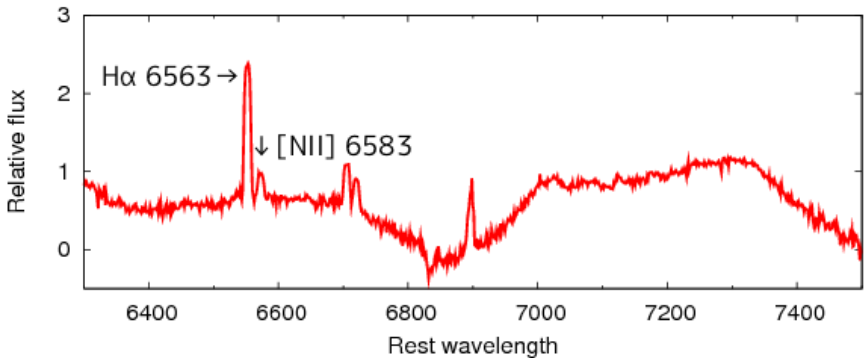

図 3.10: 指標となる輝線
このほか、この図中には [NII] 6540、[S II] 6715, 6731 が見えている。また、∼6900Å に見えているものは元素の輝線ではなく宇宙線である。

これより、SN 2010gi の金属量 12+log(O/H) ∼ 8.34(6) と求められた。

本来ならば、これ以外の指標を用いて系統誤差を小さくする必要がある。しかし、ここでは他の指標に必要な輝線がまだ見えていないので、ここではこの指標のみ用いる。よって、ここでは同じ指標を用いて同定されたものと比較する。

表 3.1 には、SN 2010gi に加えて Ib/c、II 型の超新星、および GRB を付随した超新星の金属量を記載した。GRB を付随した超新星はほかの超新星に比べて低金属量となっている。

表 3.1: さまざまな型の超新星の平均金属量

超新星の型	平均金属量 12+log(O/H)	参照
10gi	8.34(06)	本研究
Ib	8.616(040)	[28]
Ic	8.626(039)	[28]
II	8.580(027)	[28]
GRB-SNe	$\sim$ 7.6(2)	[29]

表 3.1 に記入された SN 2010gi の金属量とそのほかの超新星を比較すると、通常の Ib/c 型よりも 4-5σ と有意に低い値をとる。しかし、GRB を付随した超新星ほど低金属量ではない。

第4章　考察

4.1　型の決定

超新星は、初期スペクトルの様子からその型を決定する。

4.1.1　初期スペクトルからの同定

超新星は、歴史的にその初期スペクトルに何の元素が見えるか、あるいは見えないかということで型を決定する。同じ型に属していても、その他の性質や後期にみられる様子がだいぶ異なる場合もあり、逆に、違う型に属していても似たような物理状態を見せる場合も多くある。

第 3 章で、SN 2010gi の分光観測の結果について取り上げた。SN 2010gi は、初期で見られた水素が ∼+30d で消えた一方、徐々にヘリウムの吸収線が深くなっていく様子が見られた。この挙動は、IIb 型超新星であることを示唆する。よって、測光分光観測によって得られたそれぞれのデータについて、IIb 型超新星との比較を行い、SN 2010gi が IIb 型の中でどのような位置づけになるのかを見ていく。

4.2　IIb 型超新星 SN 2010gi

スペクトルと速度分布

超新星はその初期スペクトルによってさまざまな型に分類される。スペクトルに見られる凹凸は、超新星を構成する様々な元素が、それぞれのもつ特徴的な波長で内部からの光を吸収・放出していることにより形成される。

超新星の初期では、超新星の外層大気中の元素による吸収線 (スペクトルの凹み) がよく見られる。後期になり、膨張大気が薄くなると、転じて輝線 (スペクトルの突出した部分) が見られるようになる。幅の広い輝線は超新星大気中に存在する元素によるもので、幅の狭い一定の輝線は母銀河の HII region によるものである。

超新星大気の吸収線では、その最も強く吸収された部分 (光の強さが極小となる部分) が、元素が持つ特徴的な波長 (静止波長) から少し短い側にずれていることが知られている。これは、超新星物質が膨張しているために起きるドップラー効果によるものである。超新星物質の膨張速度が大きいほどこのずれは大きくなり、ずれの大きさを測ることで超新星の膨張速度を推定できる。

式 3.2 を用いて波長のズレを速度に変換したものを図 4.1 にプロットした。●は Hα、△は HeI であり、赤色で SN 2010gi、青色で SN 1993J を示した。SN 1993J のデータは Barbon et al. (1995) [30] による。

ここで、水素については、超新星の膨張速度ということでより内側の速度だけ見たいため、図 3.9 と異なり、吸収線を二つのガウシアンとみた場合の低速側のみのデータを示した (つまり、図 3.9 でいう緑点のみ)。

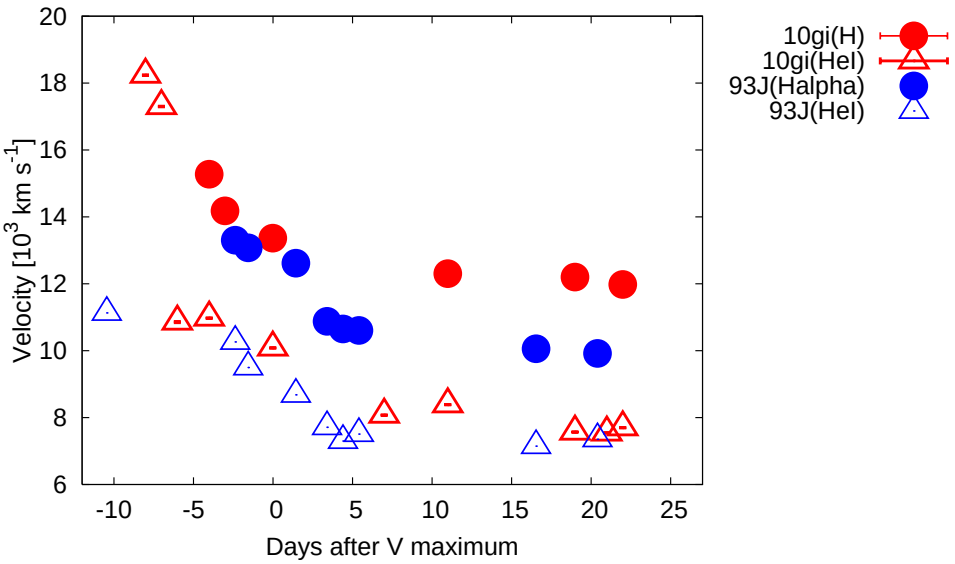

図 4.1: 10gi と 93J の H, He の速度

SN 1993J と比べると、ヘリウムについては同程度の速度であるが、水素は SN 1993J よりも高速であることがわかった。

また、ヘリウムの最も初期の二点はとても高速である。ヘリウムの場合水素のような箱型という特異な状態は現れていなかったが、水素と同じように高速な外層と低速な内層の二つが存在するのかもしれない。そのような特徴を除いて、初期以外での速度の進化の様子は SN 1993J と非常によく似ている。

スペクトル進化

SN 1993J と、同フェーズでのスペクトルの比較を行ったものを図 4.2 に示す。

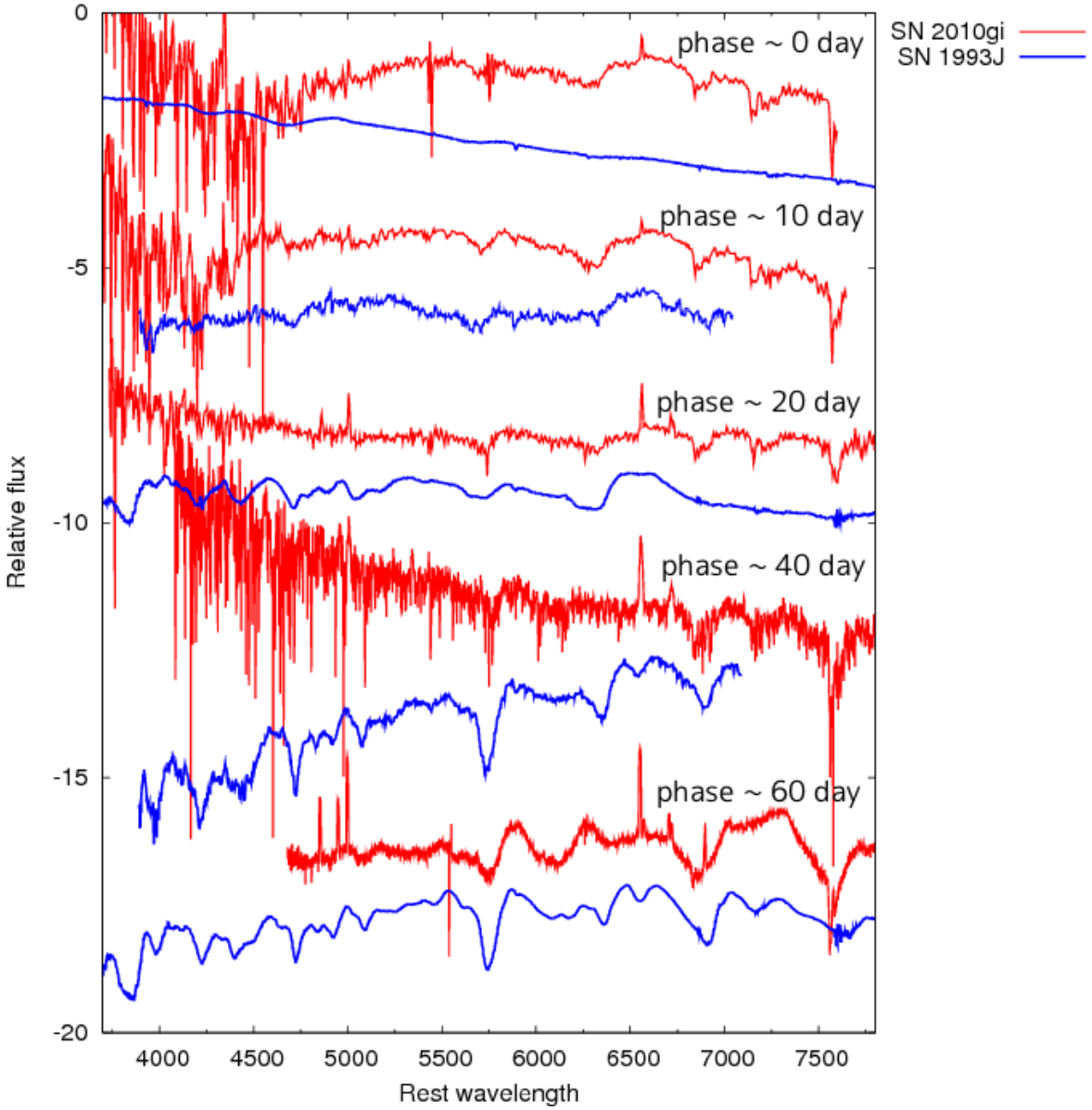

図 4.2: 93J スペクトルとの時系列比較

これを見ると、SN 2010gi では Hα が徐々に見えなくなったフェーズにおいても、SN 1993J では水素の吸収線が強く残っている。

また、そのほかの Ib/c および II 型超新星と、同フェーズ (極大 ∼ +0d) で Hα 6563 および HeI 5876 あたりを見比べると図 4.3 のようになる。

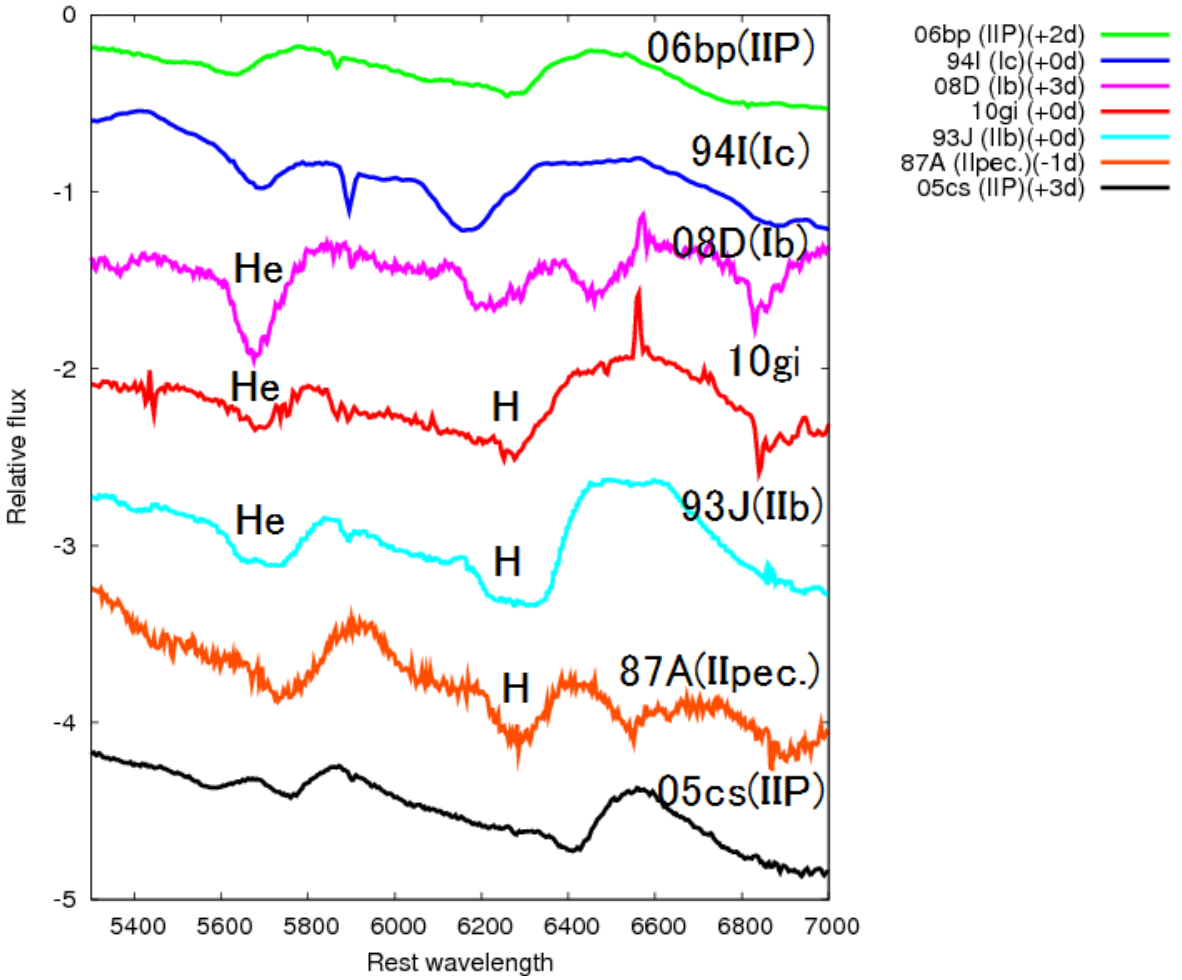

図 4.3: 極大日付近での色々な重力崩壊型超新星の爆発

SN 2010gi は極大日において水素もヘリウムも見えているが、水素は SN 1987A や SN 1993J のように深くなく、ヘリウムも SN 2008D ほど深くない。SN 1993J に比べ水素の外層が軽かったことで、水素層が高速まで加速され得たのかもしれない。

4.2.1 光度曲線

光度曲線の形

まず、SN 1993J の光度曲線 [31] と比較してみる。SN 1993J は、当初は IIb 型超新星のプロトタイプだと考えられていたが、様々なサンプルとの比較からプロトタイプとは言えないのではないかという指摘もある。しかし、SN 1993J はよく調べられている数少ない IIb 型超新星の一つであり、発見から約 10 年たった現在でも、IIb 型超新星は SN 1993J と比較することが通例となっている。

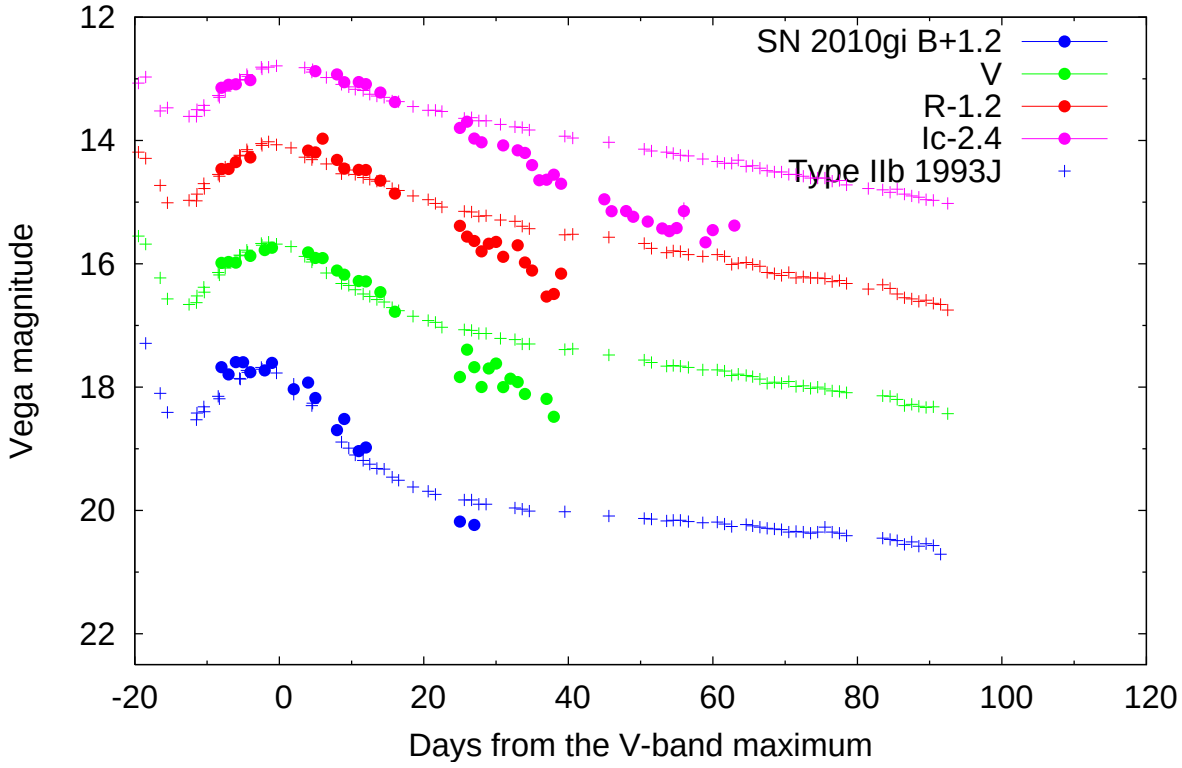

図 4.4: SN 2010gi と SN 1993J の光度曲線

超新星の解析において、この図のように極大を合わせて光度曲線を描くという方法はよく用いられる。光度曲線が似ているものは放出物質の進化の様子も似ていると考え、増光・減光の様子を見る。SN 1993J に比べると、SN 2010gi は増光がややゆっくりで、減光は速い。

IIb 型超新星である SN 1993J 以外にも、Ib/c 型やさまざまな II 型の超新星と光度曲線を比べてみた [32] [33] [34] [35] [36]。

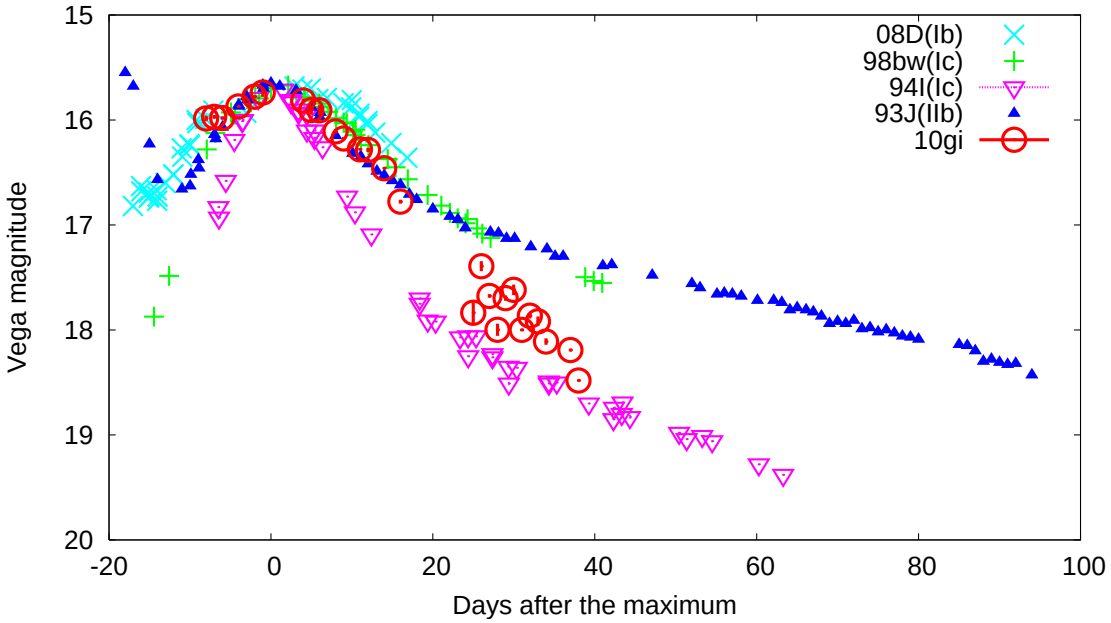

図 4.5: SN 2010gi と様々な超新星の光度曲線

この図から、SN 2010gi の増光はそのほかの Ib/c、IIb 型に比べてゆっくりであるが、減光のようすは SN 1993J や SN 2008ax のような IIb 型よりも速く、急であることがわかる。この直線的な減光は IIb 型でなく IIL(II-linear) 型とよく似ている。IIL 型との比較については、4.2 以降で詳しく見ていく。

SN 2010gi で増光している初期の部分は、IIP(plateau) 型のプラトー期と類似した。しかし、極大を迎えたあとは一転して速い減光を示し、増光と減光の様子は全く異なっている。そのほかの Ib/c、IIb 型で見られているような、極大付近での左右対称な山なりの形、さらには極大後、コバルトの崩壊時に見られる緩やかな減光も見られない。これらの様子は、水素層の影響による増光が寄与しているのではないかと考えられる。

色

Ib/c、IIb 型の超新星の色について、図 4.6、図 4.7、図 4.8 に示す。赤化の補正に用いた値は表 4.1 のとおりである。

図 4.6、図 4.7、図 4.8 では、Ib/c、IIb 型の超新星の色とともに示している。

ここで注目すべきは、SN 2010gi が他の Ib/c、IIb 型超新星に比べ赤いことである。極大での色指数 $B-V$ が、SN 1993J で $\sim$+0.3 であるのに対し、SN 2010gi では $B-V$ $\sim$+0.8 ほどもある。これはとても赤い。

色は温度を表し、高温側で青色、低温側で赤色を示す。SN 2010gi はそのほかの Ib/c や II 型よりも赤く、温度が低いということになる。

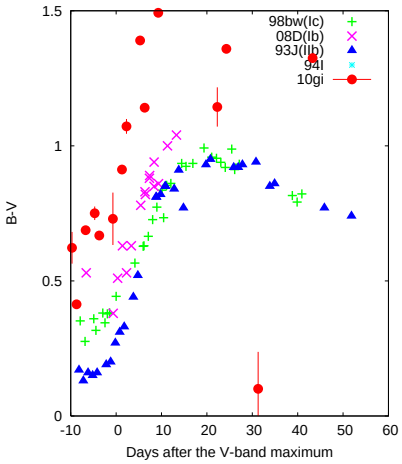

図 4.6: $B-V$

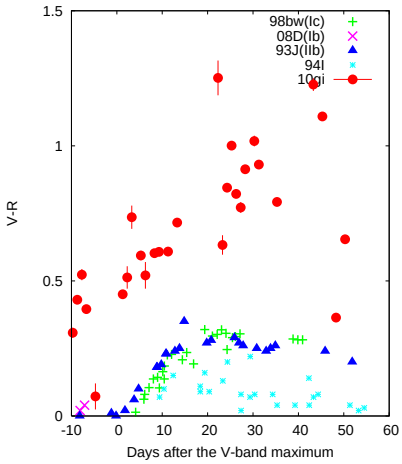

図 4.7: $V-R$

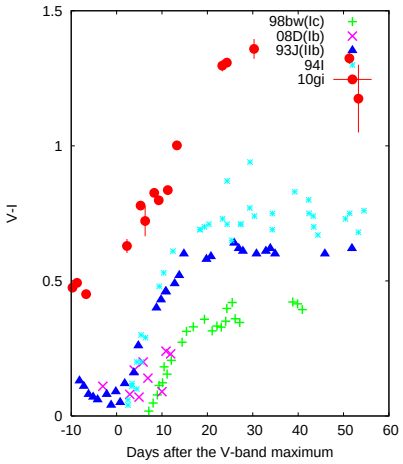

図 4.8: $V-I$

表 4.1: 各超新星の赤化補正

超新星	E(B-V)	参照
SN 1993J	0.32	[37]
SN 1994I	0.45	[38]
SN 1998bw	0.042	[39]
SN 2008D	0.65	[40]
SN 2010gi	0	本研究

輻射光度

縦軸に疑似輻射光度、横軸を日付として描いたものを疑似輻射光度曲線 (quasi-bolometric light curve) として図 4.9 に示す。

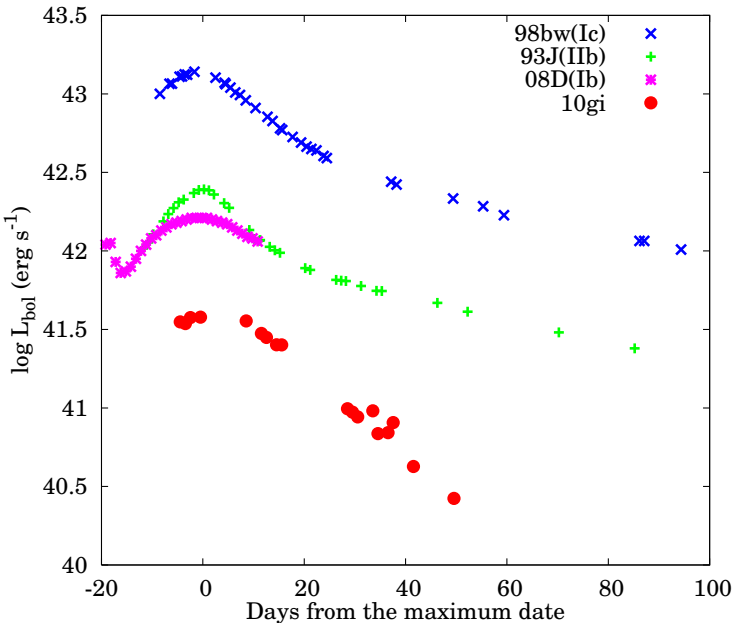

図 4.9: SN 2010gi の quasi-bolometric light curve

そのほかの Ib/c および IIb 型超新星に比べとても低いことがわかる。

光度曲線とエネルギー源

超新星の光の源は大きく分けて 2 種類ある。1 つ目は、爆発時に星の内部を伝わる衝撃波による加熱であり、2 つ目は、爆発時に合成された放射性元素の ^{56}Ni(ニッケル) が ^{56}Co(コバルト) に崩壊するとき、さらにその ^{56}Co が ^{56}Fe に崩壊するときに放出する γ 線と陽電子による加熱である [1]。水素外層が薄い IIb 型では、前者はわずかで後者が支配的と考えられることから、^{56}Ni の質量 $M_{\rm Ni}$ を見積もってみたい。

理論モデルでは、極大 ($t = t_{\rm r}$) での全輻射光度とエネルギー生成率は一致する。つまり式 4.1 のようになる [41]。

$$L_{\rm max} = E_{\rm Ni}(t_{\rm r}) \tag{4.1}$$

Stritzinger & Leibudgut(2005) [42] では、^{56}Ni の質量 $M_{\rm Ni}$ は輻射光度のピーク $L_{\rm max}$ および時間スケール $t_{\rm r}$ におよそ依存し、式 4.2 のように書けると提唱している。

$$L_{\rm max} = \left(6.45e^{-\frac{t_{\rm r}}{8.8d}} + 1.45e^{-\frac{t_{\rm r}}{111.3d}}\right) \times \left(\frac{M_{\rm Ni}}{M_{\odot}}\right) \times 10^{43} \tag{4.2}$$

光度曲線から得られる一つのパラメータとして、爆発日から極大日までの日数をライジングタイムスケール (rising time-scale：$t_{\rm r}$) がある。

SN 2010gi は、爆発日後数日後に発見されたため、$t_{\rm r}$ は求めらない。よってここでは、IIb 型と似たような型で、且つ精度良く爆発日が求められている二つの超新星と光度曲線を比較し、SN 2010gi の $t_{\rm r}$ を推定する。

図 4.10 のようすから、SN 2010gi は SN 1998D(Ib 型) および SN 1993J(IIb 型) の中間程度であることがわかる。それぞれの超新星の $t_{\rm r}$ が 18d、12d であることから、SN 2010gi の $t_{\rm r}$ =12-18d と考えることができる。

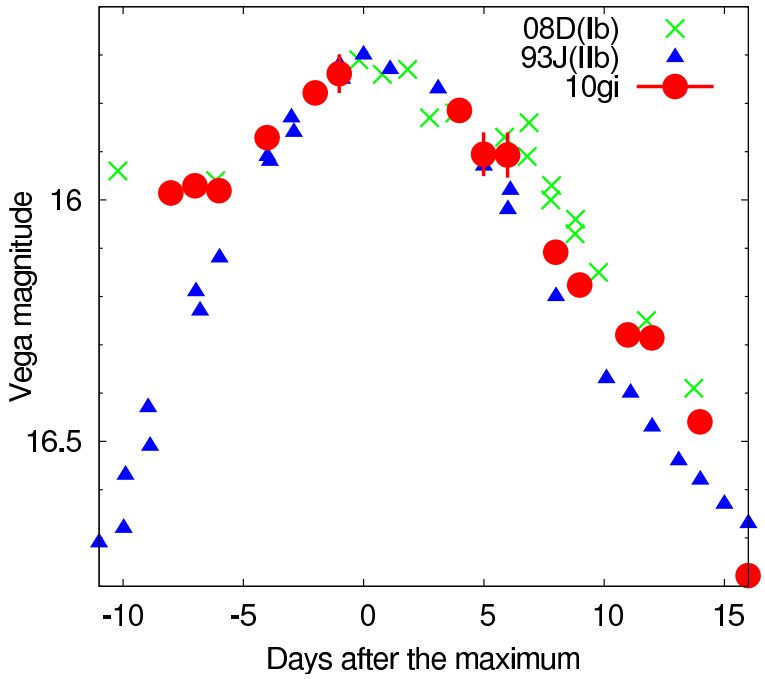

図 4.10: 極大日周辺でのライトカーブの様子

これより、SN 2010gi のパラメータ $L_{\rm max}$ =3.7×10^{41}erg/s、$t_{\rm r}$ =12-18d から、^{56}Ni の質量 $M_{\rm Ni}$ =0.014-0.021$M_{\odot}$ と求めることが出来る。

超新星は自由膨張して冷えていく。衝撃波のみの熱源であれば超新星は急激に暗くなるところであるが、2 つ目の熱源である放射性元素からの γ 線と陽電子による加熱により、爆発から数百日してもまだ光っており、減光の仕方 (高度曲線の傾き) は緩やかになる。^{56}Ni は半減期が約 6 日で、超新星の明るさが極大を迎える頃にはかなりの量が ^{56}Co に崩壊している。しかし ^{56}Co の半減期は 77 日と長く、これが爆発してから 1ヶ月以上たった超新星の主な光の源となる。

山なりの光度曲線を持つのは、^{56}Ni の崩壊により加熱された内側の領域から光が出てくるのに時間がかかるためである。極大のあたりでは、光度曲線の形がほぼ左右対称で、その時間スケール t_r[1]は式 4.3 のように近似的に書ける。

[1] t_r : rising time scale

$$t \propto \kappa^{\frac{1}{2}} M_{\rm ej}^{\frac{3}{4}} E_{\rm k}^{-\frac{1}{4}} \tag{4.3}$$

ここで、κ は吸収係数であり、温度や元素の種類で決まる。式 4.3 から、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 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 が大きくなる。

スペクトルから求められる超新星の平均的な速度を v とすると、膨張している超新星物質の運動エネルギー ($E_{\rm k}$) は、超新星物質の質量 ($M_{\rm ej}$) を使って $E_{\rm k}$=1/2$M_{\rm ej}v^2$ と表せる。すなわち、速度 (v) はエネルギーと質量に対して式 4.4 の依存性を持つ。

$$v \propto E_{\rm k}^{\frac{1}{2}} M_{\rm ej}^{-\frac{1}{2}} \tag{4.4}$$

以上の式 4.3 および式 4.4 を用いて、SN 2010gi の ejecta mass $M_{\rm ej}$ および運動エネルギー $E_{\rm k}$ を求める。

ここでは、SN 2010gi の親星は水素外層が少なく、ヘリウム星として考え、膨張速度は SN 2010gi のヘリウムの速度から、速度が一定に収束していったときの値 $v \sim$ 8-10$\times10^3$km/s を用いる。

また、そのほかの SN 2010gi のパラメータとしては、rising time scale $t_{\rm r}$ =12-18d を用いる。

さらに、算出にあたり Ic 型超新星である SN 1994I のパラメータを用いる。それぞれ、$t_{\rm r} = 10$d、$v = 10 \times 10^3$km/s、$M_{\rm ej} = 1.0 M_{\odot}$、$E_{\rm k} = 1 \times 10^{51}$erg とする。SN 1994I は Ic 型でありタイプとしては異なるが、使用する式 4.4 では速度とエネルギーのみによるため、型が異なっても成り立つと考えられる。また式 4.3 においても、IIP 型に特徴的なプラトーのような平坦な構造は見られず、山なりの光度曲線をもつ超新星 (つまり、水素層が少なくなっている状態での超新星) は、その間は ^{56}Ni の崩壊で光っていると考え、この式を使って当てはめて考えることが出来る。

よって、94I との比から簡易的なスケーリング則で 10gi のパラメータを求めると、$M_{\rm ej}$ = 1.2-2.6M$_{\odot}$、$E_{\rm k}$ = 0.7-1.7$\times10^{51}$erg と求まる。

親星

求めた ^{56}Ni の質量および ejecta mass について、SN 1993J と比較すると表 4.2 のようになる。

表 4.2: 親星議論

超新星	^{56}Ni 質量 $M_{\rm Ni}$[M$_{\odot}$]	ejecta mass$M_{\rm ej}$[M$_{\odot}$]
SN 1993J	0.08 [43]	1.9-3.5 [44]
SN 2010gi	0.014-0.021	1.2-2.6

熱源となる ^{56}Ni の質量 $M_{\rm Ni}$ は親星の内部の情報であり、一方 ejecta mass $M_{\rm ej}$ は超新星の放出物質全体の質量を表す。

これらの点から、SN 1993J も SN 2010gi もどちらも単独星の爆発であるならば、SN 2010gi は SN 1993J よりも軽い親星が爆発したことが考えられる。軽い親星は自身の輻射圧が少なく、水素を多く残していることが多いことを考えると、SN 2010gi が SN 1993J に比べ軽く水素が多いということと矛盾しない。

ただし、現在では単独星ではなく連星系による水素剥ぎとり説もある。単独星か連星系かの議論では本研究では言及できない。

4.2.2 IIb 型超新星 SN 2010gi のまとめ

ここまでは、初期のスペクトルで、消えていく水素と増えていくヘリウムが見られることから、SN 2010gi を IIb 型と決定して議論を行って来た。

スペクトルや光度曲線から得られるパラメータから、SN 2010gi は爆発エネルギー $E_{\rm k}$ に関しては典型的な重力崩壊型超新星と同程度であるにもかかわらず、極大総輻射等級から求められる ^{56}Ni 生成量は ∼0.02 太陽質量と、とても小さい値となった。単独星と見ると、これは SN 1993J よりも軽い親星の爆発であったと考えることが出来る。

よって、SN 2010gi は IIb 型の中では軽く厚めの水素外層を持ち、熱源が少なかったことで暗く赤い超新星となったのではないかと解釈できる。

しかし、必ずしもスペクトルの進化は典型的な IIb 型とは言えず、さらに減光が直線的に長く続く傾向が見られたことは、IIb 型ではなく IIL 型の特徴に近い。よって、次のセクションでは IIL 型の性質をもつ IIb 型超新星ではないかとみなして IIL 型との比較を行っていくこととする。

4.3 IIL 型の性質を持つ SN 2010gi

4.3.1 光度曲線

光度曲線の形

IIL 型超新星では、極大前から発見されているものはほとんど無く、したがって極大に合わせて光度曲線を描くことができない。ただし、それぞれの光度曲線やスペクトルの様子から爆発日が推定されていることから、横軸を爆発日にして光度曲線を描くこととする。SN 2010gi については、$t_{\rm r} = 18$d を採用し、極大日が爆発日後 18 日と仮に設定した。またこのとき、SN 2010gi 以外の超新星についての縦軸は、SN 2010gi の極大日 (極大後 18 日目) における光度が SN 2010gi の極大光度に重なるように設定した [45]。

以上のような描き方で、IIL 型の超新星いくつかと一緒に光度曲線を描くと図 4.11 のようになった [46] [47] [48] [49] [50](SN 2009kr については、かなた望遠鏡で撮られたデータを使用した)。

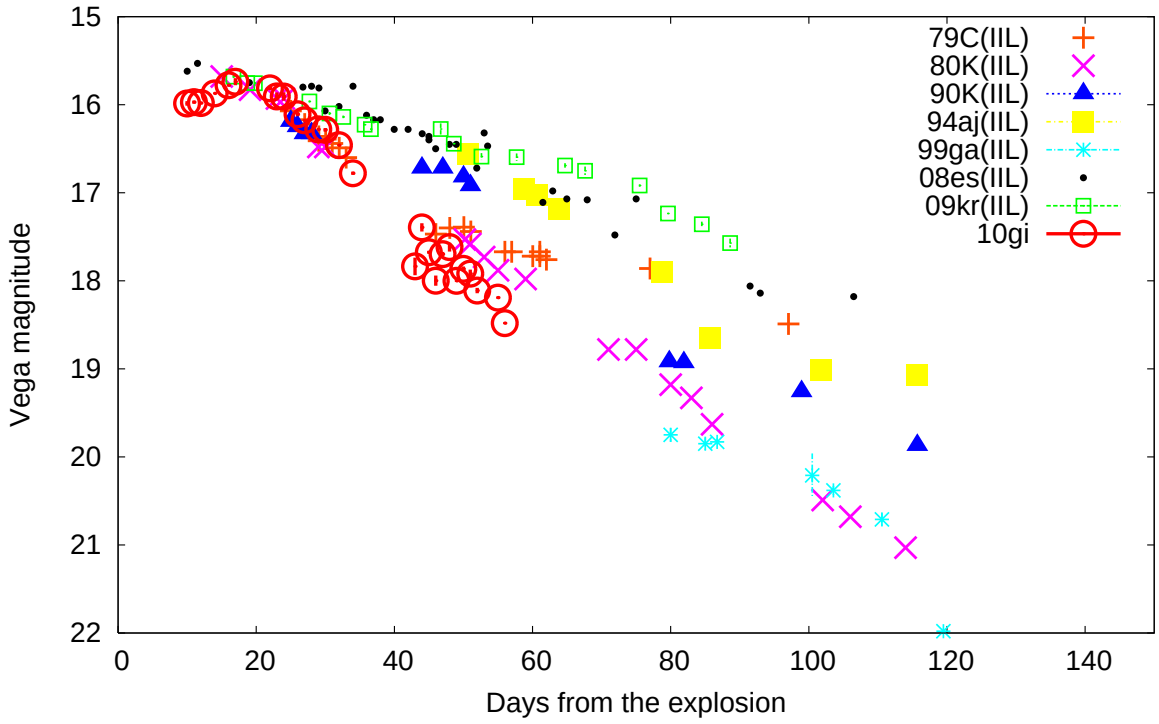

図 4.11: SN 2010gi と様々な超新星の光度曲線

IIL 型の超新星の光度変化は、IIb 型のような山なりの曲線ではなく、直線的な減光を見せる。ただし、900 日を超える後期まで観測が行われて、コバルト崩壊によるなだらかな傾きを持つ第二のフェーズも見えている超新星がいくつかある。SN 2010gi はこの点、一直線に減光しており、コバルト崩壊のフェーズの観測は出来なかったことがわかる。減光フェーズは典型的な IIL 型で 0.046mag/day と言われている [51] が、SN 2010gi では ∼0.1mag/day と、IIL 型の中でもとても急な勾配がみられた。

さらに、IIL 型は SN 1979C のような明るい bright-IIL と、通常の normal-IIL の二つにグループ分けされつつある。二つのグループにおける B バンドの絶対等級はそれぞれ $M_{\rm B}$ ∼-19.3 等、-17.6 等である [52]。SN 2010gi の B バンドの絶対等級は $M_{\rm B}$ ∼-15.0 等なので、とても暗い。

色

IIL 型の超新星とともに、それぞれの色について図 4.12、図 4.13、図 4.14 に示す。赤化の補正に用いた値は表 4.3 のとおりである。

そもそも IIL 型のデータは古いものが多く、多バンドで撮られているものが少ないためサンプル数が少ない。数少ない IIL 型のデータとの比較をすると、SN 2010gi は IIL 型の中でも特に赤い超新星ということがわかる。

さらに、IIb 型と IIL 型と入り混ぜてプロットする。図 4.15、図 4.16、図 4.17 では、緑色が IIb 型 (+ 98bw(Ic)、×08D(Ib)、▲ 93J(IIb)、∗94I(Ic))、青色が IIL 型 (□90K、■ 99ga、⊙09kr) で

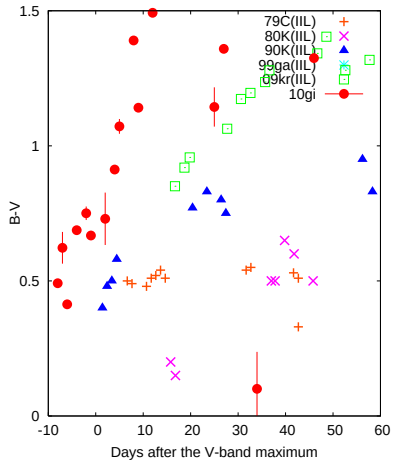

図 4.12: $B-V$

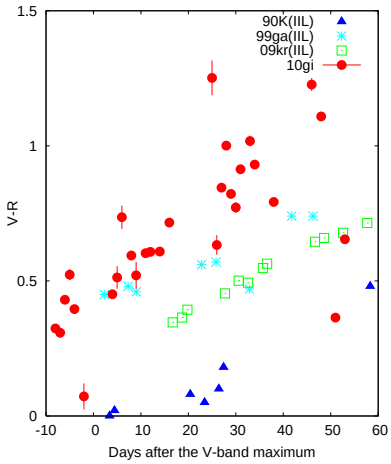

図 4.13: $V-R$

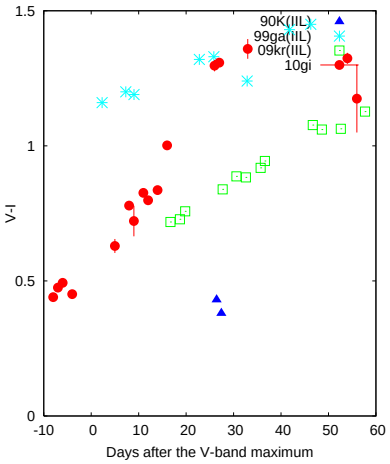

図 4.14: $V-I$

表 4.3: 各超新星の赤化補正

超新星	E(B-V)	参照
SN 1979C	0.20	[46]
SN 1980K	0.40	[47]
SN 1990K	0.5	[48]
SN 2009kr	0.08	[12]
SN 2010gi	0	本紙

ある。

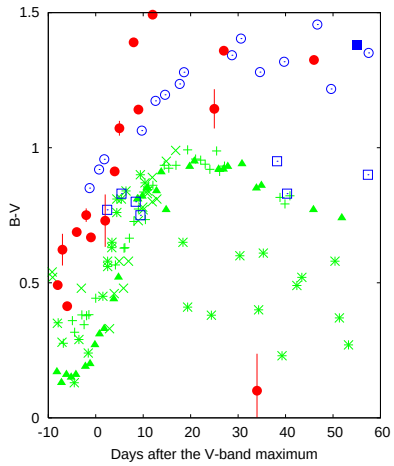

図 4.15: $B-V$

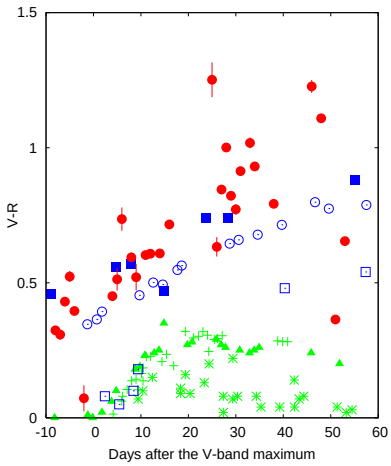

図 4.16: $V-R$

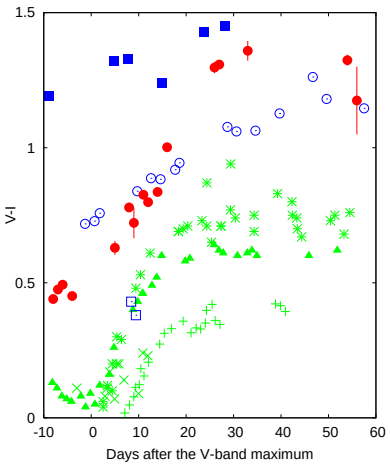

図 4.17: $V-I$

このようにして見ると、IIb 型よりも IIL 型は赤いものが多い。IIL 型が IIb 型よりも赤く見えるのは、IIb 型よりも厚い水素層の吸収散乱が関係しているのではないかと思われる。

さらに、IIL 型は ^{56}Ni の量も少ない (明るい SN 1980K および SN 1990K では $M_{\rm Ni}$ ∼0.075M$_\odot$ [53]、暗い SN 1999ga では $M_{\rm Ni}$ ∼0.015M$_\odot$ [45]) と出ており、赤く ^{56}Ni の質量が小さいという特徴をもつ SN 2010gi の物理状態に近いことが考えられる。

スペクトル比較やそのほかの物理パラメータ

IIL 型は、その発見例の少なさからスペクトルについても観測例があまりない。ただし、SN 2010gi で水素の消えた極大後 30 日あたりのフェーズでも、IIL 型のプロトタイプと呼ばれる SN 1979C でもまだ水素が見られていた [54]。よって、SN 1979C より SN 2010gi は水素が少なかったと思われる。

また、IIb 型との比較の時に求めたような $E_{\rm Ni}$ および $E_{\rm K}$ であるが、式 4.4 および 4.3 は外層を剥ぎ取られた状態の超新星のみに使える式であるので、IIL 型の超新星としてこれらの式を用いて $M_{\rm ej}$ および $E_{\rm k}$ を求める方法では一概には言い難い。

ただし、水素の寄与がある場合、^{56}Ni 以外の明るさとして関わってくるため、先ほど IIb 型として求めたパラメータの数値は上限値として有効になる。つまり、熱源となる ^{56}Ni の質量 $M_{\rm Ni}$ はどちらにしろ小さい値となることが予想される。

4.3.2 IIL 型の特徴を持つ SN 2010gi のまとめ

SN 2010gi は、その光度曲線では IIL 型の中でも急激な減光を示す一方、増光の様子は IIb 型に比べゆっくりで、IIP(II-plateau) 型などでもよく見られる立ち上がりを示した。これらは厚い水

素層に特徴的であることを示す。

IIL 型では極大前からの光度曲線がほぼないため、IIL 型の増光の様子が全てこのようなゆるやかな傾斜になるのか、SN 2010gi だけが持つ個別の特徴であるかは判断することができない。そういう点では、SN 2010gi のデータは IIL 型の極大前の様子をとらえた初めてのケースになるかもしれない。

一方、スペクトルについても IIL 型はデータ数が少ない。ただし、これまでのいくつかの研究と比べると、IIL 型の SN 1979C よりは水素層が少ないことがわかった。SN 2010gi のスペクトルのデータが極大後 60 日後まで追えたという観測結果も、IIL 型のスペクトルデータを充実させるのに大いに役立つと思われる。

4.4 SN 2010gi の位置づけ

以上のことから SN 2010gi の位置づけについてまとめる。

初期スペクトルでは、水素とヘリウムの様子からたしかに IIb 型であると判断された。しかし、その直線的な減光や、赤く ^{56}Ni の質量が少なめであるということは IIL 型とよく一致した。ただし、典型的な IIL 型 SN 1979C との比較では、SN 2010gi は水素が少ないということがわかった。

このように、SN 2010gi は IIb 型の中では水素層が厚く IIL 型寄りで、一方 IIL 型の中では水素層が少なく IIb 型寄りな、遷移的な特徴を持つ超新星であると考えることが出来る。つまり、水素層の質量は、IIL 型と SN 1993J との中間的な 0.5-1$M_\odot$ となるのではないかと推察する。

表 4.4 に、水素の量をまとめる。

表 4.4: 各型の超新星における典型的な水素量との比較

超新星	水素層の質量 ($M_\odot$)	参照
IIP 型	10	[55]
IIL 型	1-2	[55]
SN 1993J(IIb 型)	0.1-0.5	[56]
SN 2010gi	0.5-1?	

第5章　まとめ

本論文では、近傍銀河 IC 4660 に現れた SN 2010gi についての観測的研究を行った。

分光観測から、早期段階で見られた水素の吸収線が消えたこと、また徐々に強くなるヘリウムの吸収線の様子が見られたことから、IIb 型であると判断できた。光度曲線の増光はゆるやかで、IIb 型の中でも厚めの水素外層を持っていることが予想された。また、得られた物理パラメータから導出すると、エネルギー $E_{\rm k}$ の割に熱源となる ^{56}Ni の質量 $M_{\rm Ni}$ が少なく、これにより暗く赤い超新星となったのではないかと考えられた。

ただし、必ずしもスペクトルの進化は典型的な IIb 型とは言えず、さらに直線的に長く続く減光が見られたことは、IIb 型ではなく IIL 型の特徴に近い。また、赤く ^{56}Ni の質量が少ないということも IIL 型とよく一致している。

IIL 型のスペクトルおよび光度曲線のデータに関しては、極大前からの良いデータがほとんど無く、IIL 型との詳細な比較は難しい。しかし、IIL 型のプロトタイプと言われる SN 1979C よりは水素層が薄いことがわかっている。

よって、SN 2010gi は IIb 型よりも水素層が多く、IIL 型よりも水素層の少ない、いわば遷移的な型であると考えることが出来る。つまり、水素量をパラメータとした場合の IIb 型 (水素少ない) と IIL、IIP 型 (水素多い) をつなぐように、超新星の型が連続的に分布する可能性を見出した。

また、SN 2010gi のデータは、極大前からの変化をとらえたとても貴重なサンプルである。近年、IIb 型と同定されるものは光度リミテッドなサンプルでは 3%ほどに上る [57] ものの、IIL と同定される超新星はとても少ない。これは光度曲線からの同定が必要なためで、一点の観測では判定が難しく、今回の観測のように継続的な観測を行うことで初めて見つかるものが多いからだと思われる。今後このような遷移的な超新星の詳細を調べるには、早期から、そして長期にわたる観測の必要がある。後期の光度曲線テールからの独立した ^{56}Ni 質量の見積もりや、膨張大気が薄まり内部まで見通すことができるようになってからのスペクトル観測も有効であろう。

今回、SN 2010gi のような、一見 IIb 型と判断されうるものでも IIL 型の要素を示す超新星の存在が見つかったことは、IIL 型の同定方法の難しさ、および水素層の量をキーワードとした IIL 型と IIb 型とのつながりを示すことへつながった。今現在違う型と分類されている二つの超新星が SN 2010gi の観測でつながったことは、今後恒星の進化論において重要な意味をもたらすだろう。

謝辞

京都産業大学荒木望遠鏡での観測は、新井彰氏、磯貝瑞希氏 (京都産業大学) にデータ取得・データ解析の点で多くのご協力をして頂きました。また、ハワイ観測所すばる望遠鏡での観測は、前田啓一氏 (IPMU) に尽力して頂きました。前田氏と田中雅臣氏 (IPMU) には、理論面でのコメントでも非常にお世話になりました。発見者の坪井正紀氏にもデータ提供をして頂きました。大変ありがとうございました。

まず、指導教官である川端先生にお礼申し上げます。超新星のことが何もわからない私に観測や学会発表の機会を与えてくださったこと、本当に勉強になりました。

同じ超新星分野である山中さんにも本当にお世話になりました。観測やトラペづくりの指導の場では、川端先生とどちらが指導教官かわからなくなるぐらい長い時間かけて懇切丁寧に教えてくださいました。ありがとうございました。

宇宙科学センタースタッフの皆様にも大変お世話になりました。大杉先生には発表での意思の伝え方を、吉田先生にはエジプトまで観測に連れて行ってくださる心の広さと知識の深さを、植村先生には一緒に物理を整理して考えてくださる優しさを、秋田谷先生には細部にも鋭くこだわる大切さを学ばせてもらいました。ひろたかさんにはもちろん、食べることの勇気と気力を身を以て学ばせてもらいました。ありがとうございました。

また、高エネスタッフの深澤先生、水野さん、大野さん、違う分野だからこそ厳しく、深い指導をしてくださりありがとうございました。

観測メンバーの皆様にも色々教えて頂きました。笹田さんには、二人で毎日天文台に詰めていた時代に、真夜中論文ゼミ「まよろん」を通して違う分野の面白さを教えて頂きました。料理のこだわりも笹田さんには一生かなわないと思います。伊藤さんには、具体的にかなたの動かし方を教えて頂きました。観測の合間に飛行機についての熱い説法を受けたり、一緒に悪魔のような雪うさぎ作ったり、うっかり居眠りした間におでこに「肉」と書かれたことも忘れません。

また、同期の M2 メンバーと、お互い励まし合って刺激し合いながら研究室生活を送ったのも良い思い出です。努力家もっち、冒険家であり挑戦家ちゅんちゅん、見た目怖いけどチャーミングなはらおくん、雑学王こめちゃん、麗しき山崎さん、みんなみんなありがとう。

大部屋のみなさん、小部屋お茶部屋のみなさんも、楽しい研究生活をどうもありがとうございました。

そして、天国にいる清影号、もうすぐ会えるヤマニンサーキット号、弱虫な私を支えてくれてありがとう。

私を大きく成長させてくれる全ての方々に、感謝の気持ちでいっぱいです。本当にありがとうございました。

参考文献

[1] 野本 憲一 編 「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 岩波講座 物理の世界」 第 1 刷 2007.

[2] H. Karttunen; P. Kröger; H. Oja; M. Poutanen; K. J. Donner (Eds.), 2000,“Fundamental Astronomy -Third Revised and Enlarged Edition-”

[3] 青木 和光 著 「物質の宇宙史 -ビッグバンから太陽系まで」初版 2004.

[4] 岡村 定矩 著 「銀河系と銀河宇宙」 初版 1999

[5] Donald E. Osterbrock 著 田村眞一訳「Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei ガス星雲と活動銀河核の天体物理学」第 1 刷 2001

[6] Filippenko, A. V. 1997, A&A, 35, 309, “Optical Spectra of Supernovae”

[7] 内海 和彦, 田辺 健茲, 吉岡 一男 著 「現代天文学要説」 第 13 刷 1998.

[8] Nomoto, K. et al. IAU Symp. 1996, 165, 119, “The Origin of Type Ib-Ic-IIb-IIL Supernovae and Binary Star Evolution”

[9] Chevalier, Roger A.& Soderberg, Alicia M. 2010, ApJ, 711, L40, “Type IIb Supernovae with Compact and Extended Progenitors”

[10] Blinnikov, S. I. & Bartunov, O. S. 1993, A&A, 273, 106, “Non-Equilibrium Radiative Transfer in Supernova Theory - Models of Linear Type-II Supernovae”

[11] Chevalier, Roger A. 2006, arXiv:astro-ph/0607422, “From progenitor to afterlife”

[12] Elias-Rosa, Nancy et al. 2010, ApJ, 714, L254, “The Massive Progenitor of the Type II-linear Supernova 2009kr”

[13] Bright Supernovae HP
`http://www.rochesterastronomy.org/snimages/`

[14] NED(NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE) HP
`http://ned.ipac.caltech.edu/`

[15] SBIG(SANTA BARBARA INSTRUMENT GROUP) HP
`http://www.sbig.com/`

[16] 広島大学宇宙科学センター HP
http://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/

[17] HOWPol
http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/howpol/

[18] 京都産業大学神山天文台 HP
http://www.kyoto-su.ac.jp/kao/

[19] すばる望遠鏡 HP
http://www.naoj.org/

[20] FOCAS User's Guide
http://www.naoj.org/Observing/Instruments/FOCAS/Detail/

[21] 小松智之　2010 年度修士論文　「一露出型偏光撮像器 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)

[22] 川端 哲也 「美星天文台 101cm 望遠鏡 IRAF による分光データ整約のすすめ」 第 1.0 版 2005.
http://www.bao.go.jp/koubo/manual/irafspbao0505.pdf

[23] Munari, U. and Zwitter, T. 1997, A&A, 318,269, "Equivalent width of NA I and K I lines and reddening."

[24] Drout, Maria R. et al. 2011, ApJ, 741, 97, "The First Systematic Study of Type Ibc Supernova Multi-band Light Curves"

[25] Tomita, Hiroyuki et al. 2006, ApJ, 644, 400, "The Optical/Near-Infrared Light Curves of SN 2002ap for the First 1.5 Years after Discovery"

[26] Modjaz, M. et al. 2008, AJ, 135, 1136, "Measured Metallicities at the Sites of Nearby Broad-Lined Type Ic Supernovae and Implications for the Supernovae Gammma-Ray Burst Connection"

[27] Pettini, M. & Pagel, B. E. J. 2004, MNRAS, 348, 59, "[OIII]/[NII] as an abundance indicator at high redshift"

[28] Anderson, J. P. et al. 2010, MNRAS, 407, 2660, "Observational constraints on the progenitor metallicities of core-collapse supernovae"

[29] Modjaz, M. et al. 2008, AJ, 135, 1136, "Measured Metallicities at the Sites of Nearby Broad-Lined Type Ic Supernovae and Implications for the Supernovae Gamma-Ray Burst Connection"

[30] Barbon, R. et al. 1995, A&A, 110, 513, "SN 1993J in M 81: One year of observations at Asiago."

[31] Richmond, Michael W. et al. 1994, AJ, 107, 1022, "UBVRI photometry of SN 1993J in M81: The first 120 days"

[32] Modjaz, M. 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"

[33] Richmond, M. W. et al. 1996, AJ, 111, 327, "UBVRI Photometry of the Type IC SN 1994I in M51"

[34] Galama, T. J. et al. 1998, Nature, 395, 670, "An unusual supernova in the error box of the γ-ray burst of 25 April 1998"

[35] Tsvetkov, D. Y. et al. 2009, Peremennye Zvezdy, 29, 2, "Photometric Observations and Modeling of Type IIb Supernova 2008ax"

[36] Hamuy, Mario et al. 2001, ApJ, 558, 615, "The Distance to SN 1999em from the Expanding Photosphere Method"

[37] Prabhu, T. P. et al. 1995, A&A, 295, 403, "SN 1993J in M 81: Optical photometry and spectrophotometry during the first two months"

[38] Iwamoto, Kohichi et al. 1994, ApJ, 437, L115, "Theoretical light curves for the type IC supernova SN 1994I"

[39] Kay, L. E. et al. 1998, BAAS, 30, 1323, "Spectropolarimetry of the Peculiar Type IC Supernovae 1998bw and 1997ef"

[40] Mazzali, Paolo A. et al. 2008, Science, 321, 1185, "The Metamorphosis of Supernova SN 2008D/XRF 080109: A Link Between Supernovae and GRBs/Hypernovae"

[41] Arnett, W. D. et al. 1982, ApJ, 253, 785, "Type I supernovae.I - Analytic solutions for the early part of the light curve"

[42] Stritzinger, M.& Leibundgut, B. 2005, A&A, 431, 423, "Lower limits on the Hubble constant from models of type Ia supernovae"

[43] Shigeyama, Toshikazu et al. 1994, ApJ, 420, 341, "Theoretical light curves of Type IIb supernova 1993J"

[44] Young, Timothy R. et al. 1995, ApJ, 449, 51, "Light Curve Studies of SN 1993J and SN 1994I"

[45] Pastorello, A. et al. 2009, A&A, 500, 1013, "SN 1999ga: a low-luminosity linear type II supernova?"

[46] de Vaucouleurs, G. et al. 1981, PASP, 93, 36, "The bright supernova 1979c in M100"

[47] Barbon, R. et al. 1982, A&A, 116, 35, "Two bright supernovae in NGC 6946 and NGC 4536"

[48] Cappellaro, E. et al. 1995, A&A, 293, 723, "The bright linear type II SN 1990K."

[49] Benetti, S. et al. 1998, MNRAS, 294, 448, "Supernova 1994aj - A probe for pre-supernova evolution and mass-loss from the progenitor"

[50] Gezari, S. et al. 2009, ApJ, 690, 1313, "Discovery of the Ultra-Bright Type II-L Supernova 2008es"

[51] Barbon, R. et al. 1979, Astrophysics, 72, 287, "Photometric properties of type II supernovae"

[52] Richardson, Dean et al. 2002, AJ, 123, 745 "A Comparative Study of the Absolute Magnitude Distributions of Supernovae"

[53] Cappellaro, E. et al. 1995, A&A, 293, 723 "The bright linear type II SN 1990K"

[54] Branch, D. et al. 1981, ApJ, 244, 780 "The type II supernova 1979c in M100 and the distance to the Virgo cluster"

[55] Massimo Turatto; Weiler, K. (Eds.) Spring-Verlag Berlin, 2003 "Supernovae and Gamma-Rat Bursters"

[56] Matheson, Thomas et al. 2000, AJ, 120, 1487 "Optical Spectroscopy of Supernova 1993J During Its First 2500 Days"

[57] Li, W. et al. 2011, MNRAS, 412, 1441 "SNe luminosity functions"

付 録A　測光結果

表 A.1: HOWPol による SN 2010gi 測光結果 (銀河差し引き無し)1

MJD	B	ΔB	V	ΔV	R	ΔR	I	ΔI
55397.6	16.4166	0.0534605	15.7438	0.0371778	15.3963	0.0321134	15.2537	0.0215694
55398.5	16.5793	0.0507051	15.8396	0.0336872	15.4248	0.0237	15.2926	0.0269875
55399.6	16.575	0.0530084	15.8516	0.0322928	15.4021	0.0387803	15.3144	0.0343562
55400.5	16.5853	0.0508953	15.7973	0.0321342	15.3265	0.0249782	15.1592	0.0374921
55401.5	16.5896	0.0519605	15.7536	0.0543243	15.4766	0.0982812	15.2646	0.0258519
55402.6	16.583	0.0552439	15.7036	0.0308139	15.3598	0.0593045	a	a
55403.6	16.5686	0.107477	15.6878	0.0320966	a	a	a	a
55406.7	16.7108	0.0506022	a	a	a	a	a	a
55407.7	a	a	15.6898	0.0597678	a	a	14.8749	0.0205937
55408.6	16.8233	0.0547084	15.7391	0.0336173	15.2341	0.0236582	15.0921	0.0230822
55409.6	16.9218	0.0551687	15.7918	0.03122	15.2818	0.0214365	15.1089	0.0218998
55410.5	16.997	0.0580909	15.8048	0.0347014	15.2096	0.0330108	14.9849	0.0626626
55412.6	17.0439	0.0825505	15.8773	0.0329991	15.3303	0.0195262	15.1074	0.0327773
55413.6	17.0633	0.0512088	15.9883	0.0494059	15.4803	0.0337235	15.2799	0.02145
55415.6	17.1698	0.0652272	16.0345	0.0359253	15.4346	0.026452	15.2104	0.0352753
55416.5	17.2808	0.078263	16.119	0.0833281	15.4456	0.103197	15.2371	0.104326
55418.5	17.5628	0.0575724	16.2558	0.0408802	15.5895	0.0323921	15.3312	0.0353788
55420.6	a	a	16.4535	0.0378765	15.8046	0.025243	15.5019	0.0299099
55429.6	18.155	0.0794734	17.0144	0.0555702	16.3282	0.0378584	15.9032	0.0401876
55430.6	18.3424	0.110002	17.1088	0.0494589	16.4083	0.0445845	16.0189	0.0357505
55431.5	18.2453	0.0957645	17.1273	0.0455241	16.4413	0.030336	16.0701	0.10564
55432.6	a	a	a	a	16.5486	0.0706821	16.0004	0.0409677
55433.5	a	a	17.148	0.0352538	16.4818	0.0237281	a	a
55434.6	18.2983	0.0839226	17.2083	0.036805	16.533	0.0216843	16.0524	0.0320367

表 A.2: HOWPol による SN 2010gi 測光結果 (銀河差し引き無し)2

MJD	B	ΔB	V	ΔV	R	ΔR	I	ΔI
55435.6	18.1998	0.0892221	17.1241	0.076509	16.5013	0.0202799	16.0449	0.0245378
55436.7	a	a	17.164	0.0382644	a	a	16.2021	0.0543626
55437.5	18.2773	0.05058	17.1343	0.131764	16.6485	0.0587699	16.1154	0.020889
55438.6	a	a	17.3378	0.0320966	16.6048	0.0784667	16.0979	0.0600508
55439.5	a	a	17.3586	0.0663447	16.7188	0.104654	16.2359	0.0363813
55440.6	a	a	a	a	a	a	a	a
55441.6	a	a	a	a	a	a	a	a
55442.5	18.5198	0.0788454	a	a	16.8813	0.0764936	16.3929	0.0448174
55443.5	a	a	17.5139	0.16588	16.8573	0.0515391	16.3579	0.047902
55449.5	a	a	a	a	17.2298	0.0528932	16.5439	0.0587759
55450.5	a	a	17.8998	0.0858411	17.2308	0.0217031	16.6774	0.0648564
55452.5	a	a	a	a	17.0425	0.0287734	16.5326	0.0366286
55453.5	a	a	a	a	17.1136	0.0623194	16.5474	0.067789
55455.6	a	a	17.7693	0.0604479	17.1418	0.0584339	16.6736	0.0246128
55456.5	a	a	17.763	0.0789145	17.3585	0.0533408	16.6181	0.0982944
55457.5	a	a	a	a	17.4313	0.0558012	16.8396	0.0380104
55458.5	a	a	a	a	a	a	a	a
55459.5	a	a	17.9673	0.20031	a	a	a	a
55460.5	a	a	17.9258	0.0895834	17.4006	0.0339074	16.8614	0.0444899
55463.5	a	a	a	a	a	a	a	a
55464.5	a	a	a	a	a	a	a	a
55467.5	a	a	a	a	a	a	a	a
55470.5	a	a	17.797	0.0479284	17.5203	0.0297871	17.0009	0.0499459
55473.5	a	a	a	a	a	a	a	a
55475.5	a	a	a	a	a	a	a	a
55840.5	a	a	a	a	a	a	a	a
55841.5	11.9255	0.0507595	11.1956	0.0306621	10.8328	0.0214714	10.4984	0.0230727
55842.5	11.9355	0.0520291	11.1856	0.0374049	10.8383	0.0213839	10.4751	0.0347676

付 録B　測光結果

表 B.1: HOWPol による SN 2010gi 測光結果 (銀河差し引き有り)1

MJD	B	ΔB	V	ΔV	R	ΔR	I	ΔI
55396	16.477	0.012221	15.9856	0.025980	15.6616	0.010298	15.5458	0.029478
55397	16.5933	0.076397	15.9707	0.017718	15.6625	0.0361036	15.4956	0.023241
55398	16.3942	0.011458	15.9809	0.014149	15.5506	0.0081607	15.4879	0.016365
55399	16.3963	0.018608	(16.905)	(0.009)	(16.382)	(0.0293)	(8.290)	(1.36)
55400	16.5588	0.011450	15.8711	0.007120	15.4754	0.009786	15.4201	0.017264
55402	16.5288	0.039503	15.7783	0.014490	(15.705)	(0.062)	a	a
55403	16.4066	0.052730	15.7386	0.040108	a	a	a	a
55406	16.8338	0.181362	(16.104)	(0.085)	a	a	a	a
55408	16.727	0.033591	15.8146	0.018890	15.364	0.019793	a	a
55409	16.9775	0.018047	15.9054	0.045431	15.3925	0.003940	15.276	0.019623
55410	(18.954)	(0.018)	15.9071	0.046901	15.1713	0.003757	(17.467)	(0.027)
55412	17.4983	0.010842	16.1082	0.021661	15.5142	0.004423	15.3294	0.012682
55413	17.3174	0.017081	16.1763	0.014737	15.6557	0.064007	15.4546	0.071335
55415	17.8386	0.019655	16.2794	0.010534	15.6767	0.006287	15.4534	0.020493
55416	17.7782	0.018994	16.2856	0.019988	15.678	0.007579	15.487	0.022535
55418	a	a	16.4596	0.010622	15.8509	0.021948	15.6234	0.021548
55420	a	a	16.778	0.018378	16.062	0.012563	15.7762	0.027196
55429	18.9799	0.027149	17.836	0.099868	16.5845	0.0354056	16.1969	0.022803
55430	(20.537)	(0.295)	17.3925	0.047073	16.7594	0.010982	16.0956	0.026029

表 B.2: HOWPol による SN 2010gi 測光結果 (銀河差し引き有り)2

MJD	B	ΔB	V	ΔV	R	ΔR	I	ΔI
55431	19.0348	0.017658	17.6758	0.016541	16.8307	0.017997	16.3679	0.022533
55432	a	a	17.9983	0.057761	16.9974	0.056158	16.4299	0.015964
55433	17.6966	0.025195	a	a	16.8745	0.014705	a	a
55434	(21.431)	(0.025)	17.6176	0.049995	16.8458	0.030128	(15.807)	(0.024)
55435	(19.690)	(0.027)	17.9995	0.011524	17.0862	0.0178	16.4808	0.021077
55436	a	a	17.8639	0.026987	(15.386)	(0.657)	a	a
55437	(20.493)	(0.031)	17.9181	0.045920	16.9003	0.026163	16.5593	0.009359
55438	(18.211)	(0.168)	18.1105	0.030982	17.1797	0.047007	16.6027	0.090962
55439	a	a	(19.243)	(0.043)	17.3084	0.016736	16.7985	0.019954
55440	a	a	a	a	a	a	17.0458	0.060303
55441	a	a	18.1912	0.012735	17.7318	0.036054	17.0367	0.071110
55442	(20.160)	(0.008)	18.481	0.008447	17.6887	0.007967	16.9556	0.018912
55443	a	a	(18.982)	(0.015)	17.359	0.017856	17.101	0.022992
55449	a	a	a	a	(17.967)	(0.013)	17.3542	0.019235
55450	(20.580)	(0.022)	(19.255)	(0.010)	(18.028)	(0.034)	17.5471	0.028518
55452	a	a	(19.828)	(0.008)	(18.719)	(0.010)	17.5442	0.022797
55453	a	a	(20.650)	(0.018)	(18.510)	(0.016)	17.6381	0.019685
55455	a	a	(19.360)	(0.006)	(18.996)	(0.010)	17.7153	0.023217
55457	a	a	(19.378)	(0.021)	(18.723)	(0.007)	17.8257	0.015298
55458	a	a	(19.195)	(0.006)	(19.307)	(0.012)	17.8708	0.025969
55459	a	a	(20.325)	(0.013)	(20.421)	(0.014)	17.8196	0.037848
55460	a	a	(18.719)	(0.014)	(19.198)	(0.011)	17.5443	0.139872
55463	a	a	a	a	a	a	18.0522	0.031231
55464	a	a	(21.365)	(0.017)	(19.547)	(0.013)	17.8537	0.019562
55467	a	a	a	a	a	a	17.7795	0.013841

付 録C　測光結果

坪井氏のデータでは、標準星の撮影がされていないため、SN 2010gi と同じ視野内に写った星を比較星 c1、c2、c3 とし、それぞれの星と相対測光を行った。

表 C.1: 坪井氏データによる測光結果 (銀河差し引き有り)

MJD	c1	c2	c3	平均	標準偏差
55395	15.3294	15.1951	15.5801	15.3682	0.1954
55396	15.4184	15.3531	15.6691	15.4802	0.1668
55397	15.4214	15.3951	15.6721	15.4962	0.1529
55398	15.1234	15.1571	15.3741	15.2182	0.1361
55400	15.0664	14.9771	15.3171	15.1202	0.1763
55402	14.9974	15.0741	15.2481	15.1065	0.1285
55406	15.2664	15.0981	15.5171	15.2939	0.2108
55409	15.4134	15.2081	15.6641	15.4285	0.2284

付 録D　分光結果

今回の観測で取得した全スペクトルを示す。下へ行くほど時間の経過を示す。このうち、2010年7月19日-8月31日のデータは荒木望遠鏡、2010年9月30日のデータはすばる望遠鏡で撮られたものである。

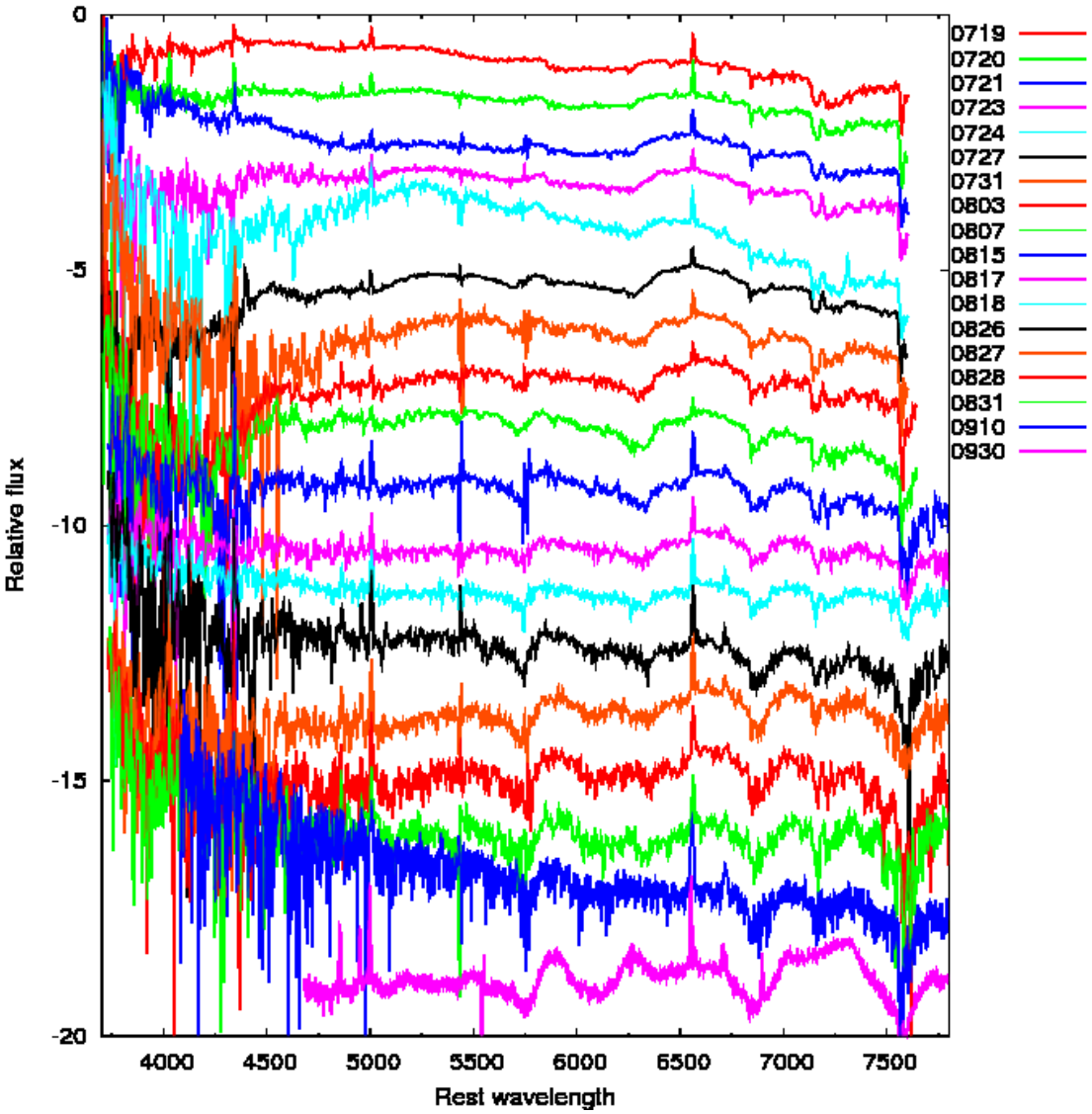

図 D.1: SN 2010gi のスペクトル