

2019年度 卒業論文

超新星のスペクトル解析に基づいた
未同定吸収線と大気構造に関する研究

広島大学 理学部 物理科学科
高エネルギー宇宙・可視赤外線天文学研究室

B163970 濱田 大晴

主査：川端 弘治
副査：栗木 雅夫

2020年2月7日

概要

超新星とは、恒星進化の最期に爆発し突然明るくなる天体のことである。超新星についてこれまで様々な研究が行われてきたが、爆発メカニズムは未だはっきりしていない。これを解明する基本的な手がかりを得る上で、超新星の分光観測は役立つ。その理由の1つに、スペクトルの吸収線に着目することで、超新星大気元素組成や物理状態などを知ることができるという点が挙げられる。しかし、吸収線の中には何の元素なのか不明なものも存在する。これを未同定吸収線という。未同定吸収線を同定することができれば、超新星の正確な理解に役立ち、爆発のメカニズム解明につながる可能性もある。

本研究では、広島大学宇宙科学センターが保有するかなた望遠鏡で得られた超新星の分光データのリダクションを行い、下図のようにスペクトルモデル計算ソフト SYN++ を用いたスペクトルフィッティングから超新星大気パラメータを推定した。また、Bose et al. (2013) において未同定吸収線とされた3つの吸収線 (4495, 4795, 5530 Å 付近) について、窒素とニッケル起源である可能性が高いという結論を得た。

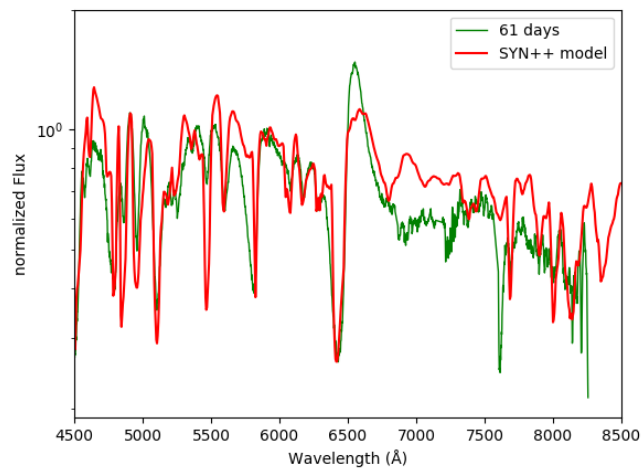


図: 超新星 SN2012aw のスペクトルと SYN++ によるスペクトルモデル

目次

第 1 章	序論	4
1.1	恒星とその進化	4
1.2	超新星	8
1.2.1	超新星の型分類	8
1.2.2	超新星の親星	11
1.3	本研究の目的	14
第 2 章	観測とデータリダクション	15
2.1	かなた望遠鏡とその観測装置	15
2.1.1	かなた望遠鏡	15
2.1.2	一露出型偏光撮像装置: HOWPol	16
2.2	観測データのリダクション	17
2.2.1	1 次処理	17
2.2.2	分光リダクション	18
第 3 章	結果・議論	23
3.1	各超新星のスペクトルと特徴	23
3.1.1	SN2019ein	23
3.1.2	SN2012aw	25
3.2	スペクトル吸収線群の同定	27
3.2.1	超新星スペクトルモデル計算ソフト: SYN++	28
3.2.2	SYN++を用いたスペクトルモデルフィッティング結果	29
3.3	議論	38
3.3.1	未同定吸収線の同定	38
3.3.2	超新星大気の構造	38
第 4 章	まとめと今後	44

目次

1.1	HR 図 [3]	6
1.2	pp チェイン [3]	6
1.3	CNO サイクル [3]	7
1.4	炭素の核融合反応式 [3]	7
1.5	酸素の核融合反応式 [3]	7
1.6	恒星進化の最終段階におけるたまねぎ構造 [4]	8
1.7	スペクトルによる超新星の分類	9
1.8	超新星の光度極大付近における型別のスペクトル比較 [7]	10
1.9	型の異なる超新星の光度曲線 [7]	10
1.10	SN2005cs のスペクトル [9]	12
1.11	SN2005cs と IIP 型超新星以外の光度曲線比較 [9]	13
1.12	SN2005cs の爆発前 (左) と 爆発後 (右) [8]	13
2.1	かなた望遠鏡の外観図 [10]	16
2.2	HOWPol の諸元 [11]	17
2.3	光学的歪曲 [14]	20
2.4	アパーチャーを設定しているところ	20
2.5	地球大気中の元素による輝線とその波長	21
2.6	1 次処理後 (左) と 宇宙線除去後の分光データ (右)	21
2.7	HOWPol に搭載されている CCD の波長ごとの感度	22
3.1	かなた望遠鏡 HOWPol で 2019 年 5 月 12 日に撮像された R バンドにおける SN2019ein と標準星 [18]	24
3.2	SN2019ein と他の Ia 型超新星の比較 [19][20][21]	24
3.3	V バンドで撮像された SN2012aw (図中、SN)。標準星にマーキングしてある。[23]	25
3.4	SN2012aw と他の IIP 型超新星の比較 [25][26][27]	26
3.5	SN2012aw における未同定吸収線 [23]	27
3.6	SYN++ の設定ファイル	29
3.7	Si の吸収線について光学的厚さを変えたもの	30
3.8	Si の吸収線について最低・最高吸収線速度を変えたもの	31

3.9	SN2019ein の-9.5days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果	31
3.10	SN2019ein の+6.4days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果	32
3.11	SN2019ein の+28.4days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果	32
3.12	SN2012aw の 7days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果	33
3.13	SN2012aw の 61days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果	34
3.14	SN2012aw の 104days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果	34
3.15	SN2012aw の 7days における SYN++フィッティング結果を各元素ごとに表したもの	35
3.16	SN2012aw の 61days における SYN++フィッティング結果を各元素ごとに表したもの	35
3.17	SN2012aw の 104days における SYN++フィッティング結果を各元素ごとに表したもの	36
3.18	窒素導入前と導入後のスペクトルモデル (右)	37
3.19	ニッケル導入前と導入後のスペクトルモデル (右)	37
3.20	SN2012aw の 61days におけるスペクトルとパラメータ再設定後の SYN++フィッティング結果	40
3.21	図 3.20 の未同定吸収線付近のみを抜き出したもの	40
3.22	SN2012aw の 104days におけるスペクトルとパラメータ再設定後の SYN++フィッティング結果	41
3.23	図 3.22 の未同定吸収線付近のみを抜き出したもの	41
3.24	SN2012aw について各元素の最低吸収線速度の時間変化	42
3.25	SN2012aw の 7 days における元素の吸収線領域イメージ図	43
3.26	SN2012aw の 104 days における特徴的な元素の吸収線領域イメージ図	43

第1章 序論

1.1 恒星とその進化

宇宙空間では、水素を主とした星間ガスが次第に収縮することでガス球を形成する。ガス球自身の重力によって、さらにガス球が収縮して中心部の温度が上昇し、約 1000 万 K に達すると水素の核融合反応が始まる [1]。この水素の核融合反応によって輝くガス球（恒星）は、図 1.1 のように縦軸：絶対等級、横軸：スペクトルタイプの HR（Hertzsprung-Russell）図上で左上から右下にかけて直線を成す。この直線を主系列と呼び、主系列に乗っているガス球のことを主系列星と呼ぶ。

主系列星の内部の核融合はコアの温度で異なる。恒星の温度が $1.5 \times 10^7 \text{K}$ より低い場合 [2]、pp チェイン（図 1.2）と呼ばれる反応が主で、 $1.5 \times 10^7 \text{K}$ よりも恒星の温度が高いものでは、CNO サイクル（図 1.3）と呼ばれる反応が主である。以下に、pp チェインと CNO サイクルについてまとめる。

pp チェインにより、4 つの水素からヘリウムが生成される。その過程は 3 つの分岐で分けられる。1 つ目は、図 1.2 中の (1)~(3) 式をまとめて、ppI 分岐と呼ぶ。この ppI 分岐で pp チェインによって生成されるヘリウムの 91% を生み出す。2 つ目は、 ^3He と ^4He が反応し、 ^7Be 、 ^7Li を経て、2 つの ^4He が生成される反応をまとめて、ppII 分岐という。3 つ目は、 ^3He と ^4He が反応して ^7Be となり、 ^8B が ^8Be に崩壊し、生成された ^8Be がさらに崩壊することで 2 つの ^4He が生成される反応をまとめて、ppIII 分岐という。

図 1.3 は、CNO サイクルの反応式とそのサイクルを図解したものである。CNO サイクルでは、炭素、窒素、酸素が水素と反応してヘリウムを作り出す。CNO サイクルにおいて、きっかけとなる最初の反応は、



である。また、



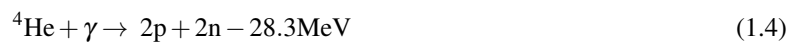
は、CNO サイクルにおける 6 つの反応の中で最も反応速度が遅い。そのため、CNO サイクルの反応レートは式 1.2 の反応速度によって決まる。

主系列星は上記の核融合反応によって生成されるエネルギーと放出するエネルギーが平衡を保っているため、非常に安定している。かつ、核融合反応がゆっくりとした反応であるため、恒星進化において主系列星である期間が大部分を占める。この期間に、主系列星は温度の高い中心部から次第に、水素をヘリウムに変える。中心部の水素を完全に燃焼すると主系列星はヘリウムのコアを形成する。ここまでが主系列星として生きる時代である。その後、ヘリウムコアが重力によって収縮することでコアの温度が上昇する。

コアの温度が2億度に達するとヘリウムの核融合反応が始まり [1]、炭素や酸素が生成される。ここから星は新たなフェーズを迎え、これは大きく2パターンに分けることができる。

恒星の質量が $8M_{\odot}$ より小さい恒星は [1]、ヘリウム燃焼を始め、炭素と酸素のコアを形成する。その後、自己重力によってコアの密度が増加するが、 $8M_{\odot}$ より小さい恒星のコアは炭素燃焼が起こる臨界質量である $1.07M_{\odot}$ に達しないため [1]、電子が縮退する。コア周辺では水素やヘリウムの核融合が続いているため、放射圧が働いている。その結果、恒星の外層が広がり、やがて漸近巨星分岐 (Asymptotic Giant Branch : AGB) 星となる。この AGB 星は重力による結合が弱い。そのため、外層が星間空間へ放出されてしまうのではないかと考えられている。やがて外層のほとんどが放出され、炭素と酸素のコアのみとなる。これが白色矮星である。白色矮星は段々と冷えて、ゆっくりとその一生を終えると考えられる。

一方、 $10M_{\odot}$ 以上の恒星は炭素燃焼が始まる温度まで達し [1]、それによって生成された酸素から硫黄、リン、ケイ素、マグネシウムなどを段階的に生成する (図 1.4, 1.5)。加えて、重力収縮やニュートリノ放射などを経て、中心部には高温高密度の鉄のコア、それを取り巻くようにケイ素、酸素、炭素などの層が図 1.6 のようにたまねぎのように形成される。自然界において、陽子と中性子の結合エネルギーが最も高い元素は鉄である。よって、鉄が元素の中で最も安定であることから、鉄の核融合によってエネルギーは生成されない。しかし、ニュートリノ放出は起こり続けるので、重力収縮した鉄コアが光分解され、陽子 p や中性子 n などの軽い原子核が増加する。



つまり、鉄コアを生成するまでの核融合反応とは逆の分解反応が一瞬で起こる。その結果、コア中心部の圧力が急速に減少して重力崩壊してしまう。この重力崩壊が超新星爆発を引き起こすと考えられている。超新星爆発については、次のセクションで詳しく扱う。

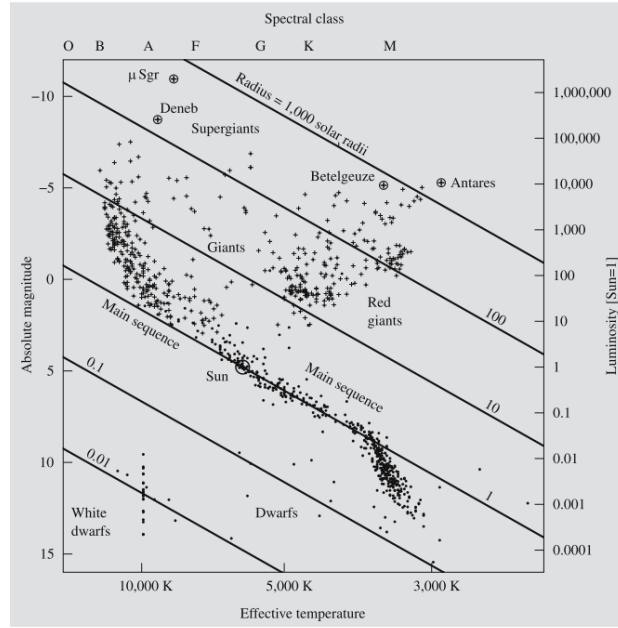


図 1.1: HR 図 [3]

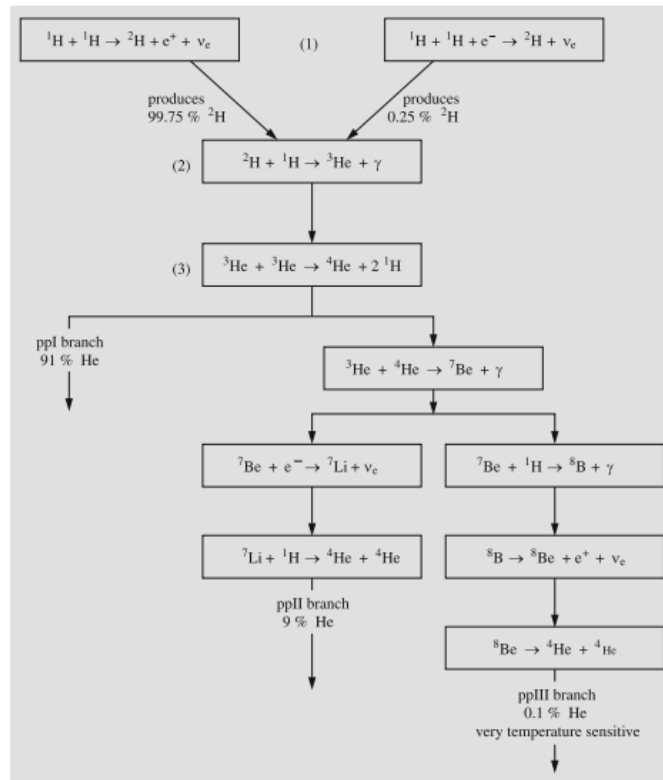


図 1.2: pp チェイン [3]

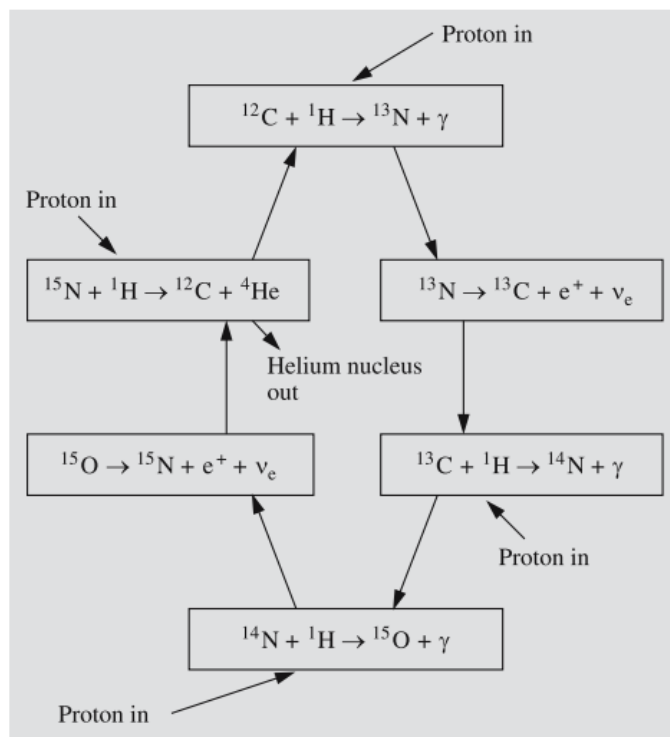


図 1.3: CNO サイクル [3]

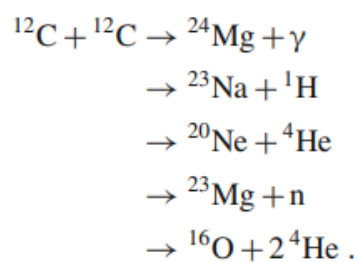


図 1.4: 炭素の核融合反応式 [3]

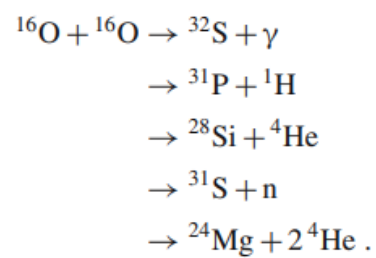


図 1.5: 酸素の核融合反応式 [3]

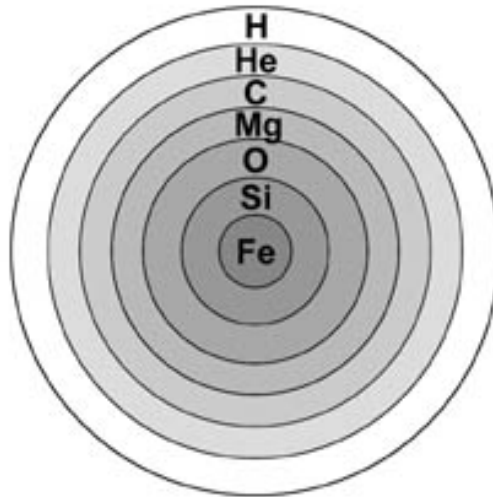


図 1.6: 恒星進化の最終段階におけるたまねぎ構造 [4]

1.2 超新星

超新星とは、恒星進化の最期に星が爆発し突然明るくなる天体のことである。その爆発エネルギーは 10^{51} erg にも及ぶ。これは太陽が現在の光度のまま約 100 億年輝き続けたときの総放射エネルギーに匹敵する [5]。

現在行われている超新星の観測的研究では、主に撮像と分光の 2 つがある。超新星の撮像観測を行って得られるデータからは、星の明るさを測定することができる。また、超新星の分光観測を行って得られるデータからは、スペクトルを得ることができる。光度とスペクトルは超新星に関する物理的情報を多く含んでいるため、超新星を理解する上で光度変化とスペクトルを詳細に理解することは非常に重要である。本研究では特にスペクトルに着目した。

分光観測によって得られる超新星のスペクトルは、連続光・輝線・吸収線の 3 つに分けることができる。スペクトルの輝線・吸収線に着目することで、超新星大気元素組成や温度、密度などを知ることができる。そのため、スペクトルを得たときに何の元素による輝線・吸収線なのか理解することは非常に重要なことである。一般に、スペクトルに現れる輝線・吸収線が何の元素によるものなのか同定するのは、波長が正確に分かっている比較スペクトル（原子分子線データベース）と照らし合わせることによって行う [6]。

1.2.1 超新星の型分類

超新星の型分類は、超新星の分光観測して得られるスペクトルの特徴によって分けられている（図 1.7）。水素の吸収線が見えないものを I 型超新星、見えるものを II 型超新星と分類する。さらに、I 型超新星の中でもケイ素の吸収線が強く見えるものを Ia 型超新星、それ以外の中でヘリウムの吸収線が見えるものを Ib

型超新星、見えないものを Ic 型超新星と分類する。図 1.8 は、超新星の光度が極大付近における各タイプのスペクトルである。図中ではスペクトルがでこぼこしているのが分かる。このでこぼこのくぼみを吸収線、でっぱりを輝線と呼ぶ。吸収線は光球の外側で形成されるため、これらの吸収線は超新星の外層構造を反映していると考えられる。また、スペクトルの特徴に加えて、可視光領域における明るさの時間変化を表した光度曲線の特徴で分類がされている。図 1.9 は型の異なる超新星の光度曲線を比較したものである。I 型超新星の光度曲線は爆発から約 2 週間後に極大光度に到達し、その後減光する。IIP 型超新星の可視光域における光度曲線は、超新星の光度が極大となった後に平坦な部分が確認される。この平坦な部分を持つという特徴から、平坦を意味する plateau の頭文字を取って、IIP 型超新星と呼ばれている。この平坦な期間は約 100 日程度続き、その後急減光する。IIL 型超新星の光度曲線は、超新星の光度が極大となった後に直線的に減光している。そのため、直線を意味する Linear の頭文字を取って IIL 型超新星と呼ばれている。IIP 型超新星と IIL 型超新星のこれらの特徴は、II 型超新星が水素の外層を持っていることと密接な関係を持っていると考えられている。

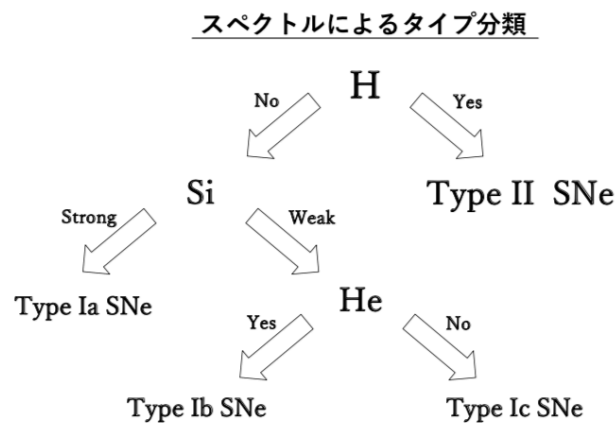


図 1.7: スペクトルによる超新星の分類

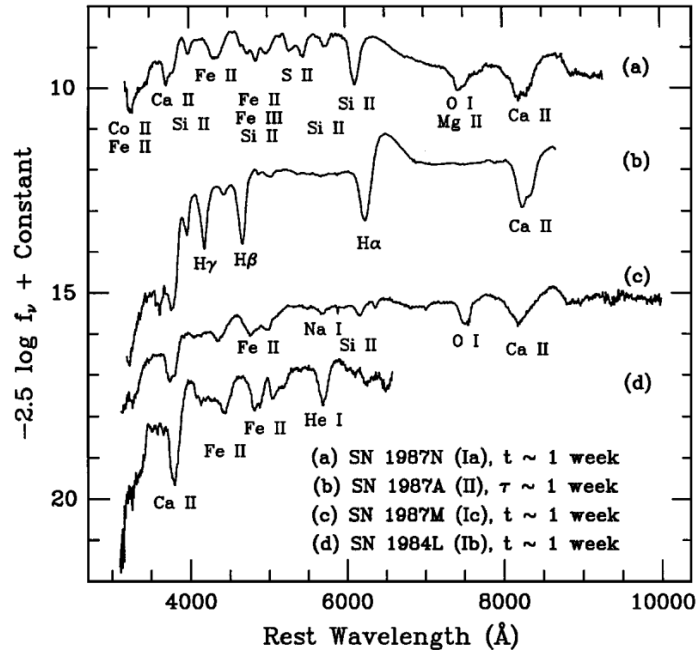


図 1.8: 超新星の光度極大付近における型別のスペクトル比較 [7]

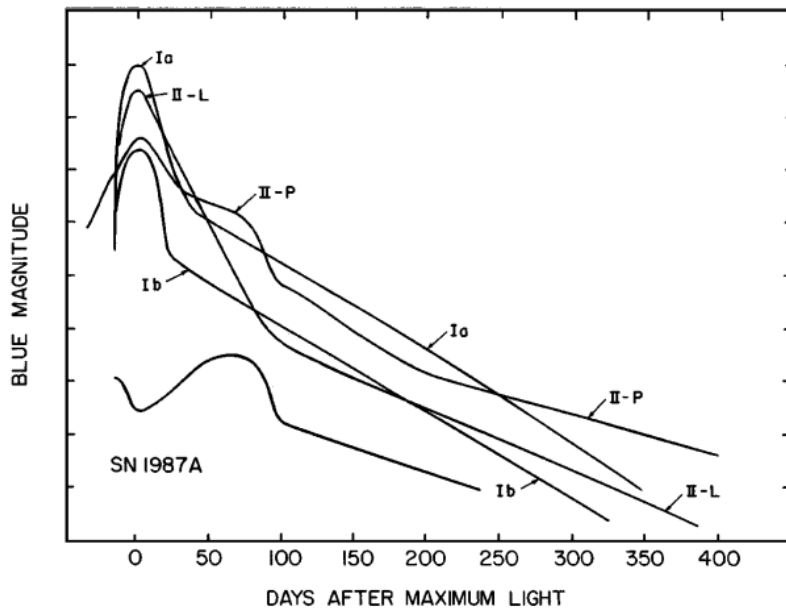


図 1.9: 型の異なる超新星の光度曲線 [7]

1.2.2 超新星の親星

超新星の爆発前の天体を親星と呼ぶ。超新星の爆発メカニズムの詳細は未だはっきりしておらず、現在も盛んに研究が行われている。メカニズムを特定する上で、超新星の爆発前の姿を知ることが1つの手段である。

過去に、超新星の親星を検出した例として、IIP型超新星 SN2005cs が挙げられる。以下に、SN2005cs のスペクトル (図 1.10)、光度曲線 (図 1.11) を示す。

図 1.10 では、水素の吸収線が 6400 Å 付近にしっかりと見えていることが確認できる。これにより、この超新星は II 型超新星であるということが分かる。図 1.11 は、SN2005cs とその他の IIP 型超新星の II 型超新星を比較したものである。SN2005cs は極大期の後に平坦な部分を持つため、IIP 型超新星の特徴によくあてはまる。また、この超新星は爆発前にハッブル宇宙望遠鏡によって偶然データが取得されていた [8]。画像には超新星と同じ位置に星が写っており、測光結果から親星は赤色超巨星であると結論付けられた [8]。このように、親星が直接検出された例はあるものの、超新星はいつどこで爆発するか予想できないため、爆発前に撮像観測が行われていることはごく稀で、親星を直接確認できた例は多くない。また、直接観測ができて超新星の内部まで観測することはできない。そのため、シミュレーションを用いて超新星爆発を理解することが考えられるが、これには超新星内部の元素組成や物理状態などの初期条件が必要となるため、他の方法で超新星の構造を理解する必要がある。そこで、爆発後の超新星を詳細に観測することによって、親星内部の様子を推定する方法が考えられる。

超新星のスペクトルには 1.2.1 で述べたように、型ごとに見られる吸収線が異なる。爆発初期のスペクトルからは超新星の最外層付近の元素構成が、爆発後期のスペクトルからは比較的、中心部の構成元素が推定できる。そのため、様々なフェーズで分光データを取得することが必要となる。内部を知る手段の1つとして挙げられるのが分光観測である。超新星の分光データのリダクションを行って得られるスペクトルからは、見えている元素の吸収線・輝線や超新星の表面温度などの物理が分かる。これらから、超新星の元素組成や各元素の量を知ることができる。しかしながら、スペクトルの中には起源元素が不明の吸収線が存在することがある。これを未同定吸収線という。

また、その他の超新星も過去の観測成果から、超新星の型ごとにどのような違いがあるか分かっている。Ib, Ic 型超新星は II 型超新星と同様、比較的若い銀河で観測されている。このことから、この2つも親星が大質量星であると考えられるが、水素の吸収線は見えない。そのため、何らかの原因で水素の外層が剥ぎ取られていると推測される。

一方で、Ia 型超新星は II 型超新星や Ib, Ic 型超新星とは異なり、楕円銀河でも観測例がある。楕円銀河では、新しい星がほとんど作られていない。つまり、大質量星は残っていないと考えることができるので、大質量星が親星ではないと考えることができる。これについては理論と観測の両方から研究され、Ia 型超新星の親星は白色矮星である可能性が高いと考えられている。そして、親星が爆発するまでのプロセスは、次のように考えられている。

伴星の質量が白色矮星に降着することで、密度と温度が上昇する。これに伴い、コアの炭素燃焼が起こり

始める。電子の縮退圧によって支えられている白色矮星は、温度と圧力が依存していない。そのため、温度が上がれば上がるほど核融合反応が活発になり、さらに中心部の温度が上昇する。その結果、核融合反応が急速に進み、爆発してしまうというものである。このプロセスにおいて最大の論点となっているのは、どのようにして白色矮星に質量降着が起こるかという点である。これは現在、代表的なものとして2種類のシナリオが存在している。1つ目が single segenerate scenario (以下、SD シナリオ)、2つ目が double degenerate scenario (以下、DD シナリオ) と呼ばれている。SD シナリオは、白色矮星と水素やヘリウムを持った星が近接連星系を成しており、白色矮星が伴星から質量降着を受けるというものである。DD シナリオは連星系の双方が白色矮星で、それらが合体することで爆発に必要な質量を得るというものである。どちらのシナリオも決定的な証拠が未だつかめておらず、議論が続いている。

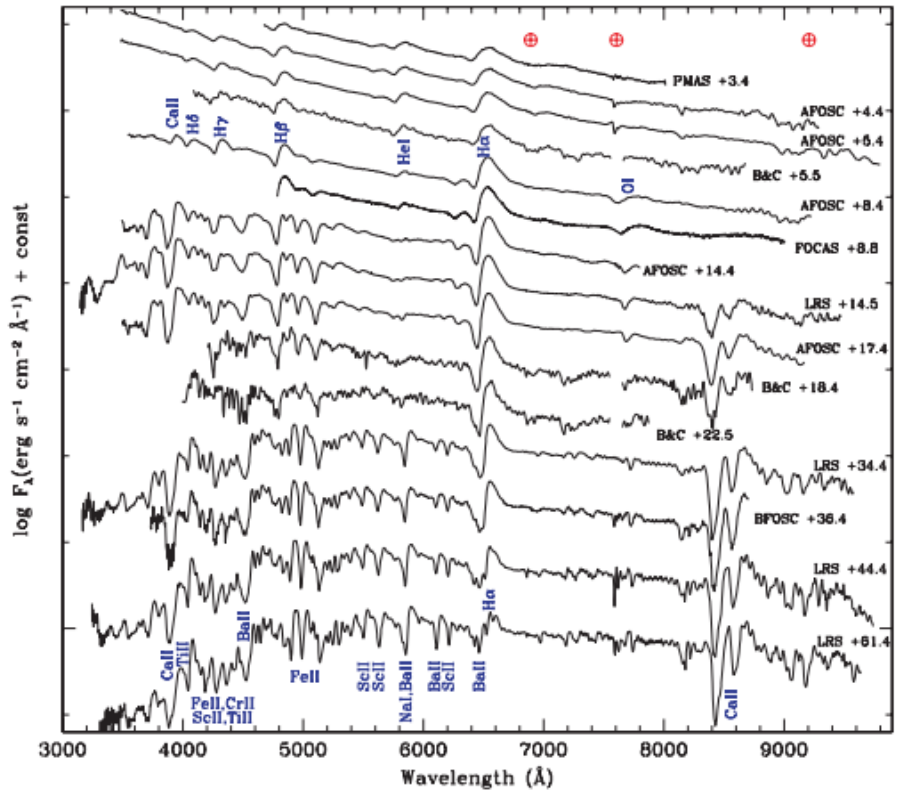


図 1.10: SN2005cs のスペクトル [9]

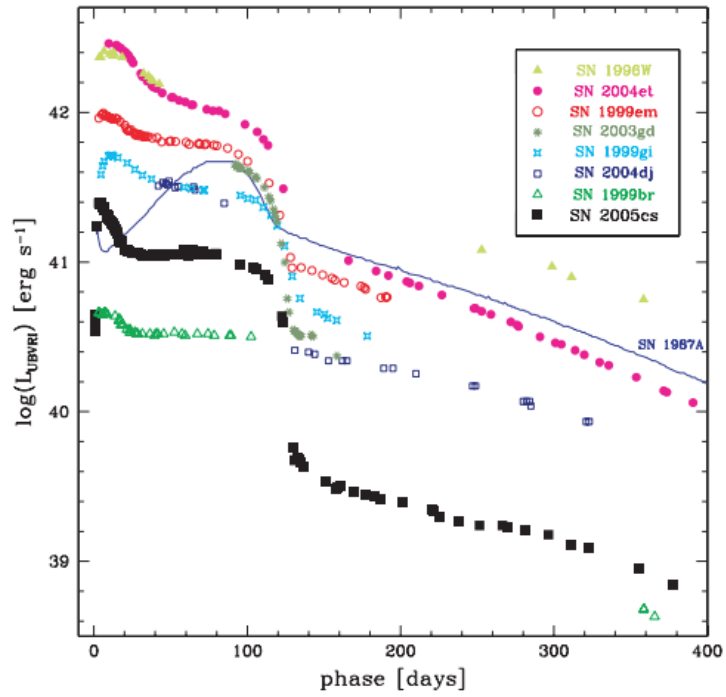


図 1.11: SN2005cs と IIP 型超新星以外の光度曲線比較 [9]

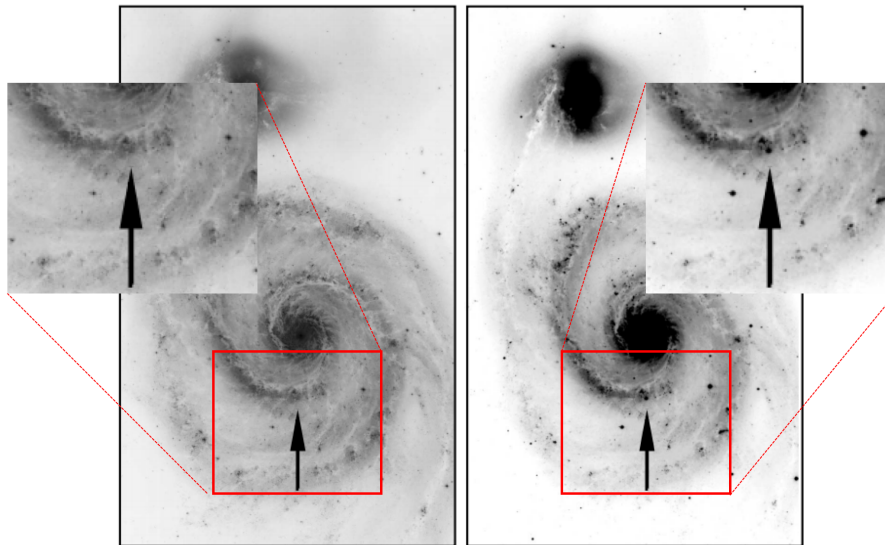


図 1.12: SN2005cs の爆発前 (左) と 爆発後 (右) [8]

1.3 本研究の目的

恒星の内部では、鉄に代表される重元素が生成されており、超新星爆発によって宇宙にばら撒かれると考えられている。つまり、宇宙の化学進化において超新星は非常に重要な天体である。超新星を正確に理解することは、宇宙の歴史を紐解く上で必要不可欠である。そのため、超新星爆発について盛んに研究が行われているが、超新星の親星や爆発のメカニズムについては未解明な点が多い。

本研究では、超新星のスペクトルに着目した。スペクトルにおける吸収線は、超新星にどのような元素が含まれるかを知る重要な指標である。しかしながら、スペクトルの中には起源元素が不明の未同定吸収線が存在することがある。未同定吸収線の同定は、超新星の詳細な構造を理解する上で役立つと考えられる。そのため、始めにスペクトル解析を行い、未同定吸収線の候補元素を探る。その結果から超新星の元素組成や物理状態、及び超新星の大気構造を推定し、超新星の爆発メカニズム解明の手がかりを得ることを目指す。

第2章 観測とデータリダクション

2.1 かなた望遠鏡とその観測装置

2.1.1 かなた望遠鏡

かなた望遠鏡とは、広島大学宇宙科学センターが運用する光学赤外線望遠鏡である。有効径は1.5mと国内有数の集光能力を誇る（表 2.1）。かなた望遠鏡は、カセグレン焦点と2つのナスミス焦点という焦点を持っている（図 2.1）。特徴は、このサイズの望遠鏡としては世界屈指の機動能力である。経緯台の最大角速度は方位軸まわりが5度/秒、高度軸まわりが2度/秒であり [10]、このスピードを活かした観測が行われている。観測対象は主に突発・激動天体現象であり、超新星や活動銀河核などの観測を行っている。

表 2.1: かなた望遠鏡の主な諸元 [10]

光学系	Ritchey-Chretien 光学系
主鏡の有効径	1500mm
主鏡材	ULE (Ultra Low Expansion; 超低膨) ガラス
合成 F 値と焦点距離 f	F/12.2 f=18,300mm (F/12.3 f =18,501.7mm)
視野	直径 15 分角 (= 0.25 度)
焦点面スケール	11.271 秒角/mm (11.148 秒角/mm)
架台	経緯台 最大角速度 方位軸まわり 5 度/秒 高度軸まわり 2 度/秒
総重量	約 17 トン
搭載可能重量	カセグレン焦点 500kg ナスミス焦点 1000kg

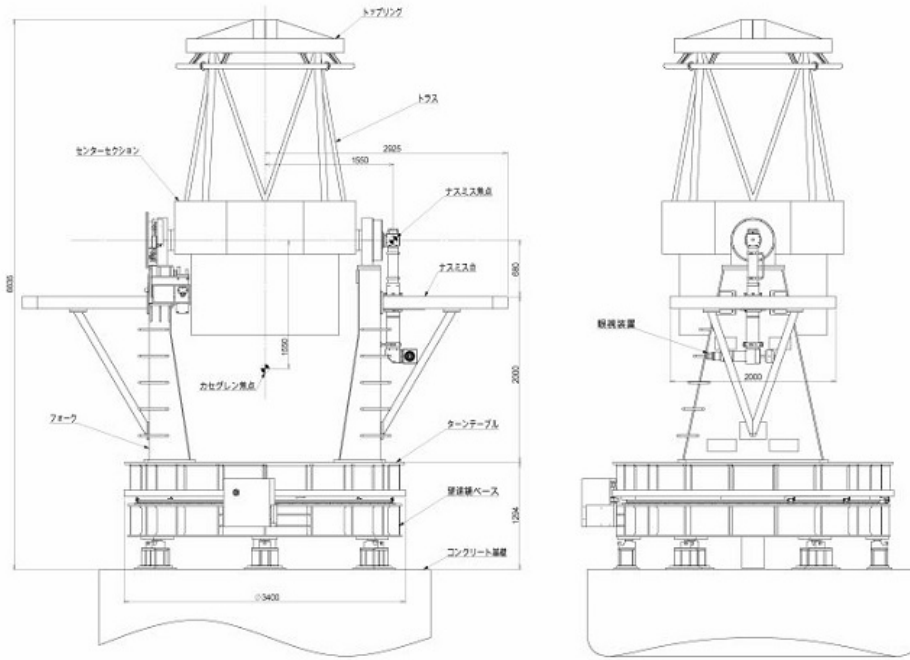


図 2.1: かなた望遠鏡の外観図 [10]

2.1.2 一露出型偏光撮像装置 : HOWPol

HOWPol とは Hiroshima One-shot Wide-field Polarimeter の略で、かなた望遠鏡のナスミス焦点に搭載されている一露出型偏光撮像装置のことである [11]。突発的かつ短い時間に、高エネルギーのガンマ線を放出する天体現象（ガンマ線バースト）の観測を目的として開発された。1 回の撮像で直線偏光 (I, Q, U) のすべてのストークスパラメータを取得できることが大きな特徴である。HOWPol にはこれ以外にも、広視野撮像モード、偏光撮像モード、分光モードの 3 つのモードが搭載されており、様々な天体の観測を行うことができる。図 2.2 に基本的なセットアップを示す。搭載されている主なフィルタは可視光域である。

本研究で扱う Ia 型超新星 SN2019ein（詳細は第 3 章）のデータは HOWPol の分光モードで得られたデータである。

Basic Specifications

Wavelength	0.45 -- 1.03 micron
Field of view	Imaging: 15' diameter Impol(wide): 7' x 7' Impol(narrow): 15' x 1' Spectroscopy: 2.3" x 15'
Filter	B, V, R, I, z', H-alpha
Grism	Low-res (Grism 420/mm, 620nm blaze, R~400)
Wollaston prism	(Both) Wedged double Wollaston prism (Wide) Made of six rutile blocks (Narrow) Six magnesium fluoride blocks and two fused silica wedges
CCD	Two fully depleted 2k-4k CCDs, 200 micron-thick depletion layer
Limiting mag	Photometry(*6): R = 19.2 Imaging polarimetry(*7): R = 16.0

(*6)10-min exposure, delta_R = 0.02 mag, (*7)10-min exposure, delta_P = 0.2%

図 2.2: HOWPol の諸元 [11]

2.2 観測データのリダクション

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) とは、天体データリダクションに広く用いられているソフトウェアである。アメリカ国立光学天文台 (National Optical Astronomy Observatories : NOAO) によって開発された [12][13]。本研究では、かなた望遠鏡で得られた分光データの 1 次処理と分光データリダクションに用いた。

2.2.1 1 次処理

望遠鏡で得られてそのままのデータを生画像という。生画像には、CCD の特性上乘るカウントや CCD の感度ムラなどの影響がある。そのため、天体本来のカウントを得るための作業を行う必要がある。これを 1 次処理という。本研究では分光観測で得られたデータを扱うが、撮像観測によるデータの場合でも同様の 1 次処理が必要である。1 次処理は以下の手順で行う。

オーバースキャン領域処理とバイアス引き

CCD の読み出しの際には、天体や背景光の乗っていない領域が読み出されるようになっている。この領域をオーバースキャン領域と呼ぶ。オーバースキャン領域には、データ取得時のバイアス情報が入ってい

る。バイアスとは、露出時間に依らず CCD から読み出す際に一定の電圧が付加されるカウントのことである。作業としては、生画像からオーバースキャン領域のカウントを引くことで、カウント数のゼロ点補正を行った。

フラットフィールドイング

データを取得する際、光学系由来の減光や CCD ピクセルごとに感度ムラがあったり、フィルタや装置のウィンドウにごみが乗っていたりするため、CCD の感度補正を行う。これをフラットフィールドイングという。フラットフィールドイングの際には、ドーム内に設置しているフラット板に一樣光をあて、望遠鏡を通して得られるデータが必要である。作業としては、バイアス引きを行った天体画像をフラット画像で割り、CCD の感度補正を行った。最後に、リダクションに必要な部分のみ切りとるまでが今回行った 1 次処理である。

2.2.2 分光リダクション

本研究では、かなた望遠鏡で撮影された Ia 型超新星 SN2019 ein の分光リダクションを行った。以下にその手順を示す。

スペクトルの直線化

望遠鏡で分光観測を行うと、光学的歪曲の影響で望遠鏡の視野中心から離れるほど、図 2.3 の矢印方向に結像位置がずれてしまう。

このままだと後に述べる波長較正ができないので、スペクトルの直線化を行う必要がある。この時、超新星ではなく、明るくかつ放射強度やスペクトル形状などの詳細が分かっている標準星を用いて直線化を行う。その結果を超新星に適用するという形式をとる。作業としては、次の通りである。天体画像から超新星として扱うために切り取るデータの幅（アパーチャー）を設定する（図 2.4）。標準星という、明るくかつ放射強度やスペクトル形状などの詳細が分かっている星によってずれを考慮し、アパーチャー位置を関数でフィッティングすることで直線化した。

波長較正

波長較正とは、超新星からの光が波長分散される方向を横軸とした時に、CCD のピクセル単位になっている横軸を波長に変換することを意味する。そのためにピクセルと波長の対応関係を作成する必要がある。作業としては、次の通りである。

まず、超新星の分光データ中からよく知られた輝線波長（図 2.5）を同定し、ルジャンドル関数でフィッティングした。その結果を用いて、横軸をピクセルから波長へと変換した。

宇宙線除去

超新星による光と比べて、明らかに飛び抜けた値を示すノイズは基本的に宇宙線によるものである。分光リダクションにおいて、宇宙線ノイズは全く必要ないので除去する必要がある。作業としては、波長較正した標準星及び超新星のデータから宇宙線によるノイズと思われる値を示すものを除去した（図 2.6）。

背景光の除去

宇宙線除去後の画像には、まだ全体に背景光が乗っている。背景光とは、観測天体周辺の天体による光や地球の大気中発生する吸収・散乱などによって、観測天体の光に被ってしまっている光のことである。作業としては、アパーチャーとして指定した領域から少し離れた領域を背景光として設定し、標準星及び超新星のデータから背景光のカウント数を差し引いた。

アパーチャーの 1 次元化

地上から観測を行うと、点源として見えるはずの天体が大気の影響で広がりを持っているように見えてしまう。このことを考慮するためにアパーチャーを 1 ピクセルにまとめる。これをアパーチャーの 1 次元化という。作業としてはアパーチャーの幅の総和を計算してから、アパーチャー内のカウントを 1 ピクセルにまとめた。

フラックス較正

本研究でも用いた HOWPol の CCD は波長ごとに感度が異なるため（図 2.7）、1 カウントの基準を合わせる必要がある。そのため、標準星を用いてフラックス較正を行う。まず、波長較正された標準星のデータを用いて各波長におけるカウントとフラックスの関係をルジャンドル関数でフィッティングすることによって求める。その結果得られる関数を超新星にも適用すれば、超新星の分光データについてもフラックス較正ができる。このようにしてスペクトルデータが完成した。

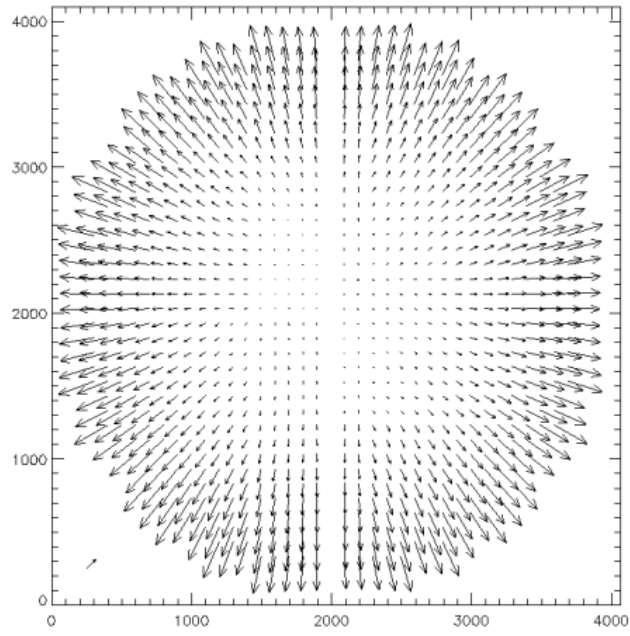


図 2.3: 光学的歪曲 [14]

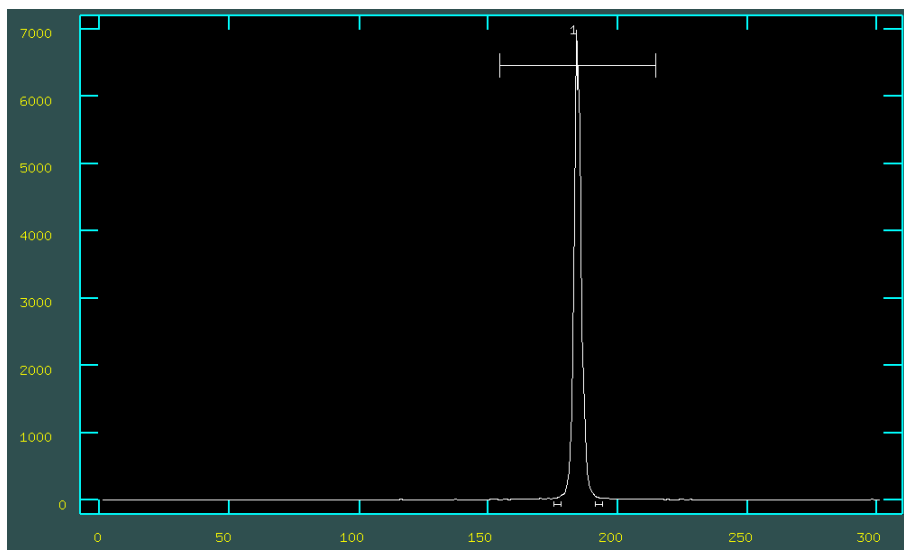


図 2.4: アパーチャーを設定しているところ

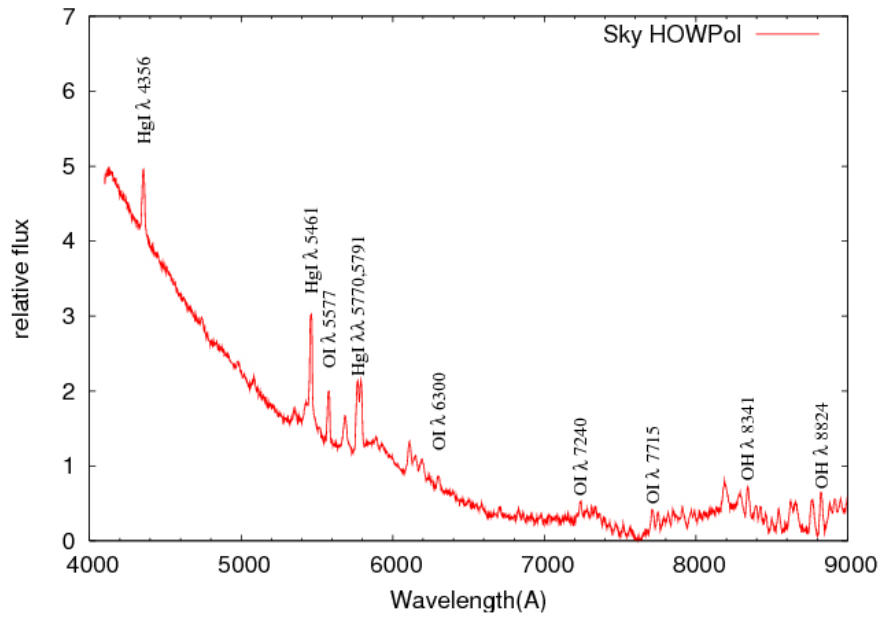


図 2.5: 地球大気中の元素による輝線とその波長

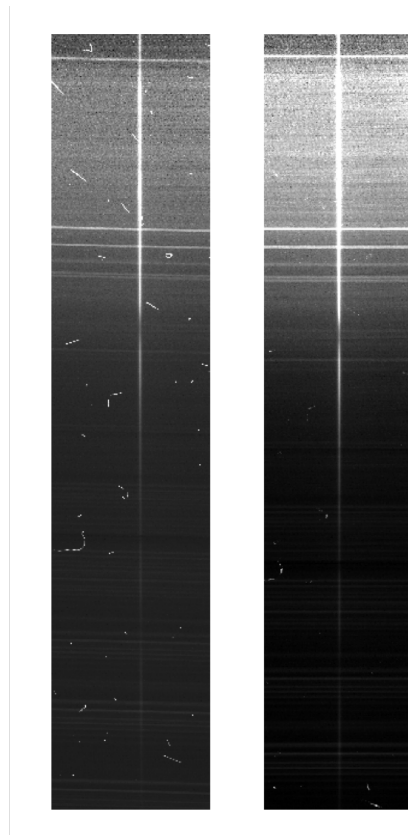


図 2.6: 1次処理後（左）と宇宙線除去後の分光データ（右）

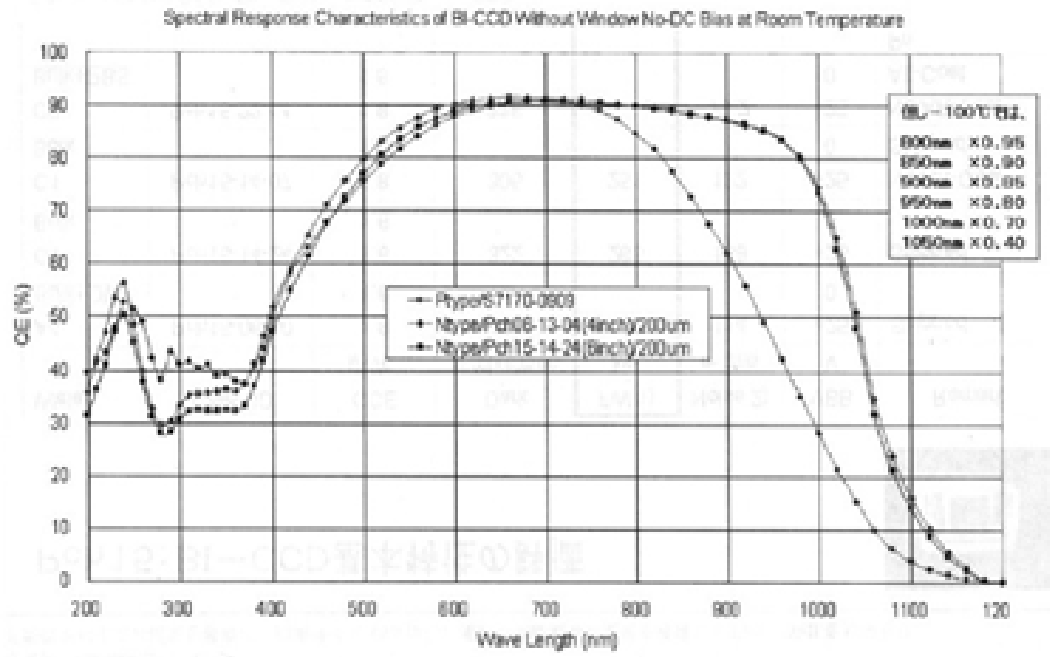


図 2.7: HOWPol に搭載されている CCD の波長ごとの感度

第3章 結果・議論

本章では、最初にかなた望遠鏡で取得された SN2019ein のリダクションを行った結果を示す。その後、SN2019ein と様々な Ia 型超新星を比較し、爆発の素性について議論する。また、Bose et al. (2013) で取得された SN2012aw について、未同定であった吸収線についてスペクトル計算ソフト SYN++ を用いて推定を行った結果について議論する。

3.1 各超新星のスペクトルと特徴

3.1.1 SN2019ein

SN2019ein (図 3.1) は 2019 年 5 月 1.5 日 (UT) に小惑星地球衝突最終警報システム ATLAS (Asteroid Terrestrial-impact Last Alert System) プロジェクトグループによって発見された [16]。母銀河は NGC5353 で、発見等級は 18.194 mag であった [16]。その後、同 3.0 日に Global SN Project により Ia 型であると分類された [17]。

本研究では、Ia 型超新星 SN2019ein について分光リダクション及びスペクトルフィッティング (詳細は 3.3.1 章) を行った。用いたデータは、かなた望遠鏡 HOWPol の分光モードで取得された 5 月 5, 21 日及び 6 月 12 日の 3 つのデータである (表 3.1)。表 3.1 において、フェーズは光度極大の時点をも 0 days としてある。

図 3.2 は SN2019ein と他の Ia 型超新星を比較したものである。スペクトルの傾きからは、超新星の光球面温度を推定することができる。図 3.2 に示した 4 つの超新星は傾きがほぼ同じであることから、SN2019ein はこの +7 days のフェーズにおいては典型的な温度であると言える。ただし、超新星の母銀河または天の川銀河で吸収を受けた場合はスペクトルが赤化するため、この限りではない。また、図 3.2 に示した 4 つの超新星全てで Ia 型超新星の特徴である Si が 6200 Å 付近で見られる。Ca も 8200 Å 付近で見られるが、SN1991T は他の超新星と比べて吸収線の深さが浅い。最後に Si と Ca の吸収線の幅について、SN2019ein の吸収線の幅は典型的な Ia 型超新星である SN2011fe と比べて広く、速度も速いと言える。加えて、SN2019ein に見られる Si の吸収線は SN2002bo と吸収線の幅や形が似ているように見える。加えて、吸収線のブルーシフト量も同程度である。このことから、SN2019ein は SN2002bo によく似たスペクトルを持つと言える。SN2002bo は吸収線速度が速い超新星であり [20]、SN2019ein も同類の超新星であると考えられる。

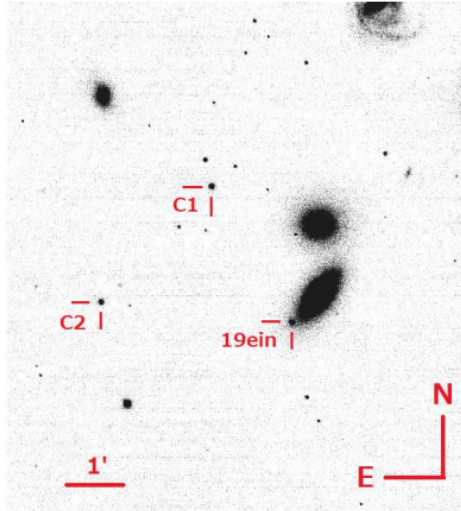


図 3.1: かなた望遠鏡 HOWPol で 2019 年 5 月 12 日に撮像された R バンドにおける SN2019ein と標準星 [18]

表 3.1: SN2019ein の分光観測ログ

Date	Phase (days)	波長域 (Å)	分解能 (Å pix ⁻¹)	望遠鏡 (観測装置)
2019-05-05	-9.5	4500 - 9000	4	かなた (HOWPol)
2019-05-21	+6.4	4500 - 9000	4	かなた (HOWPol)
2019-06-12	+28.4	4500 - 9000	4	かなた (HOWPol)

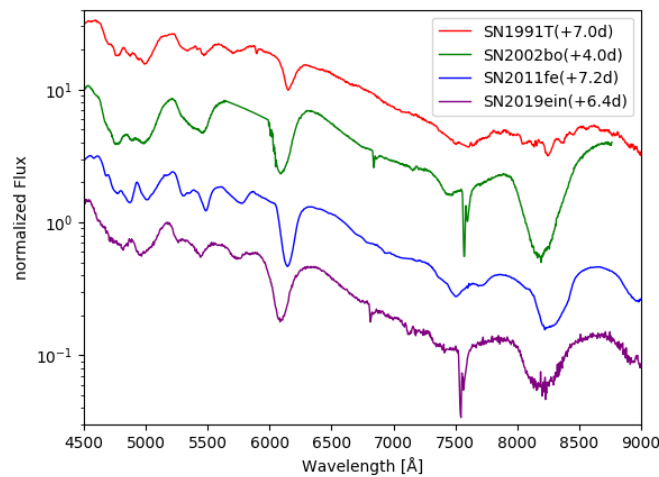


図 3.2: SN2019ein と他の Ia 型超新星の比較 [19][20][21]

3.1.2 SN2012aw

SN2012aw (図 3.3) は 2012 年 3 月 16.9 日 (UT) にアマチュア天文家 Paolo Fagotti (Italian Supernovae Search Project) によって発見された [22]。母銀河は M95 で、地球からの距離は ~ 10 Mpc である [23]。

本研究では、IIP 型超新星 SN2012aw について、Bose et al. (2013) で示された 3 つの未同定吸収線の同定のためにスペクトルフィッティングを行った。用いたデータは、Himalayan Chandra Telescope (HCT) の the Hanle Faint Object Spectrograph Camera (HFOSC) で取得された 3 月 22 日、6 月 27 日のデータと IUCAA Girawali Observatory (IGO) の IUCAA Faint Object Spectrograph & Camera (IFOSC) で取得された 5 月 15 日のデータの 3 つである (表 3.2)。表 3.2 において、フェーズは超新星が爆発した時点を 0days としてある。

図 3.4 は SN2012aw と他の IIP 型超新星の比較した図である。図中の 4 つの超新星は傾きがほぼ同じであることから、SN2012aw はこの 61 days のフェーズにおいては典型的な温度であると言える。ブルーシフト量については、SN2005cs が他の 3 つに比べて遅い。また、 5169 \AA に見える Fe や 5900 \AA 付近に見える Na について、SN2012aw は SN1999em と形が似ている。SN1999em は典型的な IIP 型超新星と言われており [24]、上記のことを踏まえると SN2012aw も典型的な IIP 型超新星であると言える。

図 3.5 中の A, B, C は Bose et al. (2013) で示された未同定吸収線である。未同定吸収線 A は 4495 \AA 付近、未同定吸収線 B は 5530 \AA 付近、未同定吸収線 C は 4795 \AA 付近で見える。

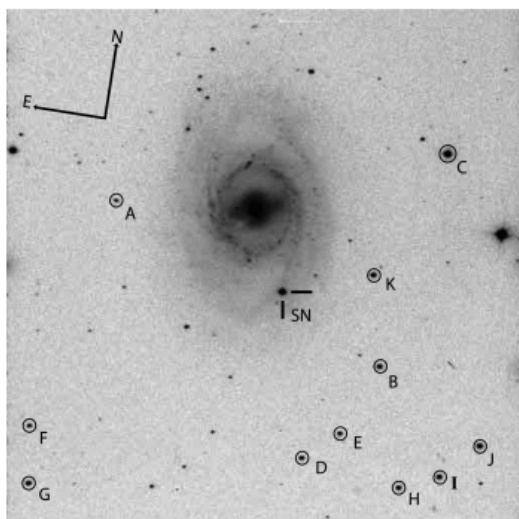


図 3.3: V バンドで撮像された SN2012aw (図中、SN)。標準星にマーキングしてある。[23]

表 3.2: SN2012aw の分光観測ログ [23]

Date	Phase (days)	波長域 (Å)	望遠鏡	スリット幅 (arcsec)	波長分解能 (Å pix ⁻¹)	露出時間 (s)
2012-03-22	7	3800 – 6800	HCT	1.92	1.43	900
		5800 – 8400	HCT	1.92	1.26	900
2012-05-15	61	3800 – 6800	IGO	1.50	1.38	1800
		5800 – 8300	IGO	1.50	1.16	1800
2012-06-27	104	3800 – 6800	HCT	1.92	1.61	1200
		5800 – 8400	HCT	1.92	1.25	1200

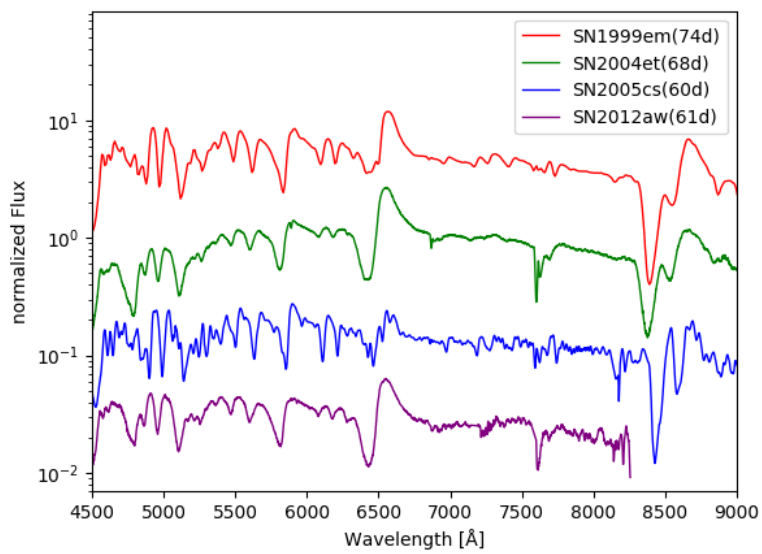


図 3.4: SN2012aw と他の IIP 型超新星の比較 [25][26][27]

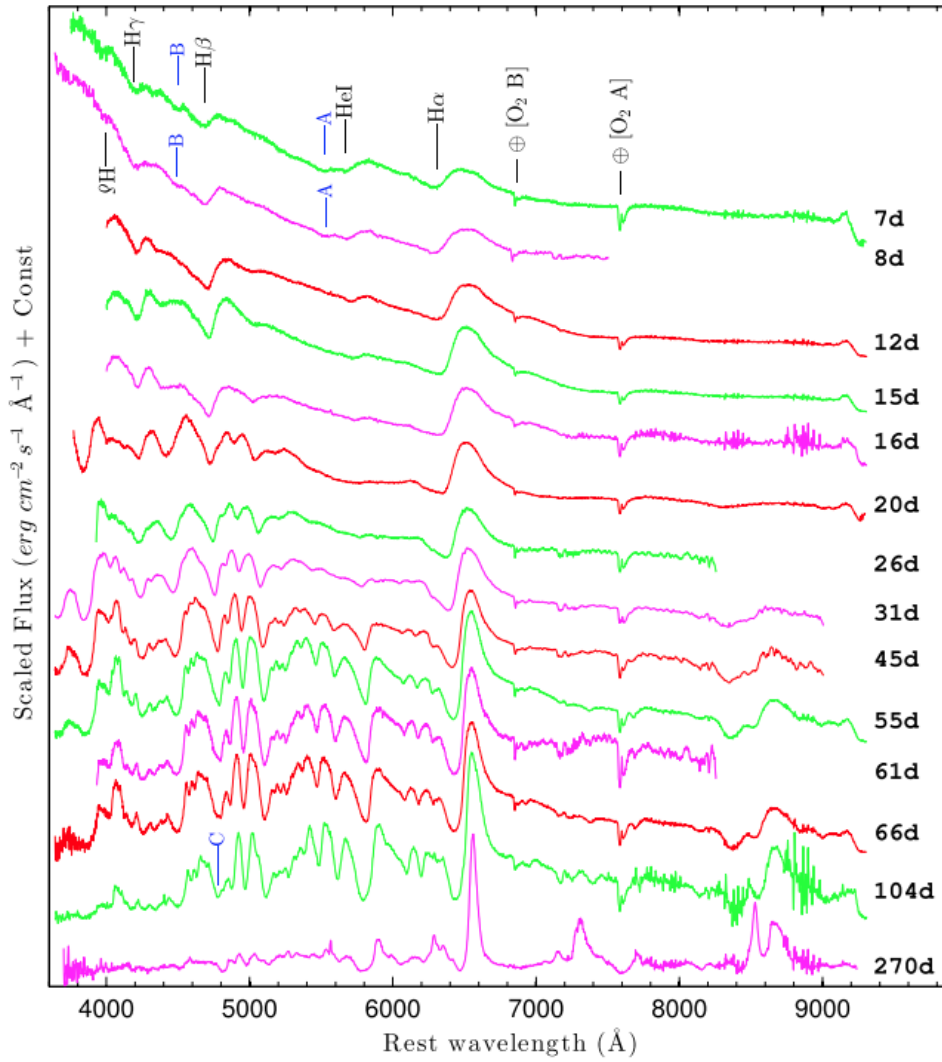


図 3.5: SN2012aw における未同定吸収線 [23]

3.2 スペクトル吸収線群の同定

観測によって得たスペクトルには同定の難しい吸収線や輝線も存在することがある。これを未同定スペクトル線という。中でも吸収線のみを表す場合には、未同定吸収線という。未同定スペクトルを同定することは観測天体のさらなる理解につながる。本研究では未同定吸収線の同定のために、SYN++というソフトウェアを用いた。プログラミング言語 C++ で書かれている。本節では、SYN++ の解説とそのフィッティング結果を示す。

3.2.1 超新星スペクトルモデル計算ソフト：SYN++

SYN++とは、ローレンス・バークレー国立研究所が開発した、元素の吸収線を計算してスペクトルモデルを作成するソフトウェアのことである。SYN++が作成される以前、SYNOW というスペクトル計算ソフトが広く用いられてきた [28]。SYNOW は球対象で等方的な超新星爆発を仮定し、パラメータに基づいて計算を行うことでスペクトルモデルを作成する。SYN++も SYNOW と同様に、球対象で等方的な爆発を仮定してスペクトルモデルを作成するが、パラメータや入力ファイル形式、原子分子線データファイルなどが拡張・改良されている [29]。そのため、SYN++はその SYNOW のアップグレード版ということが出来る [30]。

SYN++のパラメータ

図 3.6 に示したような設定ファイルでパラメータを指定し、スペクトルを作成する。本研究において、設定したパラメータは主に 4 つある。

- **output** : スペクトルモデルを作成する波長域と計算する際の波長間隔
- **grid** : 不透明度の bin サイズ、吸収線形成領域におけるグリッドの大きさ、スピードが最も速い元素の速度
- **opacity** : 不透明度を計算する際の参照速度、不透明度のしきい値
- **setups** : スペクトル計算を行う際の関数における定数項及び 1, 2 次の歪み項、光球面速度、吸収線形成領域の最高速度、光球面温度

加えて、最も重要となるパラメータが図 3.6 の setups 内の ions 以下である。

- **ions** : 導入する元素を指定
原子番号を Z 、イオンの価数を I とした時、

$$100 \times Z + I \tag{3.1}$$

の値を入力し、元素を指定する。例えば、HI であれば 100、SiII であれば 1401 と指定する。active 以降のパラメータは指定した元素ごとに各列で指定できる。

- **active** : Yes か No で元素を導入、または一時的に導入しないという設定が可能
- **log_tau** : 元素の不透明度を設定
- **v_min, v_max** : 元素の最低速度・最高速度を設定
- **aux** : 元素の分布を指定
- **temp** : 元素の励起温度を指定

```

output :
  min_wl      : 3500          # min. wavelength in AA
  max_wl      : 9500          # max. wavelength in AA
  wl_step     : 5.0           # wavelength spacing in AA
grid :
  bin_width   : 0.1          # opacity bin size in kkm/s
  v_size      : 100          # size of line-forming region grid
  v_outer_max : 35.0         # fastest ejecta velocity in kkm/s
opacity :
  line_dir    : /home/taisei/work/es-data/lines # path to atomic line data
  ref_file    : /home/taisei/work/es-data/refs.dat # path to ref. line data
  form       : exp           # parameterization (only exp for now)
  v_ref      : 15.0          # reference velocity for parameterization
  log_tau_min : -2.0         # opacity threshold
source :
  mu_size     : 10           # number of angles for source integration
spectrum :
  p_size      : 60           # number of phot. impact parameters for spectrum
  flatten     : No          # divide out continuum or not
setups :
  - a0        : 1.0          # constant term
  - a1        : 0.0          # linear warp term
  - a2        : 0.0          # quadratic warp term
  v_phot     : 10.5         # velocity at photosphere (kkm/s)
  v_outer    : 35.0         # outer velocity of line forming region (kkm/s)
  t_phot     : 23.0         # blackbody photosphere temperature (kK)
  ions       : [ 100 , 201 , 2401, 2600, 1201, 701 , 402 , 400 ] # ions (100*Z+I, I=0 is neutral)
  active     : [ Yes, No, No, No, No, Yes, Yes, No ] # actually use the ion or not
  log_tau    : [ 0.45, 0.01, 0.10, 0.15, 0.10, 0.45, 0.20, 0.10 ] # ref. line opacity at v_ref
  v_min      : [ 10.5, 14.0, 10.5, 17.0, 17.0, 12.3, 24.0, 10.5 ] # lower cutoff (kkm/s)
  v_max      : [ 35.0, 16.0, 12.0, 30.0, 35.0, 12.6, 35.0, 15.0 ] # upper cutoff (kkm/s)
  aux        : [ 10.0, 10.0, 10.0, 5.00, 5.00, 30.0, 6.00, 10.0 ] # e-folding for exp form
  temp       : [ 10.0, 10.0, 10.0, 10.0, 10.0, 10.0, 10.0, 10.0 ] # Boltzmann exc. temp. (kK)

```

図 3.6: SYN++の設定ファイル

3.2.2 SYN++を用いたスペクトルモデルフィッティング結果

前項の各元素について、吸収線の中心波長・幅・深さを主に SYN++パラメータの最低・最高吸収線速度、光学的厚さの3つを様々に変えて、観測で得られたスペクトルに合わせた。図 3.7、図 3.8 は SN2019ein の極大から 6.4 日後のスペクトルにおける Si の吸収線付近を抜き出したものである。図 3.7 のように光学的厚さを変えて、SYN++モデルの吸収線の深さを観測で得られたスペクトルに合わせた。また、図 3.8 のように吸収線速度の最小・最大値を変えることで SYN++モデルを観測で得られたスペクトルに合わせた。スペクトルフィッティングにおいては、SYN++モデルが吸収線を包みこむようにパラメータを指定した。図 3.7 と図 3.8 において、赤線が最適なスペクトルモデルと判断したものの例である。

Ia 型超新星 SN2019ein について SYN++でスペクトルモデルを作成したのが、図 3.9(-9.5 days)、図 3.10(+6.4 days)、図 3.11(+28.4 days) である。SN2019ein では、典型的な Ia 型超新星である SN2011fe に見られるケイ素・硫黄・酸素・ナトリウム・カルシウム・鉄を始めに導入した。必要に応じて、元素を導入もしくは削除した。

SN2019ein について、最終的に導入した元素は以下の通りである。

- -9.5d : O I, Si II, S II, Ca II, Fe II
- +6.4d : O I, Na II, Si II, S II, Ca II, Fe II
- +28.4d : O I, Na II, Si II, Ca II, Fe II

また、各元素のパラメータにおいて、吸収線最低・最高速度を表 3.3 にまとめた。

同様に、IIP型超新星 SN2012aw に対してもスペクトルモデルを作成した。実際に、SN2012aw について SYN++ でスペクトルモデルを作成したのが、図 3.12(7 days)、図 3.13(61 days)、図 3.14(104 days) である。また、各元素の吸収線ごとに分けたものも表示させたのが図 3.15(7 days)、図 3.16(61 days)、図 3.17(104 days) である。

SN2012aw について、最終的に導入した元素は以下の通りである。

- 7d : H I, Be III, N II
- 61d : H I, Be I, N I, Na I, Si II, Ca II, Sc II, Fe II, Ni II, Ni III, Ba II
- 104d : H I, Be I, N I, Na I, Si II, Sc II, Fe II, Ni II, Ni III, Ba II

また、各元素のパラメータにおいて、吸収線最低・最高速度を表 3.4 にまとめた。ただし、このスペクトルモデルには未同定吸収線の同定結果も含まれている（詳細は次節）。図 3.18 は、SN2012aw の 7days におけるスペクトルフィッティングについて、未同定吸収線の候補元素である可能性が高いと判断した窒素を導入していないスペクトルモデルと導入したスペクトルモデルの比較である。窒素を導入した後のスペクトルでは、未同定吸収線 A と未同定吸収線 B に該当する箇所に吸収線がフィッティングされていることが確認できる。また、図 3.19 は SN2012aw の 61days におけるスペクトルフィッティングについて、未同定吸収線の候補元素である可能性が高いと判断したニッケルを導入していないスペクトルモデルと導入したスペクトルモデルの比較である。未同定吸収線 C に該当する箇所に吸収線がフィッティングされていることが確認できる。

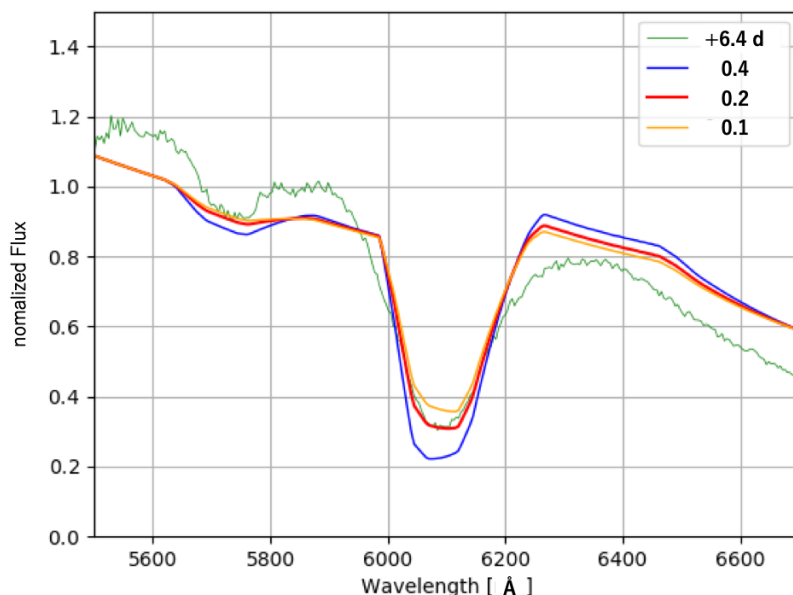


図 3.7: Si の吸収線について光学的厚さを変えたもの

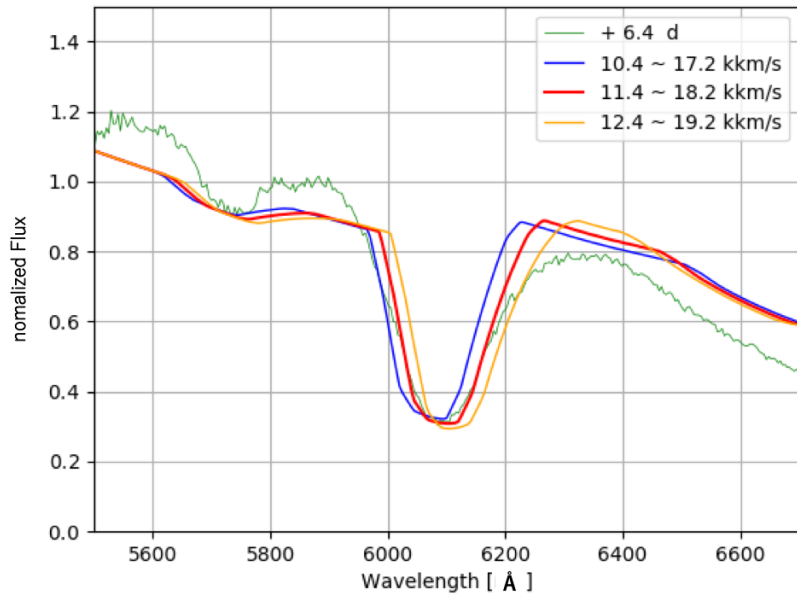


図 3.8: Si の吸収線について最低・最高吸収線速度を変えたもの

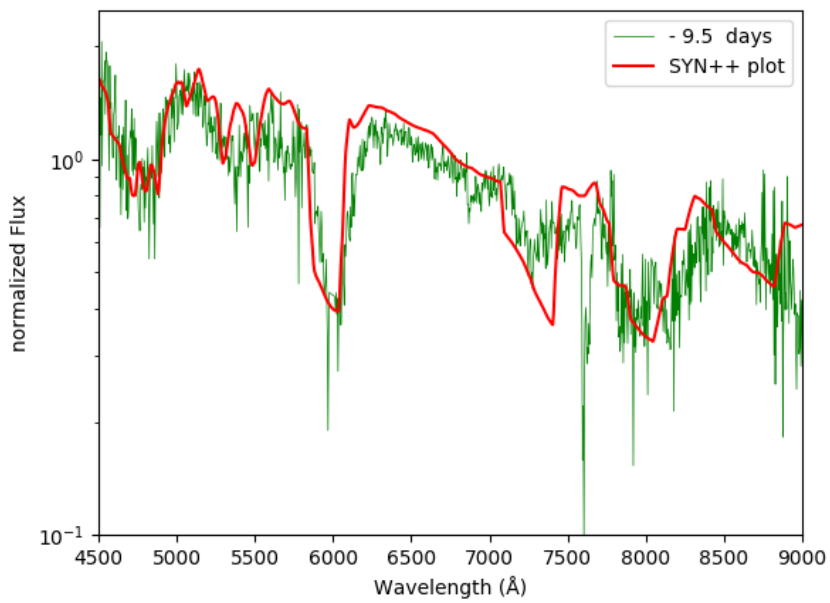


図 3.9: SN2019ein の-9.5days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果

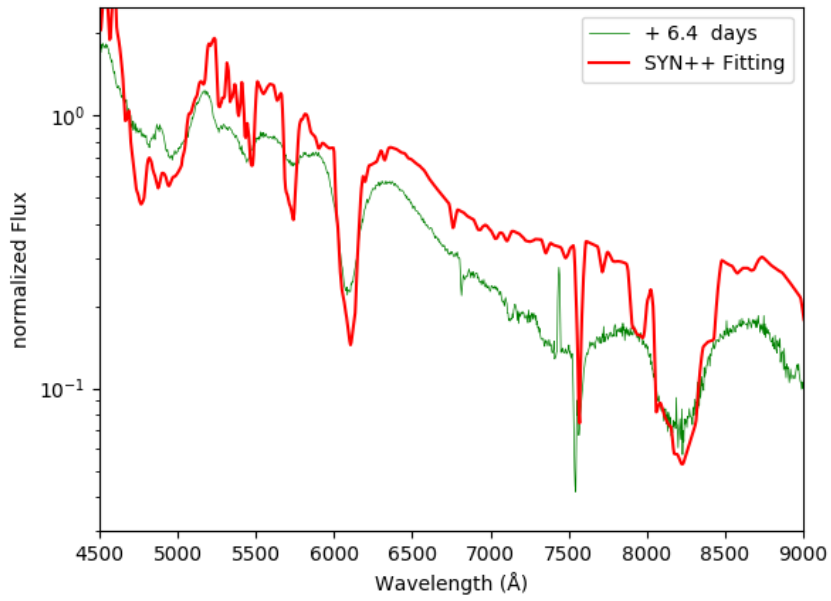


図 3.10: SN2019ein の+6.4days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果

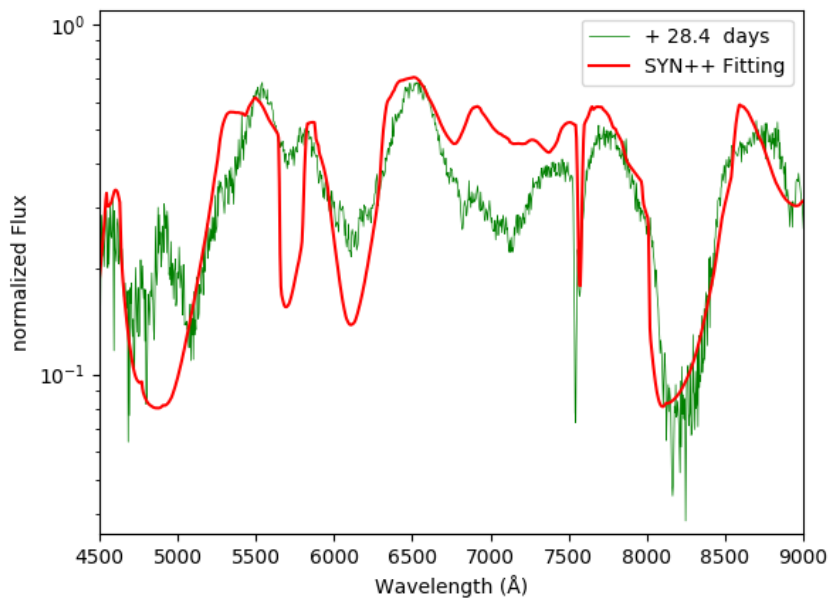


図 3.11: SN2019ein の+28.4days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果

表 3.3: SN2019ein において導入した元素の各時期における吸収線最低・最高速度

元素	-9.5 days (10^3km)	+6.4 days (10^3km)	+28.4 days (10^3km)
O I	15.0 – 30.0	8.50 – 9.50	8.00 – 9.00
Na II		8.00 – 12.0	5.00 – 13.0
Si II	15.5 – 26.5	10.5 – 17.5	4.00 – 24.00
S II	10.0 – 10.9	3.50 – 14.7	
Ca II	15.0 – 30.0	8.50 – 18.8	4.50 – 20.0
Fe II	18.0 – 30.0	9.00 – 21.0	3.50 – 25.0

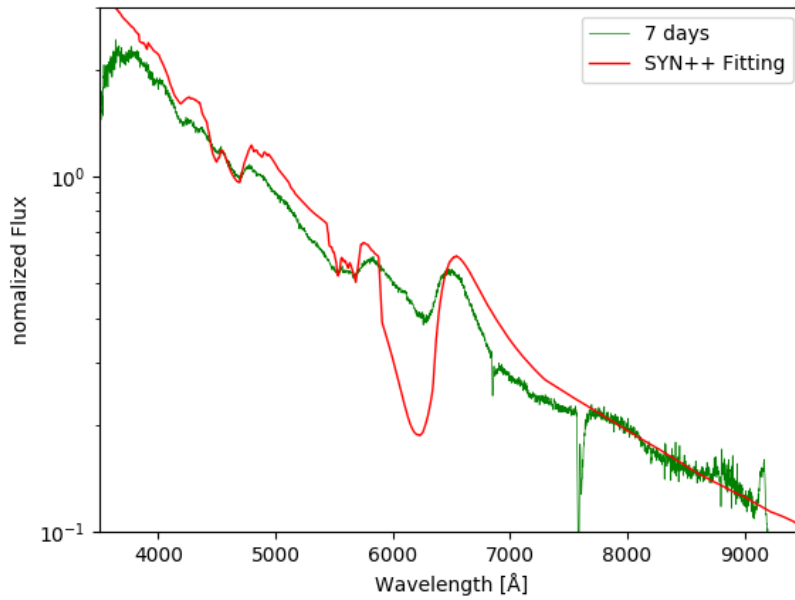


図 3.12: SN2012aw の 7days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果

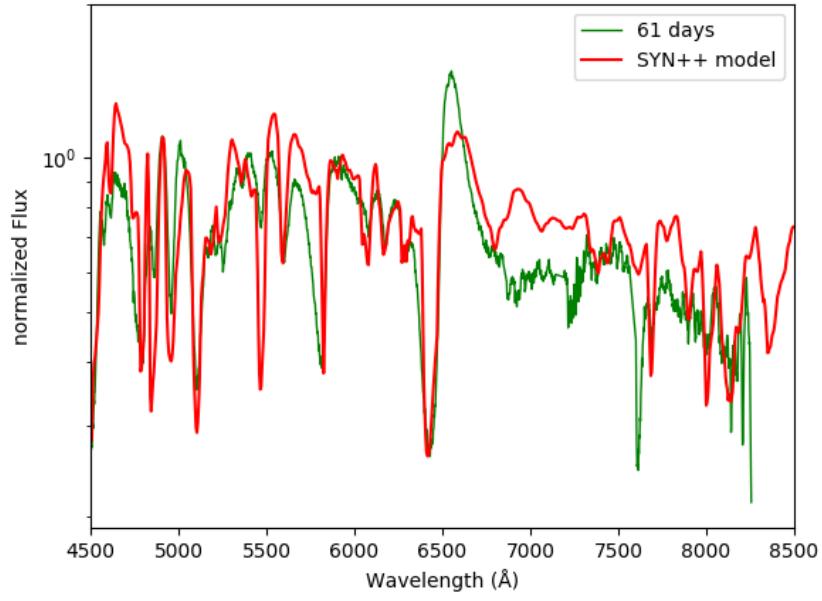


図 3.13: SN2012aw の 61days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果

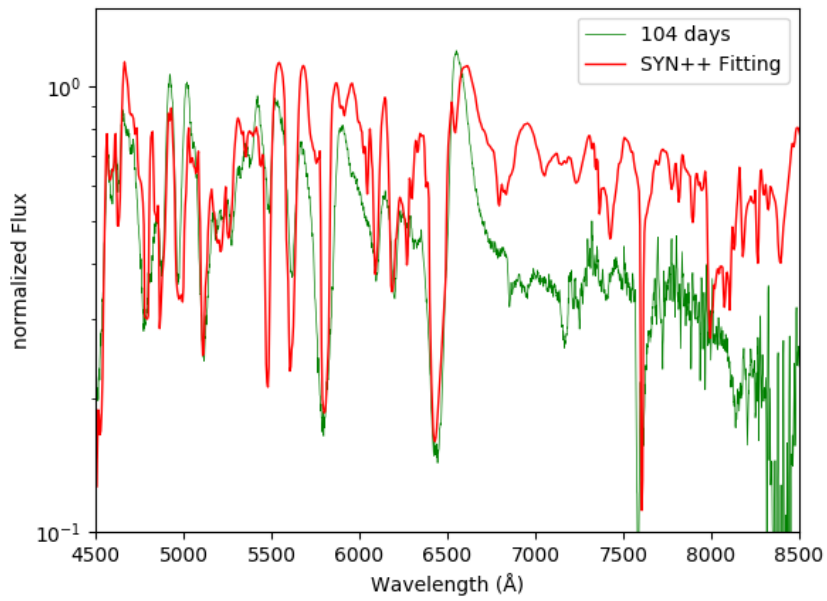


図 3.14: SN2012aw の 104days におけるスペクトルと SYN++フィッティング結果

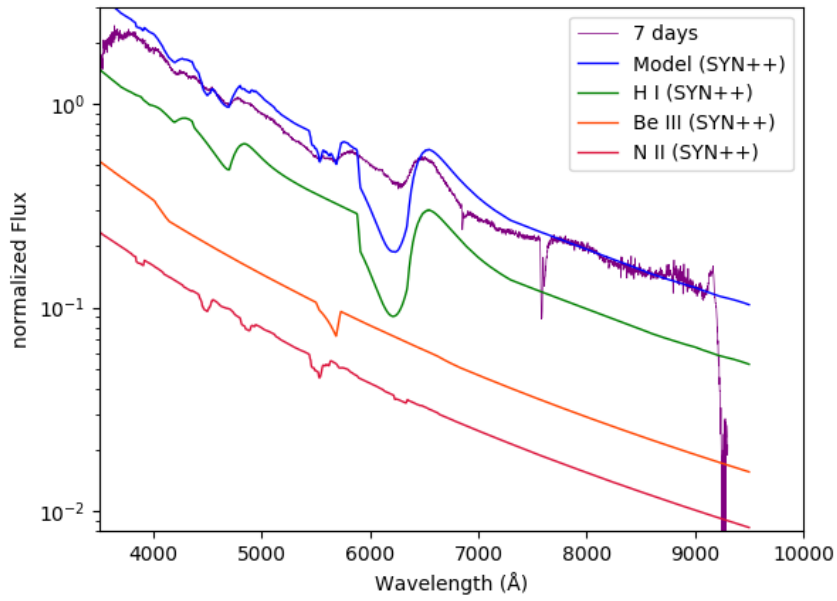


図 3.15: SN2012aw の 7days における SYN++フィッティング結果を各元素ごとに表したもの

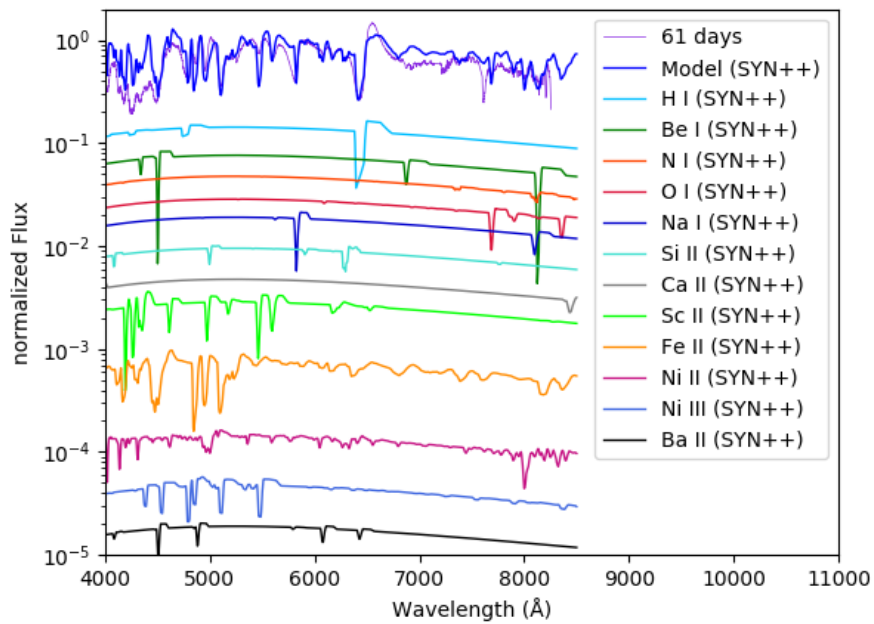


図 3.16: SN2012aw の 61days における SYN++フィッティング結果を各元素ごとに表したもの

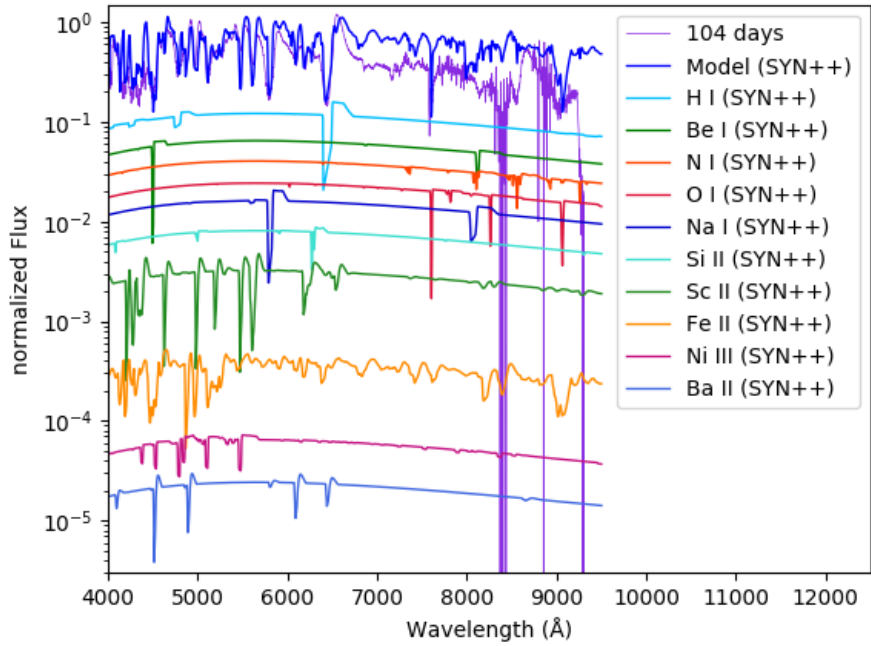


図 3.17: SN2012aw の 104days における SYN++フィッティング結果を各元素ごとに表したものの

表 3.4: SN2012aw において導入した元素の各時期における吸収線最低・最高速度

元素	7 days (10^3km)	61 days (10^3km)	104 days (10^3km)
H I	10.5 – 35.0	4.30 – 8.50	3.50 – 8.00
Be I		4.50 – 5.80	4.60 – 5.80
Be III	24.0 – 35.0		
N I	12.3 – 12.5		
N II		4.40 – 4.60	4.40 – 4.60
O I		3.70 – 4.30	6.50 – 7.10
Na I		3.50 – 4.50	3.50 – 6.00
Si II		3.80 – 4.20	3.50 – 4.00
Ca II		3.50 – 5.00	
Sc II		3.50 – 5.00	2.00 – 3.70
Fe II		3.00 – 6.00	2.00 – 4.40
Ni II		4.00 – 4.70	4.00 – 4.70
Ni III		4.50 – 6.50	4.80 – 6.50
Ba II		3.50 – 4.50	2.00 – 3.50

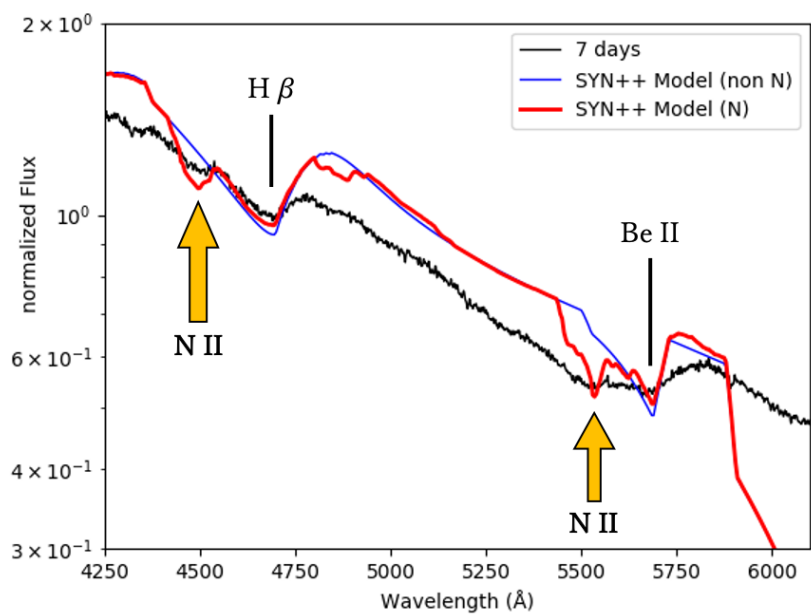


図 3.18: 窒素導入前と導入後のスペクトルモデル (右)

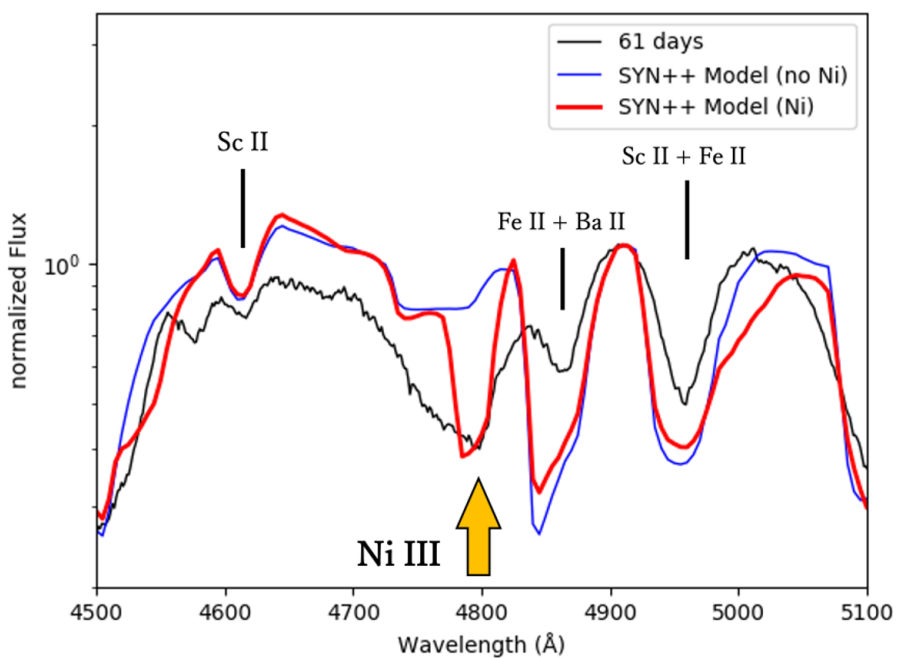


図 3.19: ニッケル導入前と導入後のスペクトルモデル (右)

3.3 議論

本節では、SYN++によるスペクトルモデルフィッティングの結果から得られた未同定吸収線の候補元素が物理的な観点から妥当かどうか議論する。また、SYN++で導入した元素からどのような超新星の大気構造が推定できるのか議論する。

3.3.1 未同定吸収線の同定

IIP型超新星 SN2012aw では、初めに先行研究 Bose et al. (2013) で同定されていた水素・ヘリウム・酸素・ナトリウム・カルシウム・スカンジウム・鉄のみで全体的なフィッティングを行った。未同定吸収線の同定については、元素表において水素から鉄族元素までで SYN++ で扱われている全てのイオンを導入し可能性を探った。SN2012aw のスペクトルにおいて、7000–8000 Å の領域には超新星由来の吸収線は見られない。よって、この領域内に吸収線を作る元素を未同定吸収線の候補元素から外した。次に、未同定吸収線の各候補元素について、吸収線の中心波長・幅・深さを SYN++ パラメータを様々に変えることにより、観測で得られたスペクトルに合わせた。この時、物理的にあり得る範囲の速度幅の中でどのような値に変えた時でも、モデルスペクトルの吸収線の中心波長と観測で得られた未同定吸収線の中心波長が合わないときには、その元素を候補元素から外した。

3.3.2 超新星大気構造

前節より、IIP型超新星 SN2012aw の未同定吸収線の候補元素は、A, B が窒素 (N I)・C がニッケル (Ni II, Ni III) であり、これらが未同定吸収線の候補として可能性が高いと結論づけた。窒素については、Bose et al. (2013) でも窒素の可能性は示唆されており、それを支持する結果を得られたと言える。

ニッケルについては超新星爆発後に中心部で ^{56}Ni や安定な ^{58}Ni が生成される。 ^{56}Ni は半減期約 6 日で ^{56}Co へ、 ^{56}Co は半減期約 77 日で ^{56}Fe へ崩壊するため、SN2012aw の 61days において ^{56}Ni は ^{56}Co 又は安定な ^{56}Fe に崩壊し、量が減っている。しかし、生成される量が比較的多いことから [31]、吸収線に寄与する可能性はあると考えられる。また、超新星コアは爆発直前において、電子捕獲反応により中性子過剰となっている [32]。そのため、中心部で生成された ^{56}Ni や ^{58}Ni がスペクトルとして見えたと考えることができる。

では、実際にニッケルが中心部に存在するとした時、104days において SYN++ のパラメータから予想される NiIII の存在領域が比較的外層側に限定されていることと矛盾が生まれる。そこで、この議論を踏まえた SYN++ フィッティングを行った。104days に加えて、同じくニッケルを導入した 61days についても再フィッティングを行った。その結果が図 3.20, 図 3.21 (61days)、図 3.22, 図 3.23 (104days) である。どちらのフェーズにおいても、観測スペクトルとよく合っていると見える。かつ、104days は SYN++ パラメータを再設定した後の SYN++ モデルのほうがより合っているように見える。パラメータ再設定前後の値を比較したのが表 3.5 である。再設定後の値からは、2 回電離のニッケルが中心部に存在し、1 回電離のニッケル

ルが2回電離のニッケルの層の最外部付近に存在するような構造が推定できる。超新星の中心にいくほど温度が高いことから、中心部に近いニッケルがより電離されていることは自然に説明される。

しかしながら、本研究で行った SYN++ のフィッティングは観測スペクトルとのずれを考慮できていない。SYN++ は必ずしも超新星の大気構造や電離度を反映したシミュレーションになっているわけではない。また、計算に関与するパラメータは多数あるため、完全解を導くのは不可能であると考えられる。また、良いと思われるパラメータの値が複数見つかることもあるため、各パラメータを指定する順番や重要視するポイントをしっかりと定めた上でのフィッティングが必要となることも分かる。さらには、物理的描像を考えながら、最適なパラメータの値を選択するのも必要となると考える。

超新星大気の数値構造は、爆発を起こした時に決定され、そのまま相似的に膨張する。そのため、超新星の吸収線領域は最外層が最も速いと考えられることができる。よって、表 3.3、表 3.4 にまとめた吸収線の最低・最高速度は、元素が天体のどの領域に存在しているかを示す指標となる。図 3.24 は SN2012aw の SYN++ フィッティングの結果、最もよく合う吸収線最低速度のパラメータについて時間変化を表したものである。図 3.24 中の H I を例に挙げると、爆発から時間が経過するにつれて速度が下がっていく傾向が見られる。同様に、表 3.3 と表 3.4 で共通して言えることは、吸収線の最低速度は爆発から時間が経過するにつれて下がっていく傾向があるということである。吸収線の最低・最高速度は、元素が天体のどの領域に存在しているかを示す指標となることから、時間が経過するごとにより中心に近い領域の元素が見えてくると言える。このことは超新星が時間が経つごとに光学的厚さが小さくなり、中心部が見えてくるといふことと矛盾しない。また、表 3.4 中の Fe II と他の元素の最低吸収線速度を比較した時、Fe II の最低吸収線速度は最も小さく、これは II 型超新星において爆発前の中心部は鉄のコアができていたと考えられていることと矛盾しない。これらのことから、吸収線の最低・最高速度を基に、各元素の吸収線領域を推定したものが、図 3.25(7 days) と図 3.26(104 days) である。どちらの図からも、水素のような軽元素は外層付近に、鉄などの重元素は中心部に存在するというたまねぎ構造が推定される。これは重力崩壊型超新星であるという点から矛盾しない。

吸収線として見える元素の中には、超新星爆発後に作られるものも考える必要がある。II 型超新星の初期スペクトルにおいて 5570 Å 付近で見える吸収線はヘリウムだと考えられる。だが、本研究の SYN++ を用いたフィッティングでは、ヘリウムよりもベリリウムで非常によく合ったため、ベリリウムと推測した。ベリリウムはヘリウムよりも核子の結合エネルギーが低く、核融合では生成されにくい。そのため、恒星が重力崩壊する際に存在する量は少ないと考えられる。ベリリウムは、炭素や酸素などのベリリウムよりも重い元素が宇宙線による核破砕反応を受けて生成されることもある [33]。しかし、超新星爆発によって実際にベリリウムが生成されるかというのは自明ではないため、今後の課題として取り組んでいきたい。

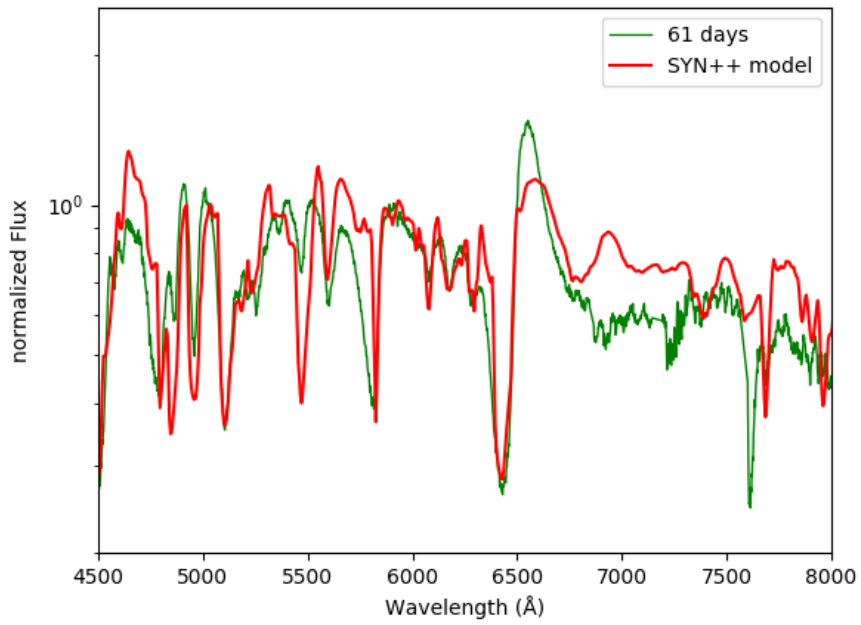


図 3.20: SN2012aw の 61days におけるスペクトルとパラメータ再設定後の SYN++フィッティング結果

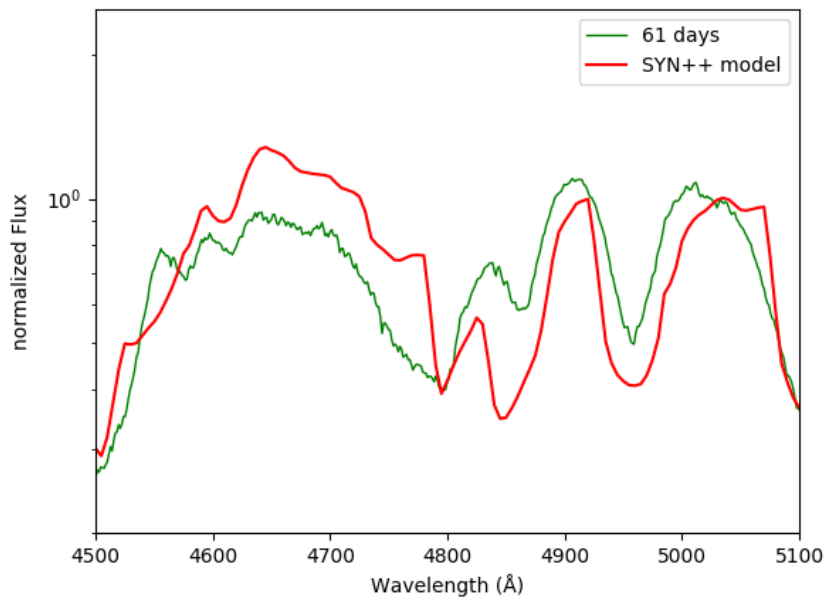


図 3.21: 図 3.20 の未同定吸収線付近のみを抜き出したもの

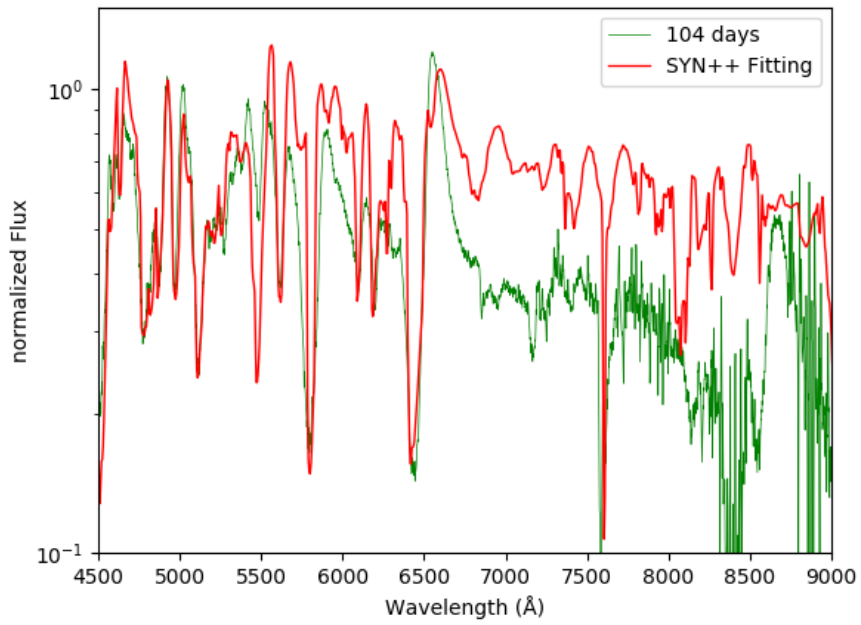


図 3.22: SN2012aw の 104days におけるスペクトルとパラメータ再設定後の SYN++フィッティング結果

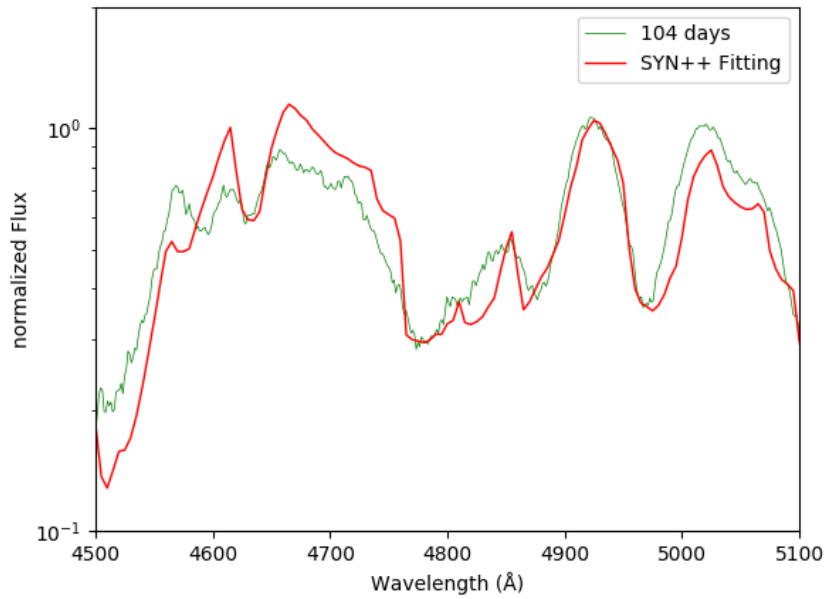


図 3.23: 図 3.22 の未同定吸収線付近のみを抜き出したもの

表 3.5: SN2012aw においてニッケルの吸収線最低・最高速度を再設定した値の比較

元素	61days (10^3km)	再設定後 (10^3km)	104days (10^3km)	再設定後 (10^3km)
Ni II	4.00 – 4.70	5.50 – 6.00	4.00 – 4.70	6.70 – 7.00
Ni III	4.50 – 6.50	3.00 – 6.00	4.80 – 6.50	2.30 – 7.50

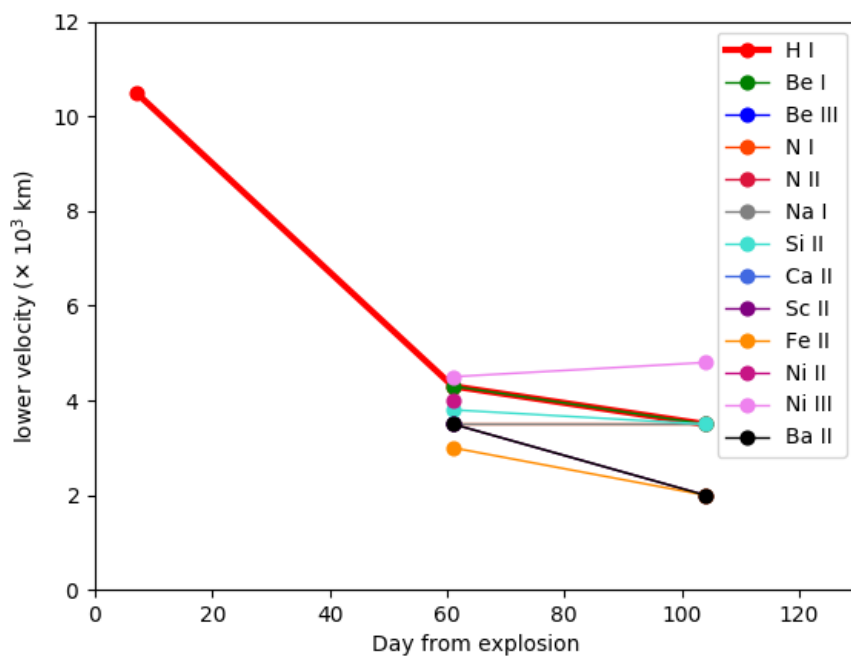


図 3.24: SN2012aw について各元素の最低吸収線速度の時間変化

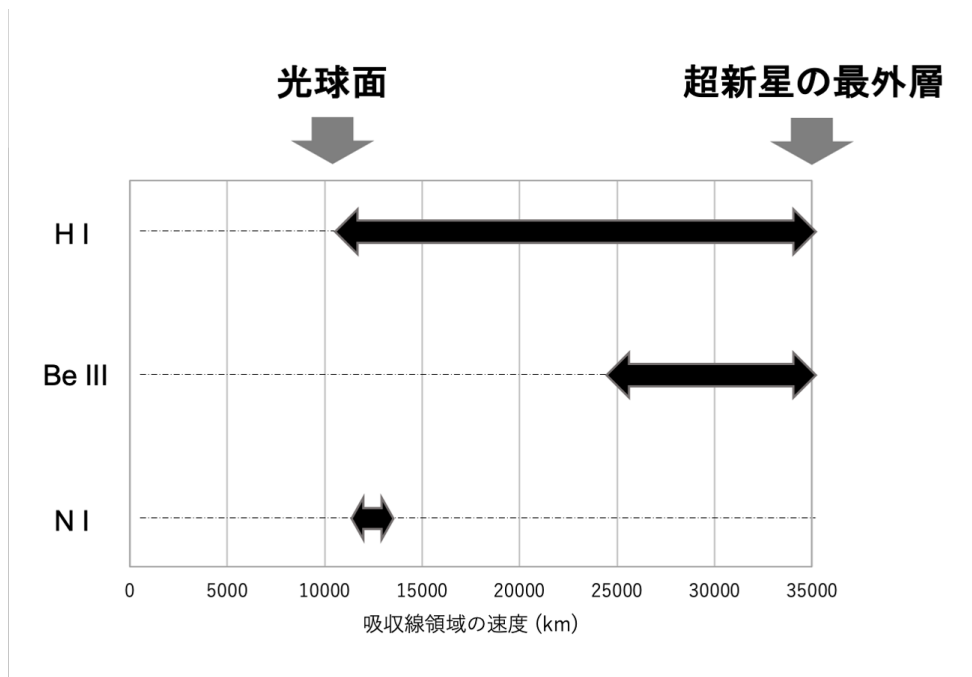


図 3.25: SN2012aw の 7 days における元素の吸収線領域イメージ図

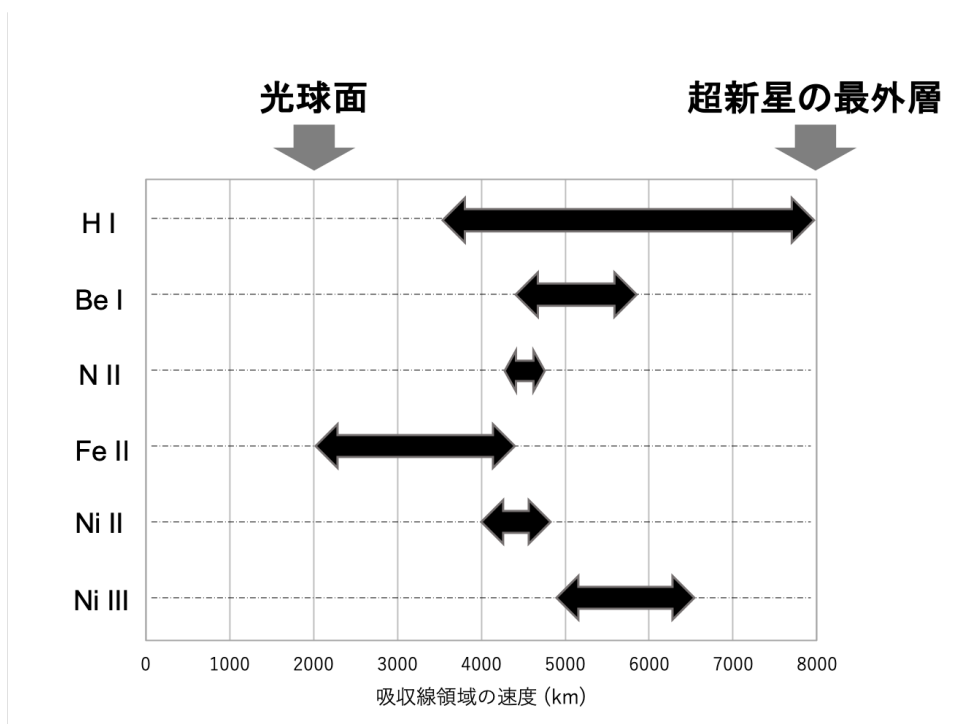


図 3.26: SN2012aw の 104 days における特徴的な元素の吸収線領域イメージ図

第4章 まとめと今後

本研究では、Ia型超新星 SN2019ein の分光リダクションと IIP 型超新星 SN2012aw についてスペクトルモデル計算ソフト SYN++ を用いたスペクトルモデルフィッティングから Bose et al. (2013) で未同定吸収線とされた3つの吸収線を同定した。Ia型超新星 SN2019ein については、広島大学宇宙科学センターが運用するかなた望遠鏡の HOWPol で得られた分光データを使用した。スペクトルの考察から SN2019ein は爆発による外層の膨張速度が速い SN2002bo と共通する点があることから、SN2019ein も爆発による外層の膨張速度が速い超新星である可能性が高いと言える。IIP 型超新星 SN2012aw については、爆発初期に観測される未同定吸収線は窒素起源、爆発後期に観測される未同定吸収線についてはニッケル起源である可能性が高いと結論づけた。各吸収線の速度幅は、窒素が $4,000 - 4,700 \text{ km s}^{-1}$ であり、ニッケルは $4,000 - 6,500 \text{ km s}^{-1}$ であった。また、SYN++パラメータの吸収線速度から超新星の大気構造を推定した。大気構造は重い元素ほど中心部に存在すると考えられ、たまねぎ構造になっていると推測できる。SYN++モデルは大気構造を簡略化し、電離構造は一様で、等法的な超新星爆発を仮定して計算しているため、吸収線の強度比等の詳細な物理状況の再現はできないが、吸収線の同定や大気構造の推定には有用であることが確認できた。

謝辞

今回卒業論文を執筆するにあたり、様々な方にお世話になりました。中でも、川端弘治先生、中岡竜也先生には、超新星や分光リダクションなどを基礎からご教授いただき、右も左もわからない状態だった私が卒業論文を制作できるまでに成長することができました。本当にありがとうございました。加えて、同じ研究室の皆様(特に今澤くん)には助けられながら、いつも楽しい時間を過ごすことができました。これからもよろしくお願ひ致します。

2020年2月7日

濱田 大晴

参考文献

- [1] 野本憲一. 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-. 2007. 岩波書店
- [2] 岡村 定矩. 天文学辞典. 2012. 日本評論社
- [3] Karttunen, Hannu, et al. 2016. Springer
- [4] National Aeronautics and Space Administration Goddard Space Flight Center HP
<https://imagine.gsfc.nasa.gov/educators/elements/imagine/05.html>
- [5] 国立天文台. 理科年表. 2020. 丸善出版
- [6] 野本憲一, 定金晃三, 佐藤勝彦. シリーズ現代の天文学 恒星. 2009
- [7] Filippenko A. V., 1997, ARA&A, 35, 309
- [8] Van Dyk, S. D., Filippenko, A. V., et al. 2006, ApJ, 641, 1060
- [9] Pastorello, A., Valenti, S., Zampieri, L., et al. 2009, MNRAS, 394, 2266
- [10] 広島大学宇宙科学センター HP
https://www.hiroshima-u.ac.jp/hasc/institution_jp/telescope/abstract
- [11] 広島大学宇宙科学センター HP
<http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/howpol/>
- [12] Tody D., 1986, in Crawford D. L., ed., Instrumentation in Astronomy VI, Vol. 627 of Proc. SPIE, The IRAF Data Reduction and Analysis System. p. 733
- [13] Tody, D. 1993, in ASP Conf. Ser. 52, Astronomical Data Analysis Software and Systems II, ed. R. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes (San Francisco, CA: ASP), 173
- [14] FOCAS User 's Guide
<https://www.naoj.org/Observing/Instruments/FOCAS/Detail/UsersGuide/PartsDetail/Optics/Distortion/dist2d.jpg>
- [15] 広島大学宇宙科学センター HOWPol Specification
<http://hasc.hiroshima-u.ac.jp/instruments/howpol/memberpage/optics/filters/BVRIZ.jpg>

- [16] TNS Astronomical Transient Report
<https://wis-tns.weizmann.ac.il/object/2019ein/discovery-cert>
- [17] TNS Classification Report
<https://wis-tns.weizmann.ac.il/object/2019ein/classification-cert>
- [18] Kawabata, M., Maeda, K., Yamanaka, M., et al. 2019, arXiv:1908.03001
- [19] Filippenko A. V., et al., 1992b, ApJ, 384, L15
- [20] Benetti S., et al., 2004, MNRAS, 348, 261
- [21] Parrent, J. T., Howell, D. A., Friesen, B., et al. 2012, ApJL, 752, L26
- [22] Astronomy Section Rochester Academy of Science
<http://www.rochesterastronomy.org/sn2012/sn2012aw.html>
- [23] Bose S. et al., 2013, MNRAS, 433, 1871
- [24] Leonard, D. C., Kanbur, S. M., Ngeow, C. C., & Tanvir, N. R. 2002c, BAAS, 34, 1143
- [25] Leonard, D. C., Filippenko, A. V., Gates, E. L., et al. 2002, PASP, 114, 35
- [26] Sahu, D. K., Anupama, G. C., Srividya, S., & Muneer, S. 2006, MNRAS, 372, 1315
- [27] Pastorello, A., Valenti, S., Zampieri, L., et al. 2009, MNRAS, 394, 2266
- [28] Fisher, A., Branch, D., Nugent, P., & Baron, E. 1997, ApJL, 481, L89
- [29] Thomas R. C., Nugent P. E., Meza J. C., 2011, PASP, 123, 237
- [30] Elementary Supernova Spectrum Synthesis User Guide
<https://c3.lbl.gov/es/>
- [31] Nomoto K., Tominaga N., Umeda H., Kobayashi C., Maeda K., 2006, Nucl. Phys. A, 777, 424
- [32] 山田章一. 新天文学ライブラリー 超新星. 2016
- [33] Kanai Y., 2014, Journal of the Sedimentological Society of Japan, 73(1), 19-26