かなた望遠鏡を用いた爆発エネルギーの大きなIIn 型超新星 SN 2017hccの観測的研究

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

M176576 大坪 一輝

主查:川端 弘治 副查:大川 正典

2019年2月8日

初期質量が 8 – 10 M_{\odot} を超える大質量星はその一生の最期に重力崩壊型超新星爆発を起こす。重力崩壊型超新星の一つである IIn 型超新星はスペクトルに水素の狭い輝線が見られる。これはエジェクタと星周物質の相互作用によるものと考えられている。一部の IIn 型超新星の親星は初期質量が 30 M_{\odot} を超えるような非常に重い luminous blue variable であると考えられている。しかし、従来の恒星進化理論ではこの進化段階での超新星爆発は予言されておらず、その正体は依然として不明である。一方で、超新星の中にはType II superluminous supernova(SLSN-II) と呼ばれる、極大等級が-20mag を超える極めて明るいものが存在することが近年見出されてきた。例えば IIn 型超新星の SLSN の一つである SN 2006gy は極大等級が約-22mag と非常に明るく、その放射エネルギー源が ⁵⁶Ni の放射性崩壊であると仮定すると、100 M_{\odot} もの初期質量を持つ親星からの特異な超新星爆発であるという説がある (e.g., Smith et al. (2007))。一方、全ての放射を重力崩壊型によって噴出されたエジェクタと星周物質の相互作用で説明できるという説もあり (Smith & McCray (2007))、SLSN-II の親星や放射メカニズムに関する議論は収束していない。

我々は広島大学かなた望遠鏡を用いて、IIn 型超新星 SN 2017hcc の爆発後 400 日に至るまで撮像、分光 及び偏光を含む可視近赤外線における長期の観測を行った。測光結果を他の IIn 型超新星と比較したものを 図 1 に示す。その結果、絶対光度は約-20.8mag と極めて明るいことが分かった。また、大きな総放射エネ ルギー (3-4 × 10⁵⁰erg)を持つことも分かった。偏光度は R バンドでの極大光度日から 18 日前で約 3.2% と高い値を示し、その後減衰を示した。これらは、エジェクタと相互作用している星周物質が非球対称状で あることを示唆している。また、後期スペクトルではこの時期としては幅の広い輝線を示し (図 2)、内部エ ジェクタが高い運動エネルギーを持つことを支持する。これらの観測事実は、SN 2017hcc の親星が非常に 大きな初期質量を持つことを支持する。一方で、星雲期のスペクトルには重力崩壊型超新星に見られる酸 素およびカルシウムの禁制線が見られた。以上の事実より SN 2017hcc は極めて重い親星由来の重力崩壊型 超新星であると結論付けた。



図 1:他の IIn 型超新星との R バンドでの絶対等級の 比較



図 2:他の IIn 型超新星との H 輝線プロファイルの 比較。数値は R バンドの極大日からの日数

目 次

第1章	序論	7
1.1	恒星進化....................................	7
1.2	超新星	8
	1.2.1 超新星とは	8
	1.2.2 重力崩壊型超新星の特徴 1	0
	1.2.3 IIn 型超新星	12
	1.2.4 Superluminous supernova	9
	1.2.5 ダスト放射	20
1.3	本研究の目的	20
第2章	観測・データ解析 2	21
2.1	観測天体 SN 2017hcc	21
2.2	望遠鏡・観測装置	22
	2.2.1 かなた望遠鏡	22
	2.2.2 HOWPol	23
	2.2.3 HONIR	24
2.3	データ解析	25
	2.3.1 1次解析	25
	2.3.2 測光解析	27
	2.3.3 分光解析	28
	2.3.4 偏光解析	29
第3章	結果 3	1
3.1	測光観測結果	31
	3.1.1 ライトカーブ	31
	3.1.2 他天体との絶対等級ライトカーブの比較	34
	3.1.3 色進化	35
3.2	分光観測結果	36
3.3	偏光観測結果	38
第4章	議論 4	0
4.1	大きな爆発エネルギーと重い親星	10
	4.1.1 爆発メカニズム	11
	4.1.2 ダスト生成の可能性	11

第5章 結論

図目次

1.1	進化した恒星の内部構造。それぞれの層の厚みは実際のスケールとは異なる $({ m Begelman}\ \&$	
	Sarazin (1986)).	7
1.2	理論計算に基づく初期質量 $25M_{\odot}$ の大質量の内部構造。主たる元素として水素を持つ主系列	
	星内部で元素合成が進み、星内部においてヘリウム、炭素、酸素、シリコン、鉄などの重元	
	素が生成される (Limongi et al. (2000)。	8
1.3	光赤外線大学間連携における観測の一環でかなた望遠鏡で取得された超新星爆発 SN 2012dn	
	の3色合成画像。現代天文学において研究対象となる超新星は系外銀河にて発見される。	9
1.4	超新星の分類チャート	10
1.5	様々な型の超新星のスペクトル (SN 2011fe; Pereira et al. (2013), SN 2012au; Takaki et al.	
	(2013), SN 2002ap; Gal-Yam et al. (2002) , SN 1987A; Pun et al. (1995), SN 2010jl; Zhang	
	et al. (2012))	10
1.6	理論計算に基づく初期質量 $11.2M_{\odot}$ (左)および $27M_{\odot}$ (右)から進化した赤色超巨星の爆	
	発シミュレーション。上2つは親星の回転を考慮しておらず、下2つは回転を考慮したもの	
	$(Takiwaki \ et \ al. \ (2016))$ 。右上の回転の無い $27M_{\odot}$ の星からの超新星爆発シミュレーション	
	では爆発に失敗している。それ以外は爆発に成功している。	12
1.7	やや明るい ${ m IIn}$ 型超新星 ${ m SN}$ 2010 jl の ${ m H}lpha$ 輝線の時間進化。特に極大光度から 100 日後まで	
	は、 $10000 \mathrm{km/s}$ 程度の幅の広い輝線、 $2000\text{-}3000 \mathrm{km/s}$ 程度の中間的な幅の輝線、数百 $\mathrm{km/s}$	
	程度の狭い輝線の3つの成分から成る。相互作用による狭い輝線は時間とともに弱くなる。	
	その後、エジェクタ内部で生成されているダストによる減光を受け、速度の大きな成分は非	
	対称な形状を示すようになる (Jencson et al. (2016))。	13
1.8	${ m IIn}$ 型超新星のスペクトル進化。強い ${ m H}~lpha, { m H}~eta$ の輝線を示し、時折弱い ${ m Hei}, { m Fe}$ ${ m II}$ による	
	輝線を示すこともある (Taddia et al. (2013))。その時間進化は非常に緩やかで長い期間に亘	
	り、輝線プロファイルが大きく変化しないこともある。	14
1.9	非常に長い期間に亘り緩やかな光度進化を示す ${ m In}$ 型超新星。中には 3 年で ${ m 2mag}$ 程度しか	
	減光を示さない天体も確認されている (Nyholm et al. (2017))。	15
1.10	$SN 2006gy$ において観測された幅の幅の狭い $H\alpha o P Cyg $ プロファイル (Smith et al. (2007))。	
	このようなプロファイルは、超新星エジェクタの周囲で運動するガスによる吸収および放射	
	によって説明できる。	16
1.11	超新星エジェクタと取り囲むように分布するガスが引きこすと考えられる相互作用のイメー	
	ジ (Smith et al. (2008))。周囲に分布するガスは外側方向に運動 (~100km/s) しており、こ	
	れに追いついたエジェクタ $({\sim}10000 { m km/s})$ と相互作用を引き起こし、放射を賄う。相互作用	
	領域では、衝撃波による加熱が起こっていると考えられる。	17

1.12	LBV アウトバースト後に超新星爆発を起こしたと考えられている SN 2009ip の光度曲線 (Pasterallo et al. (2013))	19
1 1 9	(Fastoreno et al. (2013)) · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	10
1.15	nubbule space Telescope にようてTIII 空超制生 SN 2003gl の漆光前に取得された運動。	
	指し示している。また、その俊超新星爆発を起こし (甲央)、元の星より増くなったことが唯 「朝まれた (本)	10
		18
1.14	(Heger & Woosley (2002))	19
2.1	かなた望遠鏡可視光観測装置 HOWPol で取得された SN 2017hcc の撮像データ。SN 2017hcc、	
	比較星1、比較星2を指し示している。母銀河は非常に暗いためこの撮像データでは検出さ	
	กていない。	21
2.2	かなた望遠鏡	23
2.3	東広島天文台	23
2.4	HOWPol	23
2.5	HONIR	24
2.6	HOWPol で取得した生画像	25
2.7	オーバースキャン領域処理後の画像...................................	25
2.8	オーバースキャン領域処理前の	26
2.9	画像のスカイのカウント分布 オーバースキャン領域処理後の	26
	画像のスカイのカウント分布	
2.10	PSF 測光を行った目標天体及び参照星が写っている画像	27
2.11	PSF 測光を行い、目標星及び参照星から PSF モデルを差し引いた後の画像	27
2.12	光学的歪みの例	28
2.13	通常の偏光観測モードのイメージ図 (Soref & McMahon (1966))	30
0.1		01
3.1	SN 2017 Incc $\mathcal{O} \in \mathcal{V} = \mathcal{I} = \mathcal{I}$	31
3.2	SN 2017hcc と他の IIn 型超新星 (SN 2006gy (M_V : -21.9 mag), SN 2006tf (M_V : -20.8 mag),	35
	SN 2010j1 (M_V : -20.1 mag), SN 1998S (M_V : -19.0 mag), SN 2009ip (M_V : -18.5 mag),	
3.3	SN 2015bh (M_V : -18.2 mag))の絶対等級の比較 SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の色進化 ($V - J$)	35
3.4	SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の色進化 (V – H)	36
3.5	SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の色進化 (V – K _S)	36
3.6	SN 2017hcc のスペクトルの進化	37
3.7	SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の早期スペクトルの比較	37
3.8	SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の	38
3.9	後期スペクトルの比較 SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の	38
3.10	後期スペクトルの Hα の比較 SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の偏光度の比較	38

- 4.1 SN 2017hcc の放射モデル。CSM は circumstellar material(星周物質)の略。 40

表目次

2.1	SN 2017hcc の基本的な情報。赤緯赤経は 2000 年分点。	22
2.2	観測夜数	22
2.3	かなた望遠鏡の仕様・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・	22
2.4	HOWPol の仕様	23
2.5	HONIR の仕様	24
2.6	比較星の等級	28
3.1	SN 2017hcc の測光結果 (可視)	32
3.2	SN 2017hcc の測光結果 (近赤外)	33
3.3	SN 2017hcc の偏光結果	39

第1章 序論

1.1 恒星進化

主系列星は中心部にある水素の核融合をエネルギー源として、その熱エネルギーを対流を通して外側に 伝播させている。水素は中心部での核融合により、ヘリウムに変換される。中心部にヘリウムが溜まり、ヘ リウム核の外側で水素の核融合反応が始まる。水素がなくなった中心部は徐々に収縮を始める。収縮により 中心部の圧力が高くなると、圧力の低い星の外層は膨張をはじめる。こうして恒星は主系列星から赤色巨 星へと進化する。赤色巨星の中心部には水素の核融合により生成されたヘリウムが存在し、収縮と同時に 温度は高くなる。中心温度が十分に高くなるとヘリウムの核融合が始まり、これが新たなエネルギー源とな ることで中心部の収縮は止まる。

質量が $8 - 10M_{\odot}$ 以上の大質量星はヘリウムの核融合の後も炭素や珪素などの核融合が行われ、最終的 に原子核の結合エネルギーが最も大きい鉄が合成される。この時の星の内部構造の模式図を図 1.1 に示す。 また、理論計算に基づく大質量星内部での元素合成の結果を図 1.2 に示す。鉄は最も安定した原子核である ためにこれ以上核反応が起こらない。よって、鉄核は星自身の重力によって収縮し、温度もまた非常に高温 になる。こうして十分高温になると鉄核では鉄がヘリウムと中性子に分解する反応が起きる。この反応が 吸熱反応であることから、星の中心圧力は更に下がり収縮が進行する。これが重力崩壊である。



図 1.1: 進化した恒星の内部構造。それぞれの層の厚みは実際のスケールとは異なる (Begelman & Sarazin (1986))。



図 1.2: 理論計算に基づく初期質量 $25M_{\odot}$ の大質量の内部構造。主たる元素として水素を持つ主系列星内部で 元素合成が進み、星内部においてヘリウム、炭素、酸素、シリコン、鉄などの重元素が生成される (Limongi et al. (2000)。

1.2 超新星

1.2.1 超新星とは

超新星と新星 かつて夜空に突如として新しく星が輝く現象は新星として知られていた。星が新しく生ま れたように見えるため、超新星と新星は区別されず新星と呼ばれていたが、その後天文学が発展し、新星と 超新星は区別されるようになった。新星爆発は伴星である赤色星から白色矮星に質量降着を起こしつつあ る系を由来とするものと考えられている。白色矮星表面に降着するガスが臨界密度に到達し核暴走反応を 引き起こされ、周囲にガスを撒き散らす爆発現象である。新星爆発を起こした後も白色矮星は存在してい る。対して、超新星爆発は恒星の進化における最終段階において引き起こされる大爆発現象であり、中心部 には元の星は残らない。新星の極大等級は -8 - -12mag 程度であるが、一方で超新星は -14 - -22mag と より明るく、かつ幅広い光度分布を示す。また、新星爆発は我々の天の川銀河において年間 10 天体程度発 見されるが、超新星は天の川銀河においては過去 400 年間発見されていない。現代天文学において、観測 研究対象となっている超新星は全て系外銀河で発見されている (e.g. 図 1.3)。現在、超新星は年間 1500 天 体以上発見されるようになった。



図 1.3: 光赤外線大学間連携における観測の一環でかなた望遠鏡で取得された超新星爆発 SN 2012dn の 3 色 合成画像。現代天文学において研究対象となる超新星は系外銀河にて発見される。

分類 超新星は分光観測によって得られる可視のスペクトルの特徴でいくつかの型に分類できる (図 1.4、 図 1.5)。スペクトルに水素の線が見られるか否かで I 型 (水素が見られない) と II 型 (水素が見られる) に 大別できる。更に、I 型の中で、特徴的な Fe II、S II、Si II の吸収線が見られるものは Ia 型と分類される。 Si II が弱く、強い O I や Ca II の吸収線を示すものは Ib 型及び Ic 型に分類される。ヘリウムの吸収線が見 られるものを Ib 型と呼ぶが、Ib/c 型超新星は同じウォルフ・レイエ星を親星とすると考えられている。ス ペクトルに水素の兆候がある II 型超新星も更に細かく分類ができる。IIb 型と呼ばれるものは、初期に水 素とヘリウムの両方の吸収線を示す。その光度変化は Ib/c 型超新星と類似しており、同じように水素外層 を剥ぎ取りつつある親星を起源とする重力崩壊型超新星と考えられている。II-P 型と呼ばれるものは極大 光度を迎えた後、しばらくの間ほぼ減光しない期間 (Plateau)を持つ。II-L 型と呼ばれるものは極大光度 を迎えた後、直線的 (Linear) に減光するという特徴を持つ。しかし近年では、II-L 型超新星に見られる初 期の直線的な減光期の後に、さらなる急減光期が存在していることが明らかになりつつある (Valenti et al. (2015))。平坦期の傾きの分布が連続的であることも明らかになりつつあり (Anderson et al. (2014))、II-P・ II-L 型ともに爆発前に取得されている画像から赤色超巨星を親星とすることがよく知られている (Smartt (2015))。最後に、IIn 型と呼ばれるものはスペクトルに水素の吸収線ではなく輝線が見えるという特徴を持 つ。IIn 型超新星については 1.2.3 で詳しく説明する。

以上の分類はスペクトルの特徴に基づいた観測的な分類であり、物理現象に基づいた分類としては 2 つ に分類できる。1 つは白色矮星で核反応が暴走的に進み爆発が起きる熱核反応暴走型で、Ia 型超新星がこれ に該当する。もう 1 つは $8 - 10M_{\odot}$ 以上の恒星が一生の最後に起こす重力崩壊型で、Ia 型超新星以外の超 新星が該当する。



熱核反応暴走型

図 1.4: 超新星の分類チャート



図 1.5: 様々な型の超新星のスペクトル (SN 2011fe; Pereira et al. (2013), SN 2012au; Takaki et al. (2013), SN 2002ap; Gal-Yam et al. (2002), SN 1987A; Pun et al. (1995), SN 2010jl; Zhang et al. (2012))

1.2.2 重力崩壊型超新星の特徴

1.1 でも述べたように、8-10M_☉より重い大質量星は、水素の核反応が終わると次にヘリウムの核融合 を起こし、ヘリウムの核融合が終わるとその次には炭素と、どんどん重い元素が合成していき、最終的には 中心部で鉄が合成される。この状態では星は電子の縮退圧で支えられた状態となるが、鉄核の質量がチャン ドラセカール質量(約1.4M_☉)を超えると縮退圧で自身の重さを支えきれなくなり重力崩壊を起こす。

重力崩壊によって生じる重力エネルギーは、初めは星の内部に向かって落下する運動エネルギーとなる が、非常に密度が高くなると収縮が止まり、跳ね返りによって星の外側に向かう運動エネルギーと熱エネル ギーに転化する。外側に向かう粒子はより外側から落ちてくる粒子と衝突して衝撃波を形成し、この衝撃 波が最終的に星の外層を吹き飛ばして重力崩壊型超新星として観測されると考えられている。ただし、実 際にどのように超新星爆発が起きるのかは不明な点が多く、超新星爆発のシミュレーションは未だに成功し ていないのが現状である。

最近の理論計算に基づく重力崩壊型超新星の流体シミュレーションにおいては、1次元球対称での流体 計算では爆発に至らず、多次元の効果が重要であることが明らかになりつつある。また、爆発直前の恒星の 性質として、回転が重要であることが示唆されている(図 1.6)。



図 1.6: 理論計算に基づく初期質量 11.2 M_{\odot} (左)および 27 M_{\odot} (右)から進化した赤色超巨星の爆発シミュレーション。上2つは親星の回転を考慮しておらず、下2つは回転を考慮したもの (Takiwaki et al. (2016))。 右上の回転の無い 27 M_{\odot} の星からの超新星爆発シミュレーションでは爆発に失敗している。それ以外は爆発に成功している。

1.2.3 IIn 型超新星

IIn 型超新星は早期においてはスペクトルに吸収線を示さず、中性水素の輝線を示す。また時折非常に 弱い He I の輝線を示すこともある。標準的な IIn 型超新星の輝線は数百 km/s に満たない速度の遅い成 分、数千 km/s 程度の中間的な成分、10000km/s 程度の大きな速度を持つ3つの輝線から構成される (e.g. Filippenko (1997))。図 1.7 にその例を示す。速度の大きな成分が見られない、ほぼ幅の狭い輝線で構成さ れている IIn 型超新星も存在する (e.g. Sollerman et al. (1998))。



図 1.7: やや明るい IIn 型超新星 SN 2010jl の Ha 輝線の時間進化。特に極大光度から 100 日後までは、 10000km/s 程度の幅の広い輝線, 2000-3000km/s 程度の中間的な幅の輝線, 数百 km/s 程度の狭い輝線の 3 つの成分から成る。相互作用による狭い輝線は時間とともに弱くなる。その後、エジェクタ内部で生成 されているダストによる減光を受け、速度の大きな成分は非対称な形状を示すようになる (Jencson et al. (2016))。

ー般的に IIn 型超新星のスペクトルは非常に緩やかな時間進化を示す (図 1.8)。2 年間もの長い期間に亘 り大きな変化を示さず、その間 H α ・H β の輝線を主たる特徴として示す天体も見られる (Pastorello et al. (2002))。



図 1.8: IIn 型超新星のスペクトル進化。強い H α , H β の輝線を示し、時折弱い HeI, Fe II による輝線を示 すこともある (Taddia et al. (2013))。その時間進化は非常に緩やかで長い期間に亘り、輝線プロファイル が大きく変化しないこともある。

光度進化も非常に緩やかで、3年程度で 2mag 程度しか減光を示さない超新星も知られている (図 1.9; Nyholm et al. (2017))。一方で、ほとんど光度が変化しないフェーズから突然急激な減光を示し、その後再 び直線的な減光を示す超新星も存在する (Mauerhan et al. (2013))。このような光度変化の多様性は星周物 質との相互作用で期待される振舞いである。



図 1.9: 非常に長い期間に亘り緩やかな光度進化を示す IIn 型超新星。中には 3 年で 2mag 程度しか減光を 示さない天体も確認されている (Nyholm et al. (2017))。

絶対等級は -14--22mag と、他の Ib/c 型 (-15 - -18mag) や IIP 型 (-14 - -17mag) と比較しても非 常に幅広く分布している。暗い IIn 型超新星には、SN imposter と呼ばれる超新星爆発に至っていない質 量放出現象が紛れ込んでいると考えられる。この SN imposter は Luminous blue variable (LBV)の関連 する現象と考えられている (後述)。-20mag を超えるような極めて明るい超新星は他の型では非常に稀で、 superluminous supernova (SLSN) と分類されている。



図 1.10: SN 2006gy において観測された幅の幅の狭い Ha の P Cyg プロファイル (Smith et al. (2007))。こ のようなプロファイルは、超新星エジェクタの周囲で運動するガスによる吸収および放射によって説明で きる。

放射メカニズム

IIn 型超新星に見られる輝線は、幅の狭い輝線と幅の広い輝線の2つ以上の成分で構成される。このよう な輝線は、星周物質と強い相互作用を示すことで形成されていると考えられている(Chugai et al. (1995))。 幅の狭い輝線は、一般に超新星で膨張するエジェクタのさらに周囲に広がっている星周物質の運動による ものと考えられる。星周物質の根拠として、図 1.10 に示す通り狭い H α のP Cyg プロファイル¹が観測さ れている (Smith et al. (2007))。中間的な幅の輝線は超新星爆発から噴出されたエジェクタと星周物質の相 互作用領域から、最も幅の広い輝線 (~10000km/s) は、超新星エジェクタそのものによると考えられてい る (図 1.11)。エジェクタと星周物質の相互作用領域においては、衝撃波による加熱が起こっていると考え られ、周囲のガスを励起し、これが輝線として観測される。その光度は、星周物質の運動速度・質量損失率 とエジェクタ先端の速度で決まる (Moriya et al. (2014))。このような枠組みで多様な絶対光度や光度曲線 が説明できる。

¹一様な球対称を仮定した場合に内部の光球の放射が外側のガスによって吸収され、またガスの放射と合わせて解釈されるプロファ イル



図 1.11: 超新星エジェクタと取り囲むように分布するガスが引きこすと考えられる相互作用のイメージ (Smith et al. (2008))。周囲に分布するガスは外側方向に運動 (~100km/s) しており、これに追いついたエ ジェクタ (~10000km/s) と相互作用を引き起こし、放射を賄う。相互作用領域では、衝撃波による加熱が起 こっていると考えられる。

親星

エジェクタと相互作用を引き起こすと考えられる星周物質は親星由来のものと考えられている。過去に は、この親星から一時的な質量放出現象の後に、中心の星が超新星爆発を引き起こし IIn 型超新星として観 測された例がある。SN 2009ip は、2009 年に非常に明るいアウトバーストを起こし、その後3年に亘り増 減光を示した変光星だった。その後2012 年になり突如増光し、絶対等級 Mv=-18mag ものピークを持つ光 度曲線を示した。この時に取得されたスペクトルは H α の輝線を示し、IIn 型超新星であると指摘された (図 1.12; Pastorello et al. (2013))。



図 1.12: LBV アウトバースト後に超新星爆発を起こしたと考えられている SN 2009ipの光度曲線 (Pastorello et al. (2013))

超新星の前に質量放出を起こした親星は Luminous blue variable と呼ばれるサブクラスの星であると考 えられている。LBV は、初期質量 $30M_{\odot}$ 以上の極めて重い主系列星から進化しつつあると考えられている 星であり、極めて明るい光度を示す。銀河系内においては η Car がその代表格とされており、歴史的にも増 光が観測されたことがある。この増光時には、一時的な質量放出が起こっていると考えられているが、その メカニズムは明らかとなっていない。系外銀河においても時折、全くの新天体として発見される。スペクト ルに強い輝線を示すため、IIn 型超新星と誤られることもあり、SN imposter などと呼ばれることもある。 SN 2009ip においても、2009 年のアウトバースト時にも水素の輝線が観測されている。

また、そもそも LBV は主系列である O 型星から進化した星と考えられているが、理論的には LBV の段 階で超新星爆発を引き起こすと考えられておらず、恒星進化の観点から、未解決問題となっている。



図 1.13: Hubbule Space Telescope によって IIn 型超新星 SN 2005gl の爆発前に取得された撮像データ (Gal-Yam & Leonard (2009))。左は爆発前に取得されたデータであり、白い丸は親星を指し示している。 また、その後超新星爆発を起こし (中央)、元の星より暗くなったことが確認された (右)。

しかしながら、SN 2009ip のような LBV のアウトバースト後に IIn 型超新星を引き起こした例が知ら

れており、さらに、爆発前の画像に LBV 段階にあると考えられる星が検出された例も報告されており (図 1.13; Gal-Yam & Leonard (2009))、観測的にはほぼ共通見解が得られつつある。

1.2.4 Superluminous supernova

Type II superluminous supernova (SLSN-II)とは、絶対等級での極大光度が-20mag を超える極めて明 るい超新星である (Moriya et al. (2018))。最も際立った超新星として SN 2006gy(-22mag) が知られており、 極大光度を過ぎた後に見られる、一定の割合で減光を示す期間の放射を ⁵⁶Co 崩壊に伴う陽電子とエジェク タとの相互作用で賄おうとすると、超新星で合成された ⁵⁶Ni の質量は $10M_{\odot}$ 程度と見積もられ、これまで 観測されたどの重力崩壊型超新星より大きな親星である可能性が指摘された (Smith et al. (2007))。このよ うな膨大な ⁵⁶Ni を生成するためには、 $100M_{\odot}$ を超えるような親星を想定しなければならず、超新星爆発の メカニズムとしても重力崩壊とは全く異なる pair instability 超新星と呼ばれる新しいメカニズムが提唱さ れた (図 1.14, Heger & Woosley (2002))。一方で、その放射の大部分をエジェクタと星周物質との相互作用 で賄うことができることも指摘され (Smith & McCray (2007))、新しいメカニズムは必ずしも必要とされ ない可能性も残っている。



🗷 1.14: (Heger & Woosley (2002))

1.2.5 ダスト放射

IIn 型超新星においては、赤外線波長域において超過が認められるケースがある。このような赤外超過は ダスト放射モデルで説明できることが指摘されている。いくつかのシナリオが提唱されており、(1) 超新星 エジェクタの膨張冷却に伴うダスト生成、(2) 星周物質との相互作用領域における急速冷却に伴うダスト生 成、(3) 爆発から星周物質に付随して存在するダストによる吸収再放射現象、である (Fox et al. (2009))。

重力崩壊型超新星は多量の噴出物質を宇宙に供給する現象であり、宇宙に存在するダストの主たるソースとして有力な候補と考えられてきている。(1),(2)のシナリオを立証することができれば、IIn型超新星が有力な候補と成り得る。

1.3本研究の目的

極めて明るい光度を持つ SLSN-II は観測例が少なく、親星や爆発メカニズムなど未だ不明な点が多い。 本研究では 2017 年 10 月 02 日に発見された極めて明るい IIn 型超新星 SN 2017hcc を研究対象天体とする。 SN 2017hcc は極大等級が-20.8mag と極めて明るく SLSN に分類される可能性がある。我々は広島大学かな た望遠鏡を用いて SN 2017hcc の測光・分光・偏光観測を行った。1 年以上の長期間に亘る可視光と近赤外 線での測光観測・早期及び後期の分光観測・IIn 型超新星では貴重な偏光観測の結果を用いて、SN 2017hcc の詳細な性質を議論する。具体的には、光度曲線データから全放射エネルギーを定量化し元の爆発エネル ギーを推定する。また、スペクトルに見られる輝線から内部エジェクタの組成を診断し、親星の組成を調査 する。これらの物理量から、爆発メカニズムや親星を議論する。

第2章 観測・データ解析

2.1 観測天体 SN 2017hcc

SN 2017hccはJ.Tonryらによって 2017年10月02日 (UT)に非常に暗い銀河 GALEX2674128878581058535 で発見された (Dong et al. (2017))。発見直後に分光観測によって同定観測がなされ、水素の狭い輝線が検 出された事から IIn 型超新星と同定された (Mauerhan et al. (2017))。この水素の輝線から、母銀河の赤方 偏移が z=0.0173 と報告されている。これに対応する距離は 70.8Mpc ($\mu = 34.26$)である。¹また、偏光観測 が実施されており、高い偏光度が報告されている (Mauerhan et al. (2017))。電波や X 線による観測も実施 されており、検出が報告されている (Chandra et al. (2017))。

我々は広島大学が所有する口径 1.5m のかなた望遠鏡を用いて 2017 年 11 月 09.7 日 (世界時) から 2019 年 01 月 29.4 日まで測光・分光・偏光観測を行った (図 2.1)。SN 2017hcc の基本的な情報を表 2.1 に、観測 夜数を表 2.2 に示す。バイアス及びダークは毎晩観測を実施した後に取得した。フラットイメージも独立に 取得している。分光観測においては、目標天体を観測する際に同程度の高度で明るい高温星を分光標準星 として取得した。



図 2.1: かなた望遠鏡可視光観測装置 HOWPol で取得された SN 2017hcc の撮像データ。SN 2017hcc、比較星1、比較星2を指し示している。母銀河は非常に暗いためこの撮像データでは検出されていない。

¹Prieto et al. (2017) は独立に分光観測を実施しており、赤方偏移を z=0.0168 と求めている。一方で、我々はかなた望遠鏡による分光観測で z=0.0167 と求めている。Prieto et al. (2017) で求められている赤方偏移と TNS による報告は誤差の範囲内で一致しており、本修論においては Mauerhan et al. (2017) で報告されている値を採用する。

表 2.1: SN 2017hcc Ø)基本的な情報。赤緯赤経は2000年分点。
R.A.	00:03:50.582
Decl.	-11:28:28.78
発見日	MJD 58028(世界時 2017 年 10 月 02 日)
発見等級	$17.4 \mathrm{mag}$
母銀河	GALEX 2674128878581058535
母銀河までの距離	$70.8 \mathrm{Mpc}$
極大等級 (R バンド)	$13.61 \mathrm{mag}$
極大日 (R バンド)	58084(UT2017年11月27日)
絶対等級	-20.8 mag

表 2.2: 観測夜数

				_
観測モード	波長	観測装置	夜数	-
Imaging	可視光	HOWPol	54	-
Imaging	可視光・近赤外線	HONIR	58	
Spectroscopy	可視光	HOWPol	7	
Imaging polarimetry	可視光	HONIR	2	

2.2 望遠鏡·観測装置

2.2.1 かなた望遠鏡

かなた望遠鏡 (図 2.2) は広島大学宇宙科学センター附属東広島天文台 (図 2.3) に設置されている光学赤 外線望遠鏡である。主鏡の口径は 1.5m であり、これは国内研究機関に備え付けられている光学望遠鏡とし ては 5 番目の大きさの主鏡口径を持つ。かなた望遠鏡は機動性に優れており、超新星やガンマ線バーストな どの突発天体の観測的研究を精力的に進めている。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				
光学系	Ritchey-Chretien 光学系			
主鏡の有効径	$1500\mathrm{mm}$			
主鏡材	ULE(Ultra Low Expansion; 超低膨張) ガラス			
合成 F 値と焦点距離 f	F/12.2 f=18,300 mm (F/12.3 f=18,501.7 mm)			
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 2.2: かなた望遠鏡

図 2.3: 東広島天文台

2.2.2 HOWPol

- 露出型広視野偏光撮像装置「HOWPol (Hiroshima One-shot Wide-Field Polarimeter)」(図 2.4) と は、かなた望遠鏡のナスミス焦点の一つに取り付けられている可視広視野カメラである (Kawabata et al. (2008))。HOWPol を用いて可視光領域での撮像・分光を実施した。表 2.4 に HOWPol の仕様を示す。



☑ 2.4: HOWPol

表 2.4: HOWPol の仕様

観測波長域	450nm-11000nm
視野 (撮像)	15 分角
視野 (分光)	2.3 秒×15 分
フィルター	B,V,R,I (F/12.3 f=18,501.7mm)
グリズム	$420/mm,R{=}400$
検出器	完全空乏型 CCD 2k-4k × 2ヶ (浜松ホトニクス 国立天文台)
限界等級	撮像:R=19.2mag (10 分露出, 測光精度 0.02mag)

2.2.3 HONIR

可視赤外線同時撮像装置「HONIR (Hiroshima Optical and Near-InfraRed camera)」(図 2.5) とはかな た望遠鏡のカセグレン焦点に取り付けられている装置である (Akitaya et al. (2014))。HONIR を用いて可 視近赤外線領域での撮像・偏光撮像を実施した。HONIR は可視光領域と近赤外線領域での同時撮像が可能 である。表 2.5 に HONIR の仕様を示す。



 \boxtimes 2.5: HONIR

表 2.5: HONIR の仕様					
	可視光領域	近赤外線領域			
検出器	CCD 2k \times 2k	MCT 2k \times 2k			
視野	10' × 10'	10' × 10'			
ピクセルスケール	0.3"/ピクセル	0.3"/ピクセル			
観測波長域	500nm- 10000 nm	11500 nm - 24000 nm			
フィルター	V,R,I	$_{\rm J,H,Ks}$			

2.3 データ解析

画像は fits という形式で取得され、アメリカ国立光学天文台が作成した解析用のソフトウェア「IRAF (Image Reduction and Analysis Facility)」で解析することができる。バイアス減算およびフラット補正は 1 次処理と呼ばれる。

2.3.1 1次解析

Charged Couple Device (CCD) を用いて得られた生画像 (図 2.6) には電気的な信号由来のバックグラウンドカウントが含まれており、適切な解析を施す必要がある。従って、以下の手順でバックグラウンドを除去した。





図 2.6: HOWPol で取得した生画像

図 2.7: オーバースキャン領域処理後の画像

I. オーバースキャン領域処理

HOWPol および HONIR で取得された撮像データには図 2.6 で示している通り、イメージを縦方向に分 断している黒い直線の領域が存在する。これはオーバースキャン領域と呼ばれる。この領域では検出器から 電荷を余分に読み出してしまう。この領域のカウントを使ってイメージデータに読み出されるバイアスを差 し引く。さらに、オーバースキャン領域を切り取り、残りの部分を1枚の画像として結合させる処理を行う。 図 2.7 にバイアス減算及びオーバースキャン領域を切り取りを行ったデータを示す。また、図 2.6、図 2.7 の スカイのカウント分布を図 2.8、図 2.9 に示す。バイアス減算のためには、IRAF 上で howossub (HOWPol) や hntrimccd (HONIR:可視)、hntrimvirgo (HONIR:近赤外) というコマンドを実行した。



図 2.8: オーバースキャン領域処理前の 画像のスカイのカウント分布



図 2.9: オーバースキャン領域処理後の 画像のスカイのカウント分布

II(近赤外). ダーク減算

ダーク(暗電流)とは熱的に発生した電子によって生じるカウントである。ダークもバイアス同様、CCD に光が当たったかどうかに依らず発生する。HOWPolとHONIRのCCDは十分に冷却されておりダーク によるノイズは無視することができる。一方で、HONIRの赤外検出器は冷却されているものの、ダークに よるノイズは無視できるレベルではない。従って、HONIRで取得された近赤外線領域の画像はダークカウ ントを減算する処理を行う必要がある。ダーク画像は観測が行われた夜に毎回取得される。IRAF上ではバ イアス引きと同様 imarith コマンドを実行した。

III. フラット補正

CCD は各ピクセルで感度が異なる。これを補正する必要がある。フラット補正を行うにはまずフラット 画像を取得する必要がある。フラット画像はドームに取り付けられているフラットボードと呼ばれる平らな 板にハロゲンランプで一様な光を当て、それを撮像する事で取得される。IRAF 上では imarith コマンドを 実行した。

IV. スカイ減算

スカイとは大気の上層から放射される光や街明かりが地球大気によって散乱されたものである。スカイ は可視光領域では無視できるレベルであるが、近赤外線領域では無視できないレベルのため、補正が必要 である。スカイを差し引く為に、観測時に任意の数点に望遠鏡を向けて撮像し、それらの中央値を取る。こ れらの画像からスカイイメージを作成し、これを使ってフラット補正済みのデータから減算を行った。

2.3.2 測光解析

測光方法には以下の2種類がある。

I. アパーチャー測光 (開口測光)

アパーチャー測光ではある半径の円内に含まれるピクセルのカウントを積分して明るさを見積もる。ア パーチャサイズは星像の半値幅の2.5倍とした。また、この円の外側の円環領域をスカイとして減算を行った。

II.PSF 測光

PSF(Point Spread Function) 測光とは、撮像を行った視野内の任意の複数の星から PSF モデルを作成 し、そのモデルを用いて目標天体をフィッティングし、フラックスを測定する方法である。超新星の場合、 目標天体の PSF に母銀河や近隣の星のフラックスからのコンタミネーションが認められることがあるが、 PSF 測光を適用させれば精度良く星のフラックスを測定することができる。本研究においては、PSF 測光 を採用した。IRAF に備わっている DAOPHOT パッケージを用いて、PSF 測光を行った。PSF モデルで 目標星および参照星を差し引いた前後のイメージデータを図 2.10 及び図 2.11 に示す。





図 2.10: PSF 測光を行った目標天体及び参照星が写っ図 2.11: PSF 測光を行い、目標星及び参照星から PSF ている画像 モデルを差し引いた後の画像

超新星の等級を求める為に使用した比較星は図 2.1 の通りである。比較星の等級は、可視光撮像データ では AAVSO カタログを参照し (Henden et al. (2016))、最終的に超新星の BVRI バンドの等級を求めた。 また、近赤外線撮像データにおいては、2MASS カタログから比較星の等級を引用し (Cutri et al. (2003))、 超新星の JHK_S バンドの等級を求めた。2 つの比較星の等級を表 2.6 に示す。

表 2.6: 比較星の等級						
カタログ	フィルター	比較星 1(mag)	比較星 2(mag)			
AAVSO	В	15.1	15.4			
	V	14.6	14.5			
	R	14.3	13.9			
	Ι	13.8	13.3			
2MASS	J	13.4	12.7			
	Н	13.1	12.2			
	Ks	13.0	12.1			

2.3.3 分光解析

観測天体からの光をスリットを通して入光させ、分散素子(グリズム)で分光することでスペクトルデー タを得ることができる。超新星の場合、スペクトルを調べることで親星の組成などを知る手がかりとなる。 分光解析でも測光解析と同様の手順で、1次解析を行った。



図 2.12: 光学的歪みの例

分光器を用いた観測では像が光学的に歪んでしまう。歪みは装置内の位置により決まる。光学的歪みの パターンを図 2.12 に示す。これは IRAF 上で apall コマンドで補正した。次に、分光観測で得られたフレー ムは横軸がピクセル表記になっているのでこれを波長表記に較正した。ある程度の時間露出すると地球大 気の輝線が現れる。この輝線の波長はよく知られているのでこれを参照して較正を行った。IRAF 上では identify コマンドを用いて補正を行った。最後に、標準星のスペクトルを用いてフラックスの較正を行った。

2.3.4 偏光解析

半波長板とシングルウォラストンプリズム²を用いる通常の偏光観測モード (図 2.13) で偏光観測を行っ た。偏光観測を行うことで得られるパラメータは天体の幾何構造などを知る手助けとなる。半波長板は一 つのデータにつき、方位角を 0°,45°,22.5°,67.5° となる向きに合計 4 回回転させた。1 次解析を行い測光処 理も施した。ストークスパラメータは以下のようにして常光と異常光の比から求めた。常光と異常光のフ ラックスをそれぞれ *F*₁、*F*₂ とする。各方位角のフラックスの比をそれぞれ

$$k_0 = \frac{F_{1,0}}{F_{2,0}} \tag{2.1}$$

$$k_{45} = \frac{F_{1,45}}{F_{2,45}} \tag{2.2}$$

$$k_{22.5} = \frac{F_{1,22.5}}{F_{2,22.5}} \tag{2.3}$$

$$k_{67.5} = \frac{F_{1,67.5}}{F_{2,67.5}} \tag{2.4}$$

とすると、ストークスパラメータ Q 及び U は

$$Q = \frac{1 - \sqrt{\frac{k_0}{k_{45}}}}{1 + \sqrt{\frac{k_0}{k_{45}}}}$$
(2.5)

$$U = \frac{1 - \sqrt{\frac{k_{22.5}}{k_{67.5}}}}{1 + \sqrt{\frac{k_{22.5}}{k_{67.5}}}}$$
(2.6)

と表すことができる。偏光観測により得られる偏光度や偏光方位角の値は、器械偏光と呼ばれる光学素子な どによる偏光も加味されているため、適切な補正を行う必要がある。偏光度 PD、偏光方位角 PA はストー クスパラメータを用いて

$$PD = \sqrt{Q^2 + U^2} \tag{2.7}$$

$$PA = 28.1479 \times atan2(U,Q) - PA_{inst}$$

$$(2.8)$$

と表せる。ここで *PA*_{inst} は偏光方位角の器械偏光である。器械偏光は強偏光標準星 (偏光度・偏光方位角 が既知の天体)のデータを用いて補正した。また、無偏光標準星の観測により、HONIR の可視光の偏光度 の器械偏光を 0 と見なせることを確認した。

² 複屈折を利用した偏光プリズム。入射光を直交した 2 成分 (常光・異常光) に分けることができる。シングルウォラストンプリズムは一つのデータにつき 4 回撮像する必要があるので時間はかかるが、その性質上透過効率比や大気透過率が自動的にキャンセルされるというメリットがある。



図 2.13: 通常の偏光観測モードのイメージ図 (Soref & McMahon (1966))

第3章 結果

3.1 測光観測結果

3.1.1 ライトカーブ

ー般に、超新星は視線方向上に分布する星間ダストによる散乱・吸収を受ける。星間ダストは母銀河お よび天の川銀河に分布している。従って、正しく等級を見積もるためにはこの吸収量を求め、補正しなけれ ばならない。天の川銀河における吸収量は、中間赤外線観測によってよく調べられており、SN 2017hcc の 視線方向上の天の川銀河の吸収量は $E_{B-V}^{MW} = 0.029$ であった (Schlaffy & Finkbeiner (2011))。一方で、母 銀河ダストによる散乱は超新星のデータを使って補正されなければならない。スペクトルに sodium の吸収 線が見られなかったため、母銀河による吸収量は無視した。図 3.1 に SN 2017hcc のライトカーブを示す。 横軸は爆発日からの日数、縦軸は見かけの等級である。各バンドのライトカーブを見やすくするために、適 当なオフセットを与えた。可視光領域の観測ログを表 3.1、近赤外線領域の観測ログを表 3.2 に示す。また、 我々は SN 2017hcc の爆発日を 2017 年 10 月 1 日とした (Prieto et al. (2017))。Rバンドにおいては、爆発 日から 57 日で極大を迎え、その後 350 日で約 4mag と緩やかに減光した。極大光度への到達日は波長が長 い程遅れた。また、近赤外線ライトカーブから赤外超過が見られた。赤外超過については 3.1.3 で詳細を述 べる。



図 3.1: SN 2017hcc のマルチバンドライトカーブ

MID	phago	B	V	D	T
TROCC F	40.5	D	V 12.00(0.01)	$\frac{n}{12.71(0.01)}$	1 12 FC(0.01)
58000.5	40.5		13.82(0.01) 12.81(0.01)	13.71(0.01) 12.69(0.01)	13.30(0.01) 12.52(0.01)
58068.6	42.6		13.81(0.01)	13.08(0.01)	13.53(0.01)
58069.5	43.5		13.8(0.01)	13.67(0.01)	13.5(0.01)
58077.4	51.4		13.76(0.01)	13.62(0.01)	13.42(0.01)
58081.5	55.5		13.7(0.01)	13.62(0.01)	13.39(0.01)
58082.5	56.5		13.75(0.01)	13.61(0.01)	13.41(0.01)
58084.4	58.4		13.8(0.01)	13.61(0.01)	13.39(0.01)
58088.5	62.5		13.78(0.01)	13.63(0.01)	13.38(0.01)
58099.5	73.5		13.89(0.01)	13.7(0.01)	13.41(0.02)
58108.5	82.5		14.03(0.02)	13.79(0.02)	13.53(0.02)
58109.4	83.4		14.05(0.01)	13.8(0.01)	13.5(0.02)
58120.4	94.4		14.29(0.01)	13.99(0.01)	13.65(0.01)
58129.4	103.4		14.5(0.01)	14.13(0.01)	13.8(0.01)
58136.5	110.5		14.73(0.01)	14.29(0.01)	13.95(0.01)
58147.4	121.4			14.5(0.01)	14.2(0.04)
58285.8	259.8		16.53(0.03)	15.53(0.01)	15.58(0.01)
58294.8	268.8		16.51(0.1)	15.69(0.03)	—
58311.7	285.7		—	—	15.79(0.02)
58312.7	286.7		16.74(0.02)	15.76(0.02)	15.82(0.01)
58313.7	287.7		16.78(0.02)	15.77(0.03)	15.81(0.03)
58314.8	288.8		16.77(0.03)	15.77(0.03)	15.78(0.02)
58315.7	289.7		16.82(0.02)	15.79(0.03)	15.79(0.03)
58323.8	297.8			16.03(0.03)	15.94(0.05)
58324.8	298.8			15.94(0.04)	
58327.7	301.7		17.18(0.34)	16.01(0.06)	
58333.7	307.7		16.98(0.05)	16.02(0.07)	15.99(0.11)
58338.7	312.7		17.13(0.02)	16.1(0.01)	16.12(0.02)
58340.8	314.8		17.12(0.03)	16.09(0.02)	16.08(0.02)
58344.7	318.7		17.36(0.02)	16.17(0.01)	16.25(0.01)
58347.8	321.8		17.21(0.04)	16.23(0.02)	16.27(0.03)
58348.7	322.7		17.24(0.02)	16.24(0.02)	16.24(0.03)
58363.6	337.6			16.44(0.02)	
58377.6	351.6		17.66(0.04)	16.66(0.03)	16.66(0.06)
58379.6	353.6		17.72(0.05)	17.06(0.05)	16.65(0.03)
58408.7	382.7			17.27(0.11)	

表 3.1: SN 2017hcc の測光結果 (可視)

次ページに続く

前ページからの続き

MJD	phase	B	V	R	Ι
58411.7	385.7			17.24(0.22)	
58416.6	390.6			17.08(0.05)	
58421.6	395.6			17.33(0.04)	
58426.5	400.5			17.39(0.1)	
58427.5	401.5			17.39(0.07)	
58428.5	402.5			17.57(0.22)	
58431.5	405.5			17.61(0.06)	
58432.6	406.6			17.46(0.05)	
58435.5	409.5			17.43(0.07)	
58436.4	410.4			17.34(0.06)	
58437.5	411.5			17.4(0.06)	
58451.6	425.6			17.61(0.08)	

表 3.2: SN 2017hcc の測光結果 (近赤外)

MJD	phase	J	Н	K_s
58066.5	40.5	13.55(0.11)	13.36(0.11)	13.09(0.11)
58068.6	42.6	13.49(0.03)		13.41(0.08)
58069.5	43.5	13.4(0.03)	13.27(0.04)	13.27(0.06)
58072.4	46.4	13.42(0.05)		
58077.4	51.4	13.4(0.03)	13.28(0.03)	13.15(0.04)
58081.5	55.5	13.3(0.03)	13.23(0.07)	13.11(0.06)
58082.5	56.5	13.29(0.03)		13.12(0.04)
58084.4	58.4	13.3(0.03)	13.18(0.03)	13.19(0.08)
58088.5	62.5	13.25(0.04)	13.25(0.04)	13.01(0.03)
58099.5	73.5	13.2(0.03)	13.06(0.05)	12.88(0.04)
58108.5	82.5	13.24(0.04)	13.08(0.05)	12.9(0.06)
58109.4	83.4	13.23(0.06)	13.11(0.22)	12.92(0.08)
58129.4	103.4	13.48(0.03)	13.3(0.03)	13.1(0.11)
58136.5	110.5	13.68(0.03)	13.38(0.04)	
58147.4	121.4	13.91(0.07)	13.36(0.04)	13.36(0.04)
58285.8	259.8	15.11(0.04)		14.76(0.06)
58294.8	268.8	15.24(0.04)		
58312.7	286.7	15.7(0.1)	25.25(0.32)	25.9(0.03)
58313.7	287.7	15.41(0.14)	15.04(0.2)	14.4(0.19)

次ページに続く

前ページからの続き

MJD	phase	J	H	K_s
58314.8	288.8	15.64(0.06)	14.93(0.15)	14.41(0.29)
58315.7	289.7		14.86(0.09)	14.29(0.18)
58324.8	298.8	15.36(0.06)		
58333.7	307.7	15.5(0.1)		14.23(0.28)
58338.7	312.7	15.5(0.04)	14.92(0.07)	14.25(0.07)
58340.8	314.8	15.51(0.06)	14.8(0.07)	14.24(0.71)
58344.7	318.7	15.56(0.05)	14.89(0.06)	
58347.8	321.8	15.54(0.07)	14.91(0.12)	14.17(0.11)
58348.7	322.7	15.6(0.05)	14.99(0.11)	14.2(0.1)
58358.7	332.7	15.51(0.1)		
58363.6	337.6	15.53(0.07)		
58377.6	351.6	15.63(0.06)	14.9(0.14)	14.06(0.08)
58379.6	353.6		14.97(0.1)	14.13(0.1)
58408.7	382.7	16.08(0.06)	15.04(0.06)	14.14(0.13)
58411.7	385.7		14.95(0.21)	
58415.5	389.5	15.99(0.13)	—	
58416.6	390.6	16.2(0.15)	15.08(0.08)	14.07(0.06)
58421.6	395.6	16.21(0.06)	15.13(0.12)	
58426.5	400.5	16.35(0.06)	15.07(0.07)	14.12(0.08)
58427.5	401.5	16.14(0.08)	15.12(0.08)	14.08(0.09)
58428.5	402.5	16.31(0.07)	15.31(0.23)	14.18(0.08)
58431.5	405.5	16.27(0.04)	15.22(0.08)	14.21(0.07)
58432.6	406.6	16.4(0.21)	15.24(0.07)	14.21(0.07)
58437.5	411.5	16.23(0.06)	15.1(0.08)	13.77(0.05)

3.1.2 他天体との絶対等級ライトカーブの比較

図 3.2 に SN 2017hcc と他の IIn 型超新星 (SN 2006gy; Smith et al. (2007), SN 2006tf; Smith et al. (2008), SN 2010jl; Fransson et al. (2014), SN 1998S; Fassia et al. (2001), SN 2009ip; Pastorello et al. (2013), SN 2015bh; Ofek et al. (2016)) を比較した図を示す。横軸は R バンドの極大日からの日数、縦軸は 絶対等級である。母銀河までの距離を補正して絶対等級を求めた。SN 2017hcc は IIn 型超新星の中でも非常に明るく、SN 2006tf と同程度であることが分かった。さらに、-20 mag を超えており極めて明るい IIn 型超新星の一つであることがわかった。また、これらの IIn 型超新星の中でも比較的緩やかに減光している ことが分かった。



図 3.2: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星 (SN 2006gy (*M_V*: -21.9 mag), SN 2006tf (*M_V*: -20.8 mag), SN 2010jl (*M_V*: -20.1 mag), SN 1998S (*M_V*: -19.0 mag), SN 2009ip (*M_V*: -18.5 mag), SN 2015bh (*M_V*: -18.2 mag))の絶対等級の比較

3.1.3 色進化

図 3.3、図 3.4、図 3.5 に SN 2017hcc と他の IIn 型超新星 (SN 2010jl; Tsvetkov et al. (2016), Fransson et al. (2014), SN 2009ip; Pastorello et al. (2013), SN 2005kj; Taddia et al. (2013), SN 1998S; Fassia et al. (2000)) の V - J、V - H、 $V - K_s$ の色進化を示す。極大前から 50 日後にかけて急速に赤くなっていることが分かった。その後観測は欠損しているが、200 日後以降再び急速に赤くなった。極大日の約 200 日後か ら有意に赤外超過が起きていることが分かる。



図 3.3: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の色進化 (V-J)



図 3.4: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の色進化 (V-H)



図 3.5: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の色進化 (V – K_S)

3.2 分光観測結果

図 3.6 に SN 2017hcc のスペクトルの進化を示す。期間は超新星爆発の 39 日後から 399 日後までである。 早期においては弱い H α , H β の輝線が検出された。また、弱いながらも HeI も輝線として確認できた。H α の輝線は少なくとも 2 成分以上から成ることが分かった。後期になると幅の広い H α , H β , FeII multiplet, CaII IR triplet による輝線が検出された。また、弱いながら [OI] と [CaII] の禁制線も検出された。



図 3.6: SN 2017hcc のスペクトルの進化

図 3.7 に SN 2017hcc の早期のスペクトルを他の IIn 型超新星 (SN 2015bh; Thöne et al. (2017), SN 2009ip; Graham et al. (2014), SN 2010jl; Zhang et al. (2012)) と比較したものを示す。SN 2010jl などに比 べると輝線の強度がやや弱い事が分かる。



図 3.7: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の早期スペクトルの比較

図 3.8 に SN 2017hcc の後期のスペクトルを他の IIn 型超新星 (SN 2010jl; Zhang et al. (2012), SN 2015bh; Thöne et al. (2017)) と比較したものを示す。また、Ha に注目し、横軸を速度、縦軸を線形にした ものを図 3.9 に示す。SN 2010jl や SN 2015bh と比べ、H の輝線が幅広いことが分かる。



図 3.8: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の 後期スペクトルの比較



図 3.9: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の 後期スペクトルの Hα の比較

3.3 偏光観測結果

図 3.10 に SN 2017hcc と他の IIn 型超新星 (SN 2017hcc; Mauerhan et al. (2017), SN2006tf; Smith et al. (2008), SN 2009ip; Reilly et al. (2017), SN 2009ip; Mauerhan et al. (2014))の偏光度の比較を示す。横軸 は R band の極大日からの日数、縦軸は偏光度である。SN 2017hcc の偏光度は他の IIn 型超新星と比べる と非常に高いことが分かった。また、時間の経過とともに偏光度が減衰していることが分かった。図 3.11 に SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の Q と U 成分の比較を示す。SN 2017hcc は時間の経過とともに Q 成分が大きく減衰していることが分かった。



図 3.10: SN 2017hcc と他の IIn 型超新星の偏光度の比較



図 3.11: SN 2017hccと他の IIn 型超新星の Q と U 成分の比較 SN 2017hcc(ATel)(V-band continuum) SN 2017hcc(R-band continuum) SN 2006tf(5050-5950Å) SN 2009ip(Reilly)(continuum)

SN 2009ip(Mauerhan)(5200-5500Å)

表 3.3: SN 2017hcc の偏光結果

MJD	phase	Q	U	PD	PA
58066.5	40.5	-3.1(-0.13)	-0.7(-0.030)	3.2(0.13)	96.4(1.40)
58109.5	83.5	-1.2(-0.16)	-0.7(-0.089)	1.4(0.17)	104.8(5.03)

第4章 議論

4.1 大きな爆発エネルギーと重い親星

ー般に、IIn 型超新星は大きな膨張速度を持つ超新星エジェクタと運動する星周物質との相互作用によっ て放射していると考えられている。このような放射エネルギーは超新星エジェクタの運動エネルギーから 注入されていると考えられている。得られたライトカーブより総放射エネルギーを計算した結果、総放射 エネルギーは 3.5×10⁵⁰erg と見積もられた。これは SN 1998S(2.8×10⁴⁹erg, Fassia et al. (2001)) や SN 2009ip(1.6×10⁴⁹erg, Pastorello et al. (2013)) といった平均的な IIn 型超新星よりも一桁大きい。エジェク タの持つ運動エネルギーから効率的に放射エネルギーへの変換が起こったと仮定しても、総放射エネルギー を説明するには大きな運動エネルギーが必要となる。

いくつかの IIn 型超新星においては高い偏光度を持つことが報告されている。これは幾何構造が非対称 性を示していることを意味している (図 4.1)。我々は SN 2017hcc において極めて高い偏光度を示したこと を明らかにした。これはエジェクタの非対称性が極めて大きいことを示唆する。時間の経過とともに偏光度 は減衰しており、初期に観測された成分が薄まりつつあると同時に異なる成分が寄与し始めている。時間経 過とともに相互作用領域による放射は支配的ではなくなり、後期においては異なる幾何構造を持つ内部エ ジェクタによる放射が卓越していると解釈できる。これらのことから、放射源となるエジェクタと星周物質 の相互作用領域は幾何的に限定されていると推定される。一方で内部エジェクタは相互作用していない領 域も持っており、エジェクタの運動エネルギーはさらに大きいと推定される。そのような推定に基づくと、 SN 2017hcc の超新星爆発エネルギーは 10⁵²erg 程度に及ぶ可能性がある。これは標準的な重力崩壊型超新 星の 10 倍ものエネルギーである。



図 4.1: SN 2017hcc の放射モデル。CSM は circumstellar material(星周物質)の略。

また、極大日から 250 日後における Hα 輝線は、典型的な IIn 型超新星に比べて非常に幅の広い輝線を 示しており、内部エジェクタは非常に大きな膨張速度を持っていることが示唆される。これは、内部エジェ クタの運動エネルギーが極めて大きいことを意味しており、超新星全体の爆発エネルギーが非常に大きいこ とを支持するものである。

一般に、より大きな初期質量を持つ恒星はその内部における核融合反応を効率的に進め、より多くの重 元素を生成する。より重いコアを持つ恒星は、より大きな爆発エネルギーを持つ重力崩壊型超新星を引き 起こすことが期待される。したがって、SN 2017hcc で見積もられた非常に大きな爆発エネルギーは元の親 星が非常に重いことを示唆する。

4.1.1 爆発メカニズム

極めて明るい IIn 型超新星において、 $100M_{\odot}$ を越えるような極めて重い親星由来の対生成型超新星爆発 を引き起こした可能性が検討されている (Smith et al. (2007))。この爆発メカニズムでは、超新星爆発時に 熱核暴走反応で元素合成が進み、内側では豊富な鉄系元素を大量に生成することが期待されている (Woosley et al. (1995))。

一方で、重力崩壊型超新星においては、爆発的元素合成が引き起こされるものの、エジェクタは元の親 星組成を反映するものと期待される。恒星進化の最終段階において内部には酸素・カルシウム・シリコン・ 鉄などの元素が生成され、これらの元素が超新星爆発時のエジェクタに豊富に含まれる。実際、重力崩壊型 超新星で観測される後期スペクトルにおいては、強い酸素やカルシウムの禁制線が観測されている (Maeda et al. (2008))。

我々が観測した後期スペクトルにおいては、非常に弱いながらも酸素やカルシウムの禁制線を示し、内 部エジェクタにこれらの元素が含まれていることが示唆された。これは重力崩壊型超新星シナリオで予期 される特徴に合致する。したがって、SN 2017hcc は非常に重い初期質量を持つ親星由来の重力崩壊型超新 星であると考えられる。非常に弱い禁制線は超新星エジェクタのガス密度が比較的高いことを示唆してお り、より後期になれば密度の低下とともに他の重力崩壊型超新星と同様に輝線が強くなると期待される。

4.1.2 ダスト生成の可能性

宇宙におけるダストの起源は長年明らかになっていないが、多様な元素を撒き散らす超新星爆発は有力 な候補と考えられている。IIn 型超新星は、エジェクタと星周物質の相互作用領域において急速な冷却が期 待され、ダスト生成にとって有利な環境であると言える。これまでにも、可視近赤外線観測から見積もられ たダスト質量が増加しているケースも報告されている(Gall et al. (2014))。一方で、超新星由来の可視紫外 放射によって、周囲に分布するダストを熱化し赤外線で再放射するシナリオも提唱されている。ダスト放射 温度を見積もることでこれらのシナリオを検討することができる。

SN 2017hccn においては、後期の V - J、 V - H、および $V - K_s$ に顕著な赤外超過が認められた。この赤外超過は時間発展しており、ダスト生成の可能性が高い (Dwek et al. (1983))。また、後期スペクトルに見られる H α 輝線において、長波長側の減衰が認められた。これは視線方向上の水素由来の放射を内部で新しく生成されたダストが遮蔽している可能性を支持する (Kozasa et al. (1989))。これらの事実は超新星の膨張拡散とともに新しくダストを生成している可能性を示唆している。近赤外線放射に寄与しているこ

とから、比較的高温のダストが生成されたと推定される (Nozawa et al. (2003))。また、可視光波長域における色は急激に赤くなっておらず、可視光放射が完全に遮蔽されているわけではない。これは、生成されたダストが非対称に分布しているためと考えられる。

第5章 結論

本研究では広島大学かなた望遠鏡を用いて極めて明るい IIn 型超新星 SN 2017hcc の可視近赤外線観測を 約 400 日の長期間に亘り行った。極めて明るい IIn 型超新星は希少な天体であり、その正体は全く明らかに なっていない。

我々は、測光観測から SN 2017hcc が非常に明るい超新星であることを明らかにした。ライトカーブから 総放射エネルギーを計算し、3-4 × 10⁵⁰erg であると分かった。偏光観測からは極めて高い偏光度を示し、 エジェクタと星周物質の相互作用領域が幾何的に限定されていることを示唆する。爆発エネルギーは総放 射エネルギーから考えられるよりも高い値を示す可能性が高い。また、後期の分光観測からは幅の広い水 素の輝線が捉えられ、内部エジェクタの運動エネルギーが大きいことを支持し、極めて重い親星由来の爆発 であったことを示唆する。また、後期スペクトルにおいて酸素とカルシウムの禁制線が捉えられ、エジェク タはこれらの元素を豊富に持つことが示唆された。これらより、SN 2017hcc は極めて大きな親星由来の重 力崩壊型超新星であると結論づけた。

謝辞

本修士論文を執筆するにあたり、指導教官である山中先生に深く感謝致します。山中先生には最初から 最後まで、本当にお世話になりました。また、主査である川端先生にも大変お世話になりました。同研究室 の一員である中岡様と川端美穂様、M1の高木様、昨年度修了された河原様と安部様にも観測や解析の面で お世話になりました。感謝致します。その他、研究室の皆様のおかげで2年間という短い期間ではありまし たが、有意義な時間を過ごすことができました。この場を借りて感謝申し上げます。

関連図書

- Akitaya, H., et al. 2014, in Proc. SPIE, Vol. 9147, Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy V, 91474O
- Anderson, J. P., et al. 2014, ApJ, 786, 67
- Begelman, M. C., & Sarazin, C. L. 1986, ApJ, 302, L59
- Chandra, P., Fransson, C., & Chevalier, R. A. 2017, The Astronomer's Telegram, 10936
- Chugai, N. N., Danziger, I. J., & della Valle, M. 1995, MNRAS, 276, 530
- Cutri, R. M., et al. 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources.
- Dong, S., Bersier, D., & Prieto, J. L. 2017, Transient Name Server Classification Report, 1103
- Dwek, E., et al. 1983, ApJ, 274, 168
- Fassia, A., et al. 2000, MNRAS, 318, 1093
- —. 2001, MNRAS, 325, 907
- Filippenko, A. V. 1997, ARA&A, 35, 309
- Fox, O., et al. 2009, ApJ, 691, 650
- Fransson, C., et al. 2014, ApJ, 797, 118
- Gal-Yam, A., & Leonard, D. C. 2009, Nature, 458, 865
- Gal-Yam, A., Ofek, E. O., & Shemmer, O. 2002, MNRAS, 332, L73
- Gall, C., et al. 2014, Nature, 511, 326
- Graham, M. L., et al. 2014, ApJ, 787, 163
- Heger, A., & Woosley, S. E. 2002, ApJ, 567, 532
- Henden, A. A., Templeton, M., Terrell, D., Smith, T. C., Levine, S., & Welch, D. 2016, VizieR Online Data Catalog, 2336
- Jencson, J. E., Prieto, J. L., Kochanek, C. S., Shappee, B. J., Stanek, K. Z., & Pogge, R. W. 2016, MNRAS, 456, 2622

- Kawabata, K. S., et al. 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series
- Kozasa, T., Hasegawa, H., & Nomoto, K. 1989, ApJ, 344, 325
- Limongi, M., Straniero, O., & Chieffi, A. 2000, ApJS, 129, 625
- Maeda, K., et al. 2008, Science, 319, 1220
- Mauerhan, J., et al. 2014, MNRAS, 442, 1166
- Mauerhan, J. C., Filippenko, A. V., Brink, T. G., & Zheng, W. 2017, The Astronomer's Telegram, 10911
- Mauerhan, J. C., et al. 2013, MNRAS, 431, 2599
- Moriya, T. J., Maeda, K., Taddia, F., Sollerman, J., Blinnikov, S. I., & Sorokina, E. I. 2014, MNRAS, 439, 2917
- Moriya, T. J., Sorokina, E. I., & Chevalier, R. A. 2018, Space Sci. Rev., 214, 59
- Nozawa, T., Kozasa, T., Umeda, H., Maeda, K., & Nomoto, K. 2003, ApJ, 598, 785
- Nyholm, A., et al. 2017, A&A, 605, A6
- Ofek, E. O., et al. 2016, ApJ, 824, 6
- Pastorello, A., et al. 2002, MNRAS, 333, 27
- —. 2013, ApJ, 767, 1
- Pereira, R., et al. 2013, A&A, 554, A27
- Prieto, J. L., et al. 2017, Research Notes of the American Astronomical Society, 1, 28
- Pun, C. S. J., et al. 1995, ApJS, 99, 223
- Reilly, E., Maund, J. R., Baade, D., Wheeler, J. C., Höflich, P., Spyromilio, J., Patat, F., & Wang, L. 2017, MNRAS, 470, 1491
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, ApJ, 737, 103
- Smartt, S. J. 2015, PASA, 32, e016
- Smith, N., Chornock, R., Li, W., Ganeshalingam, M., Silverman, J. M., Foley, R. J., Filippenko, A. V., & Barth, A. J. 2008, ApJ, 686, 467
- Smith, N., & McCray, R. 2007, ApJ, 671, L17
- Smith, N., et al. 2007, ApJ, 666, 1116
- Sollerman, J., Cumming, R. J., & Lundqvist, P. 1998, ApJ, 493, 933

- Soref, R. A., & McMahon, D. H. 1966, Appl. Opt., 5, 425
- Taddia, F., et al. 2013, A&A, 555, A10
- Takaki, K., et al. 2013, ApJ, 772, L17
- Takiwaki, T., Kotake, K., & Suwa, Y. 2016, MNRAS, 461, L112
- Thöne, C. C., et al. 2017, A&A, 599, A129
- Tsvetkov, D. Y., Shugarov, S. Y., & Volkov, I. M. 2016, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnate Pleso, 46, 87
- Valenti, S., et al. 2015, MNRAS, 448, 2608
- Woosley, S. E., Langer, N., & Weaver, T. A. 1995, ApJ, 448, 315
- Zhang, T., et al. 2012, AJ, 144, 131