かなた望遠鏡によるカルシウム超過トランジェント iPTF15eqv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

M166495 河原 直貴

主查:川端 弘治 副查:川瀬 啓悟

2018年2月9日

概 要

超新星はその爆発機構によって核爆発型と重力崩壊型の二つに大別される。核爆発型は、白色矮星が限界 質量付近に到達したときに中心部が臨界密度に達し、熱核暴走反応することで爆発を引き起こす。重力崩壊 型は、太陽質量の 8-10 倍以上の初期質量を持つ大質量星が、進化の最終段階で中心核が重力崩壊を引き起 こし、その反動によって爆発を引き起こす。近年、カルシウム超過トランジェントと呼ばれる天体が複数見 つかっている。超新星は早期では光学的に厚く、そのスペクトルにおいて吸収線が卓越しており、1 年近く 経過して密度が下がることによって輝線が見られるようになる。カルシウム超過トランジェントは極大期の スペクトルに水素の吸収線が見られずヘリウムの吸収線が見られることから、初期は Ib 型の重力崩壊型超 新星と似ている。しかし、早期からカルシウムの強い輝線を示し、特異な天体であることが示唆されてい る。母銀河は楕円銀河が多く、銀河中心から数十 kpc 離れているものも見つかっており、このような環境を 大質量星起源で説明することは困難である。したがって、その親星は低質量星起源の白色矮星が有力とされ ている。これらの観測的特徴を同時に説明しうる爆発モデルの議論は収束しておらず、爆発モデルを制限で きるような良質の観測サンプルの増加が望まれている。

我々は 2015 年 9 月 27 日に発見されたカルシウム超過トランジェント iPTF15eqv について、広島大学 1.5m かなた望遠鏡を用いて早期から密な観測を行い、発見翌日から約 150 日に亘るデータを取得した。こ の超新星はカルシウム超過トランジェントとしては珍しく渦巻き銀河で発見された。発見当初から強いカ ルシウムの禁制線が見られた (図 1)。極大日から 30 日後の絶対光度は平均的なカルシウム超過トランジェ ントよりも6倍ほど明るく、重力崩壊型である Ib/Ic 型と似た値を示す (図 2)。Ni 生成量も、Ib/Ic 型の典 型値に近い。ヘリウムの吸収線が示す膨張速度は他のカルシウム超過トランジェントと同様に、Ib 型と似 た速度を示していた。このように、この超新星はカルシウム超過トランジェントの特徴と Ib/Ic 型の特徴の 両方を示すことを見出した。これらのデータを用いて爆発モデルについて議論する。





図 1: 様々な超新星とのスペクトル比較 (数値は R バンドの極大日からの日数)

図 2: 様々な超新星との R バンドでの絶対等級の比較

目 次

 第1章 序論 1.1 恒星進化			
 1.1 恒星進化	第1章	序論	6
 1.2 超新星	1.1	恒星進化	6
 1.2.1 超新星の分類 1.2.2 Ia 型超新星 1.2.3 Ib/Ic 型超新星 1.3 カルシウム超過トランジェント 1.3.1 観測的特徴 1.3.2 母銀河の環境 1.3.3 爆発シナリオ 1.4 iPTF15eqv 1.5 研究目的 第 2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第 3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリプレーション 第 4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2 スペクトル 4.2 スペクトル 4.2 スペクトル 	1.2	超新星	9
 1.2.2 Ia 型超新星. 1.2.3 Ib/Ic 型超新星. 1.3 カルシウム超過トランジェント 1.3.1 観測的特徴. 1.3.2 母銀河の環境. 1.3.3 爆発シナリオ. 1.4 iPTF15eqv 1.5 研究目的. 第 2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測. 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡. 2.2.1 HOWPol. 2.2.2 HONIR. 第 3章 データリダクション 3.1 データ解析方法. 3.1.1 1次処理. 3.1.2 測光解析. 3.1.3 分光解析. 3.1.3 分光解析. 3.1.4 測光結果. 4.11 測光結果. 4.1.1 光度曲線. 4.1.2 絶対光度. 4.1.3 在進化. 4.2 分光結果. 4.2.1 スペクトル. 4.2.1 スペクトル. 4.2 ク光結果. 		1.2.1 超新星の分類	9
1.2.3 Ib/Ic 型超新星 1.3 カルシウム超過トランジェント 1.3.1 観測的特徴 1.3.2 母銀河の環境 1.3.3 爆発シナリオ 1.4 IPTF15eqv 1.5 研究目的 第2章 観測 2.1 IPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.1.4 調光結果 4.1 1.1.1 光度曲線 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.1 スペクトル		1.2.2 Ia 型超新星	12
 1.3 カルシウム超過トランジェント 1.3.1 観測的特徴 1.3.2 母銀河の環境 1.3.3 爆発シナリオ 1.4 iPTF15eqv 1.5 研究目め 第2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリプレーション 第4章 結果 4.1 潤光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.21 スペクトル 4.21 スペクトル 4.22 線車度 		1.2.3 Ib/Ic 型超新星	14
 1.3.1 観測的特徴 1.3.2 母銀河の環境 1.3.3 爆発シナリオ 1.4 iPTF15eqv 1.5 研究目的 第2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 3.1 データリダクション 3.1 データ明が方法 3.1.1 1次処理 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 4.1 潤光結果 4.1 潤光結果 4.1 潤光結果 4.1 潤光結果 4.1 酒光結果 4.1 二、水皮曲線 4.1 二、水力トル 4.2 2 綿塚座 	1.3	カルシウム超過トランジェント	15
 1.3.2 母銀河の環境 1.3.3 爆発シナリオ 1.4 iPTF15eqv 1.5 研究目的 第2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 3.1 データリダクション 3.1 データ明析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 4 キリブレーション 第 4章 結果 4.1 潤光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2.1 スペクトル 4.2.1 スペクトル 4.2.1 スペクトル 4.2.1 スペクトル 4.2.1 スペクトル 		1.3.1 観測的特徴	15
1.3.3 爆発シナリオ 1.4 iPTF15eqv 1.5 研究目的 1.5 研究目的 第2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第3章 データリダクション 3.1 データリダクション 3.1 データリダクション 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.1.4 1次処理 4.1 測光結果 4.1 批定曲線 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 総速度		1.3.2 母銀河の環境	17
 1.4 iPTF15eqv 1.5 研究目的 第2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 2.2.2 HONIR 3.1 データリダクション 3.1 データ明解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.11 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 繰速度 		1.3.3 爆発シナリオ	17
1.5 研究目的 研究目的 第 2章 観測 2.1 iPTF15eqv の観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第 3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 4.1<1 光度曲線	1.4	iPTF15eqv	18
第2章 観測 2.1 iPTF15eqv の観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.1.4 1次処理 3.1.5 沖光解析 4.1 2.2 絶対光度 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 繰速度	1.5	研究目的	20
 第 2章 観測 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 2.2.2 HONIR 第 3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第 4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 線速度 	-		-
 2.1 iPTF15eqvの観測 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 2.2.2 HONIR 3.1 データ呼析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリプレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2 約光結果 4.2 約光結果 	第2章	観測	22
 2.2 東広島天文台かなた望遠鏡 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2 分光結果 4.2 3線速度 	2.1	iPTF15eqv の観測	22
 2.2.1 HOWPol 2.2.2 HONIR 第3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2 分光結果 4.2 分光結果 4.2 緑速度 	2.2	東広島天文台かなた望遠鏡	22
 2.2.2 HONIR 第3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2 線速度 		2.2.1 HOWPol	23
第3章 データリダクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 線速度		2.2.2 HONIR	23
第3章 データリタクション 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2 分光結果	生っ土		96
 3.1 データ解析方法 3.1.1 1次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2 分光結果 4.2 線速度 	弗 3 早 ○ 1		26
3.1.1 1 次処理 3.1.2 測光解析 3.1.3 分光解析 3.1.3 分光解析 3.2 キャリブレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 線速度	3.1	テーダ脾析力伝	26
3.1.2 測光解析		3.1.1 1 伏処理	26
3.1.3 分光解析		3.1.2 測尤脾析	33
3.2 キャリクレーション 第4章 結果 4.1 測光結果 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 線速度		3.1.3 分光解析	33
第4章 結果 4.1 測光結果	3.2	キャリプレージョン	38
 4.1 測光結果	第4章	結果	43
 4.1.1 光度曲線 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2 1 スペクトル 4.2 2 線速度 	4.1	測光結果	43
 4.1.2 絶対光度 4.1.3 色進化 4.2 分光結果 4.2.1 スペクトル 4.2.2 線速度 		4.1.1 光度曲線	43
4.1.3 色進化		4.1.2 絶対光度	44
4.2 分光結果 インクトル 4.2.1 スペクトル インクトル		4.1.3 色進化	45
4.2.1 スペクトル	4.2	·····································	46
499 線速度		4.2.1 スペクトル	46
ヨービー 柳水心人又 ・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・・		4.2.2 線速度	48

	4.2.3 等価幅	49
第5章	議論	51
5.1	観測パラメータの比較	51
5.2	総輻射光度と ⁵⁶ Ni 生成量	51
5.3	爆発パラメータの導出	56
第6章	結論	57
付録		58
А	極大日の推定	58
	A.1 極大日の推定	58
	A.2 光度曲線フィッティングからの推定	58
	A.3 スペクトル比較からの推定	58
謝辞		60

図目次

1	様々な超新星とのスペクトル比較.................................	1
2	様々な超新星との R バンドでの絶対等級の比較	1
1.1	pp チェイン	6
1.2	CNO サイクル	7
1.3	水素燃焼による 1g あたりのエネルギー発生率	8
1.4	たまねぎ構造	9
1.5	超新星の分類	10
1.6	様々な超新星の極大日付近のスペクトル	10
1.7	超新星の外層構造	11
1.8	様々な超新星の後期スペクトル	11
1.9	超新星の光度曲線 (Ibc 型)	12
1.10	Ia 型超新星の候補	13
1.11	Ia 型超新星の光度曲線	13
1.12	Ib/c 型超新星の光度曲線	15
1.13	SN 2005cz (カルシウム超過トランジェント) と様々な超新星の早期スペクトル比較	16
1.14	SN 2005cz (カルシウム超過トランジェント) と様々な超新星の後期スペクトル比較	16
1.15	カルシウム超過トランジェントの光度曲線	17
1.16	SN 2005E の母銀河	18
1.17	PTF12bho の母銀河	18
1.18	iPTF15eqv の後期スペクトル	19
1.19	MMT 6.5m 望遠鏡で撮像された iPTF15eqv	19
1.20	iPTF15eqv と様々な超新星のスペクトルの比較	20
2.1	かなた望遠鏡で撮像した iPTF15eqv	22
2.2	かなた望遠鏡	23
2.3	東広島天文台	23
2.4	HOWPol	24
2.5	CCD の感度特性	24
2.6	HONIR	25
3.1	ノイズ	26
3.2	HOWPol で取得した生データ	27
3.3	HONIR で取得した生データ	27

3.4	オーバースキャン処理後のデータ (HOWPol)	28
3.5	オーバースキャン処理後のデータ (HONIR)	28
3.6	HONIR で取得したバイアス画像	29
3.7	HONIR で取得したダーク画像	30
3.8	バットピクセル補正していない画像 (Ks バンド)	30
3.9	バッドピクセル補正した画像 (Ks バンド)	30
3.10	フラットデータ (HOWpol)	31
3.11	フラットデータ (HONIR)	31
3.12	HONIR で取得したセルフスカイ	32
3.13	1 次処理後の画像 (HOWPol)	32
3.14	1 次処理後の画像 (HONIR)	32
3.15	開口測光のイメージ	33
3.16	超新星を分光観測して得られた画像.................................	34
3.17	標準星を分光観測して得られた画像.................................	34
3.18	歪曲パターン	35
3.19	大気由来の輝線	36
3.20	波長の同定を行なっている様子....................................	36
3.21	分光画像からの宇宙線除去....................................	37
3.22	スカイ差引後の画像	37
3.23	比較星	39
3.24	Landolt 標準星	40
4.1	1PTF15eqvの光度田緑	44
4.2	Rハンドの絶対等級の光度田線	45
4.3	iPTF15eqv と 禄々な 超 新 星 と の 色 進 化 比 較	46
4.4		47
4.5	iPTF15eqvと様々な超新星のスペクトル比較	48
4.6	 ヘリワムの吸収線速度比較	49
4.7	等価幅の比較	50
5.1	様々なカルシウム超過トランジェントの光度曲線と各原子核の減光率	53
5.2	iPTF15eqyの総輻射光度曲線とのモデルフィッティング	55
	· · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	
A.1	発見日=極大日+20[day] と仮定した時の光度曲線フィッティング.........	58
A.2	発見日=極大日+30[day] と仮定した時の光度曲線フィッティング	58
A.3	早期 (+30d 付近) スペクトルとの比較	59
A.4	後期スペクトル (+70d 付近) との比較	59

表目次

2.1	NGC3430 について	23
2.2	かなた望遠鏡の諸元	24
2.3	HOWPol の仕様	24
2.4	HONIR の仕様	25
3.1	カラーターム補正項	38
3.2	Landolt 標準星から求められた比較星等級	40
3.3	J、H、Ks バンドの比較星等級 (カタログ等級)	40
3.4	Landolt 標準星の等級	41
3.5	iPTF15eqv の等級	42
5.1	観測パラメータ比較	51
5.2	Two-component model \mathcal{O} $\mathcal{N} \ni \mathcal{X} - \mathcal{X}$	55
5.3	爆発パラメータ比較	56

第1章 序論

1.1 恒星進化

夜空を見上げると、そこには自ら輝く星が多数存在する。このような星を恒星(以下、星といえば恒星の ことを指す。)と呼ぶ。我々が見ている星のほとんどは主系列星である。主系列星は星の中心で核融合反応 を起こし、水素燃焼することでエネルギーを手に入れ、そのエネルギーを光として放射する。主系列星で は、星から光として放射されるエネルギーと核融合で発生するエネルギーがつりあっており、安定な状態 を保っている。水素燃焼とは4個の水素原子核(陽子)がヘリウム原子核に合成されエネルギーを発生する 現象である。水素燃焼は星の中心温度が10⁷Kまで到達すると起こり、星の質量によって2通り存在する。 太陽質量を M_{\odot} とすると、質量が1.2 M_{\odot} 未満の星は主に pp チェイン反応(図1.1)を、1.2 M_{\odot} 以上の星は 主に CNO サイクル(図1.2)を起こす。pp チェインは3つの過程に分かれているが、まずはじめに2つの 水素原子核が融合し、重水素(²He)となる pp 反応を起こす。そして重水素と水素原子核が融合し、³He を 作る。その後3つの過程に分かれ、ヘリウム原子核作り出す。CNO サイクルとは、水素原子核が次々と炭 素、窒素、酸素の原子核と反応し、1 サイクルで4 個の水素原子核から1 つのヘリウム原子核が生成される 反応である。



図 1.1: pp チェイン

$$1^{12}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{13}N + \gamma$$

$$1^{3}N \rightarrow {}^{13}C + e^{+} + \nu$$

$$1^{3}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{14}N + \gamma$$

$$1^{3}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{14}N + \gamma$$

$$1^{3}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{15}O + \gamma$$

$$1^{5}O \rightarrow {}^{15}N + e^{+} + \nu$$

$$1^{5}N + {}^{1}H \rightarrow {}^{12}C + {}^{4}He$$

$$\rightarrow {}^{16}O + \gamma$$

$$1^{6}O + {}^{1}H \rightarrow {}^{17}F + \gamma$$

$$1^{7}F \rightarrow {}^{17}O + e^{+} + \nu$$

$$1^{7}O + {}^{1}H \rightarrow {}^{14}N + {}^{4}He$$

図 1.2: CNO サイクル

図1.3 は pp チェイン反応と CNO サイクルによる水素燃焼のエネルギー発生率の温度変化を表しており、 中心温度が高くなると CNO サイクルの方が効率よく水素を燃焼する。ヘリウムがしだいに多くなると星の 内部構造が変わっていく。水素燃焼により単位体積あたりの粒子数が減少し、圧力が減少するので、その ままでは星の重力を支えられなくなる。中心部が収縮し、密度と温度が上昇することで圧力が大きくなり、 星の重力を支えられるようになる。このとき温度が上昇するので、水素燃焼のエネルギー発生率が増加し、 外層がエネルギーを得て膨張する。中心部にあった水素が完全に燃焼すると星の中心にはヘリウムのコア が残される。これが主系列星の時代の終わりである。

主系列星は中心付近の約10%の質量の全ての水素がヘリウムに変わるまで続くので、その寿命 7ms は

$$\tau_{\rm ms} \approx \frac{0.1 \times 0.007 M c^2}{L} \propto \frac{M}{L} \approx M^{1-\alpha}, \ (5 \le \alpha < 1)$$
(1.1)

で表される。ここで c は光速 [m/s]、L は光度 [erg]、0.007 という係数は水素からヘリウムが作られたとき に質量の 0.07%がエネルギーに変わることに対応する。



図 1.3: 水素燃焼による 1g あたりのエネルギー発生率

中心部にヘリウムコアができても、ヘリウム燃焼に必要な温度に到達していないため、重力収縮する。中 心温度が 10⁸K に到達するとヘリウム燃焼が起こり C+O のコアを形成するようになる。

小中質量星の進化

初期質量が $8M_{\odot}$ より小さい星は、C+O コアの質量が炭素燃焼の起こる臨界質量の $1.07M_{\odot}$ よに満たな い。そのため中心温度が炭素燃焼に必要な温度に到達できず、電子が縮退する。この結果、漸近巨星分岐星 (AGB 星) となる。AGB 星の外層は大きく広がっており、重力での結合が弱く星間空間に放出され惑星状 星雲というガス雲ができる。そして中心部の C+O のコアがむきだしとなり、白色矮星となる。

大質量星の進化

初期質量が10M_☉より大きい星は、コアの質量が常にチャンドラセカール限界質量より大きくなり、電子が縮退することなく核融合が進む。中心部がC+Oコアになると炭素が燃え出すまで、重力収縮し温度を 上げる。炭素燃焼が進むとO+Ne+Mgのコアが残り、次はネオンが燃えだすまでコアは重力収縮する。ネ オンが燃焼した後は酸素の燃焼が始まり、重力収縮により星の中心部は高温高密度になりながら重い元素へ と核融合は進み、エネルギーが最も安定な鉄まで続く。この結果、星の内部では中心から鉄、ケイ素、硫黄、 酸素、ネオン、マグネシウム、炭素、ヘリウム、水素が存在する層状の構造となり、たまねぎ構造(図1.4) ができあがる。大質量星の中には放射圧によって星風として大量の質量を失うものがあり、質量が 25-50M _① の場合は水素外層が剥ぎ取られ、質量が 50M_☉ より大きい場合水素外層とヘリウム外層が剥ぎ取られる。 このような星をウォルフ-ライエ星と呼ぶ。質量と寿命には関係があることがわかっており、式 (1.1) より 質量が大きい大質量星の寿命は短いことがわかる。太陽の寿命は約 100 億年であることが知られているが、 10*M*_☉ の大質量星の寿命は 1000 万年から 1 億年程度となる。また、10*M*_☉ 以上の質量をもつ星は重力崩壊 型超新星として爆発すると考えられている (§1.2.3 を参照)。



図 1.4: たまねぎ構造

1.2 超新星

超新星とは恒星がその一生の最期に起こす爆発である。本節では超新星の分類とI型と呼ばれるタイプの超新星について述べる。

1.2.1 超新星の分類

超新星には様々な種類があり、もっとも明るい極大期におけるスペクトルにより分類される (図 1.5)。水 素の吸収線が見られないものを I 型、水素の吸収線が見られるものを II 型と分類する。I 型の中でケイ素の 吸収線が見られるものを Ia 型、ケイ素の吸収線が見られないもののうちへリウムの吸収線が見られるもの を Ib 型、ヘリウムの吸収線が見られないものを Ic 型と分類する。またこれ以外にも、初期には水素の吸収 線が見られるが、時間が経つにつれ水素の吸収線が見られなくなり、Ib 型と同じスペクトすを示すものを IIb 型と分類する。極大光度付近の観測量によって、Ia 型は核暴走型爆発、それ以外は重力崩壊型爆発であ ると考えられている。



図 1.5: 超新星の分類



図 1.6: 様々な超新星の極大日付近のスペクトル (Filippenko, 1997)

超新星は早期は光学的に厚く、スペクトルには多くの吸収線が見られる。また、膨張によって外層が希 薄になる (図 1.7)。極大から半年程度経ち光学的に薄くなった時期のスペクトルは輝線が顕著に見られる。 Ia 型では鉄、Ib/c 型では酸素とカルシウムの輝線の強度が強くなる (図 1.8)。これらの卓越する輝線は内部 構造由来の元素を反映しており、各々の爆発メカニズムからの予測に合致する。



図 1.7: 超新星の外層構造



図 1.8: 様々な超新星の後期スペクトル (Filippenko, 1997)

光度曲線

光度曲線 (ライトカーブ) とは天体の可視域での明るさの時間変化を示すものである。超新星においては、 爆発後に急激に増光し、ある極大点に達した後に減光するような曲線を描く。光度曲線が極大に達する、す なわち超新星が最も明るい時期を極大期と呼ぶ。超新星の放射源は、主に爆発時に生成される⁵⁶Ni だと考 えられている。⁵⁶Ni が放射性崩壊して ⁵⁶Co になるときに γ 線を放出し、⁵⁶Co が崩壊して ⁵⁶Fe になると きは γ 線、および陽電子を放出する。ただし、ごく初期に限り、別の要因で放射することが知られている。 これらがエジェクタ (噴出物質) 内部である距離で散乱し、熱を外部に伝える。超新星の膨張大気外側であ る光球付近では、可視光域にピークをもつ黒体輻射を示す。そのため、超新星の観測は主に可視域で行わ れる。爆発から数ヶ月以上たった後期になると減光率が一定になる時期が訪れる。このような時期をテー ル期と呼ぶ。テール期の減光は ⁵⁶Co の半減期 (77.1 日) を反映しているが、エジェクタの拡散による効果 で陽電子の捕獲率が下がる場合もある (図 1.9 参照)。図 1.9 に平均的な Ibc 型超新星の光度曲線 (Li et al., 2011) を示す。



図 1.9: 超新星の光度曲線 (Ibc 型)

1.2.2 Ia 型超新星

Ia 型超新星は白色矮星起源の熱核暴走反応による爆発だと考えられている。典型的な白色矮星は、チャンドラセカール限界質量 ($1.4M_{\odot}$) よりも小さい。そのままでは静かに冷えていくだけである。しかし、何らかの理由により質量が増えると密度と温度が上がり、中心で炭素の核融合が始まる。白色矮星は電子の縮退圧によって支えられているため、その圧力は温度によらない。そのため、炭素燃焼で温度が上昇しても、星の大きさが変わらないので核融合はさらに進む。そして、さらに核融合により温度が上昇し爆発的に核融合が進み暴走する。その結果爆発に至る。白色矮星に質量を供給するシナリオとして Single Degenerate (SD) シナリオと Double Degenerate (DD) シナリオの2つがあり、いまだ決着はついていない。SD シナリオは図 1.10 の左側のように白色矮星が近接連星系をなしており、伴星の外層が主星の重力圏に捉えられル事によって、伴星の物質が白色矮星に降り積もり、質量を供給するシナリオである。一方、DD シナリオは

図 1.10 の右側のように 2 つの白色矮星からなる連星系で、両者が合体することで質量が一気にチャンドラ セカール限界質量を超えるシナリオである。



図 1.10: Ia 型超新星の候補。右:SD シナリオ、左:DD シナリオ

観測的特徴

観測される Ia 型超新星の極大での平均的な絶対等級は-19 等ほどで、他のタイプの超新星より明るい。 白色矮星がチャンドラセカール質量を超えることで爆発が引き起こされるので、親星の質量に大きな違い はなく、明るさのばらつきが少ない。また光度曲線において、減光速度と極大での絶対等級に相関があるこ とがわかっており (Riess et al., 1996)、暗いものほのど早く減光し、逆に明るいものほど緩やかに減光する (図 1.11)。この特性から、遠方の Ia 型超新星の絶対光度がわかり、宇宙の標準光源として用いられる。



図 1.11: Ia 型超新星の光度曲線。等級と減光速度に相関があることがわかる。

1.2.3 Ib/Ic型超新星

重力崩壊

大質量星では核融合が進み、鉄のコアが作られるようになる。鉄は最も安定な核エネルギーポテンシャル を持つので、これ以上核融合は起こらない。しかし、星の中心部は10⁸Kを超えた段階から、高エネルギー の光子、電子、陽電子、イオン間の相互作用で、ニュートリノと反ニュートリノが対になって発生し、放出 されている。したがって核融合によるエネルギーが生成できなくなった後も、ニュートリノによってエネル ギーは失い続ける。すると鉄コアは重力収縮せざるをえない。重力収縮によって鉄コアの温度が5×10⁹K を越えると、鉄が高エネルギー光子によってヘリウムと中性子に分解される (式1.2)。この反応を鉄の光分 解という。

$$\gamma + {}^{56}\text{Fe} \to 13^4\text{He} + 4n - 124.4[\text{Mev}]$$
 (1.2)

この吸熱反応いよって、圧力は急激に低下し、コアは支えを失い落下する。これが重力崩壊である。

コアバウンス

重力崩壊によって物が落ちていき、中心部は高温高密度になる。密度が10¹⁴g cm⁻³ になるとコアはそれ 以上潰れなくなる。このとき中心には大量の中性子が生成されており、中性子の縮退圧と核力(強い力)に よって圧力が上昇し重力崩壊は止まる。しかし、外層の物質は中心に向かって落ちてきており、コアにぶつ かることで衝撃が発生し、外向きに衝撃波がはねかえる。これがコアバウンスである。この衝撃波が星の表 面まで到達すると星が爆発する。近年のニュートリノ駆動型多次元シミュレーションにおいても爆発になる か盛んに議論が行われている。このようにして重力崩壊型超新星は起こると考えられている。

Ib/c型超新星は水素外層がはぎとられた状態の親星における重力崩壊型超新星であると考えられている。 単独星が恒星風で水素外層を放出するシナリオとして 20-25*M*_☉ 以上におけるウォルフ・レイエ星が親星と 考えられているが、連星間相互作用によって 10-15*M*_☉ 程度の星であっても外層剥ぎ取りによって親星を説 明するシナリオも提唱されている。

観測的特徴

Ib/c 型超新星の極大での平均的な絶対等級は-18 - -15 等と幅広く、天体ごとにばらつきが大きいこと が知られている。図 1.12 に典型的な的な超新星 SN 1999dn(Benetti et al., 2011)の光度曲線を示す。テー ルでの減光が放射性元素である ⁵⁶Co の崩壊を反映していることがよくわかる。また、スペクトルには He I(λλλ5876, 6678, 7065)の3本の吸収線が見られる。



図 1.12: Ib/c 型超新星の光度曲線

1.3 カルシウム超過トランジェント

近年発見された超新星の中で、早期から可視スペクトルに強いカルシウム輝線を示すものが発見された (Perets et al., 2010; Kawabata et al., 2010)。そのような超新星はカルシウム超過トランジェント (Ca-rich トランジェント)と呼ばれている。本節ではカルシウム超過トランジェントの観測的特徴および理論的研究 について概観する。

1.3.1 観測的特徴

カルシウム超過トランジェントは極大期のスペクトルに水素の吸収線が見られず、ヘリウムの吸収線が 見られる (図 1.13)。定義に従えば、Ib 型として分類されるが、時間が経つにつれスペクトルに強いカルシ ウムの輝線が現れ、Ib 型とは異なる特徴を示す。後期スペクトルにおいては Ib/c 型に見られるような酸素 の輝線が非常に弱く、卓越したカルシウム輝線を持つスペクトルを示す (図 1.14)。§1.2.1 で述べたように一 般に、超新星は早期は光学的に厚く、極大から半年程度経つと輝線が見られるようになる。しかし、カルシ ウム超過トランジェントは極大から数十日後のスペクトルにカルシウムの禁制線が見られており、この時期 からすでに密度の小さい領域が存在することを示唆する。これより、カルシウム超過トランジェントは他の 超新星とは異なった爆発構造を持つと考えられている。



図 1.13: SN 2005cz (カルシウム超過トランジェント) と様々な超新星の早期スペクトル比較 (Kawabata et al., 2010)



図 1.14: SN 2005cz (カルシウム超過トランジェント) と様々な超新星の後期スペクトル比較 (Kawabata et al., 2010)

カルシウム超過トランジェントの光度曲線を図 1.15 に示す。カルシウム超過トランジェントの極大での 絶対等級は-16 等前後と他の超新星と比べて暗い特徴がある。またテール期まで密に観測された天体は少な く、テール期の観測例の増加が望まれる。



図 1.15: カルシウム超過トランジェントの光度曲線 (Lunnan et al., 2017)

1.3.2 母銀河の環境

カルシウム超過トランジェントは楕円銀河で発見され (図 1.16)、また、数十 kpc のオーダーで母銀河か ら離れているもの (図 1.17) も見つかっている。そもそも楕円銀河は星雲の元となるガスがすでに失われて おり、星形成活動の弱い銀河である。大質量星は過去に重力崩壊型超新星として爆発していると考えられ、 発見例はほとんどない。一方で Ia 型超新星は、その親星が進化のタイムスケールが長い低質量星であり、 楕円銀河にも発見される。また、銀河外縁部で発見されることから、大きな固有運動で脱出したとしても、 大質量星の寿命の間では到達できないような距離で、その親星は低質量起源である白色矮星が有力とされ ている。

1.3.3 爆発シナリオ

現在カルシウム超過トランジェントの観測量を説明する爆発シナリオはいくつか提唱されているが、決 定的な根拠となる観測はなく、どのようなシナリオで爆発に至るかは未だに決着がついていない。

Helium Shell Detonations

このモデルでは連星系をなす炭素酸素白色矮星にヘリウムを外層にもつ伴星から降着が起こり、表面に ヘリウム層が形成され、限界密度に到達し、熱核暴走反応を引き起こすと考えられている。⁴⁴Ti、⁴⁸Cr、 ⁵²Mn、⁵⁸Fe など多様な放射性元素を生成する。これらの原子核の崩壊に基づく光度曲線が計算されており





図 1.16: SN 2005E の母銀河 (Perets et al., 2010)

図 1.17: PTF12bho の母銀河 (Lunnan et al., 2017)。 青丸で囲まれた銀河が母銀河の候補となっている。

(Waldman et al., 2011)、減光速度の大きな天体を説明する。また予言される絶対等級は-14 - -18 等と幅が 広く、カルシウム超過トランジェントに一致する。(Shen et al., 2010)

Core collapse

このモデルでは 8-10*M*_☉ 程度の比較的小さい質量の大質量星が重量崩壊を起こし、爆発すると考えられ ている (Nomoto, 1984)。カルシウム超過トランジェントは初期にヘリウムの吸収線を示し、また、カルシ ウム輝線を除く全体的なスペクトルプロファイルがあるフェーズの Ib/c 型超新星に類似していることから、 重力崩壊型由来である可能性が議論されている (Kawabata et al., 2010)。また、あるカルシウム超過トラ ンジェントにおいては、非常に深い撮像データから H II 領域が見出され、第質量星形成の可能性が議論さ れている (Kawabata et al., 2010)。

Tidal disruption

このモデルでは中性子星 (NS) またはブラックホール (BH) が白色矮星と連星系を考える。白色矮星が伴 星によって潮汐破壊を起こし、NS または BH の周りに降着円盤を作る。この降着円盤の質量が NS または BH に流入しアウトフローを引き起こすことで爆発的に増光すると考えられている。(Metzger, 2012)

1.4 iPTF15eqv

iPTF15eqv の先行研究として Milisavljevic et al. (2017) がすでに出版されている。この論文は後期観測 に焦点を当て議論しており、後期のスペクトルデータ (図 1.18) より [CaII]/[OI] > 2 を満たすことから、カ ルシウム超過トランジェントであると指摘された。一方で、カルシウム超過トランジェントはほとんど楕円 銀河で見つかるにも関わらず、iPTF15eqv は渦巻銀河の星雲ガスのある領域で発見された (図 1.19)。



図 1.18: iPTF15eqv の後期スペクトル



図 1.19: MMT 6.5m 望遠鏡で撮像された iPTF15eqv

Milisavljevic1 et al. 2017 は Ib/c 型との類似性に焦点を当て、さらに後期スペクトルを詳細に研究して いる。図 1.20 は iPTF15eqv と Ia 型、IIb 型、Ic 型、IIP 型超新星の後期スペクトルを比較したものである。 それぞれスペクトルをある輝線の強度で規格化し、プロファイルを比較している。iPTF15eqv のスペクト ルプロファイルは Ia 型とは全く合致せず、IIb 型、Ic 型、IIP 型と似ている。エネルギーの大きな Ib/c 型 超新星において、4000-6000Å に見られる輝線は Fe II、Fe III であり、輝線構造は極めて類似していること が示された。特に、スペクトルのプロファイルからは Ia 型というより重力崩壊型との類似性が示されてお り、iPTF15eqv の爆発シナリオは重力崩壊型であるという主張がなされた。



図 1.20: iPTF15eqv と様々な超新星のスペクトルの比較

1.5 研究目的

カルシウム超過トランジェントは特異な爆発現象であり、現在までにわかっていることは非常に少ない。 多くが楕円銀河で発見されることから、低質量星起源の白色矮星が親星であること有力視されているが、大 質量星起源の爆発という考えも棄却できていない。爆発機構に言及できるほど明瞭なデータは得られてい ないおらず、その議論はいまだ継続中である。現在までに充分に観測されたカルシウム超過トランジェント の例は10 例程しかなく、観測例の増加が切望されてる。

本研究では、2015 年 9 月 27 日に発見されたカルシウム超過トランジェント iPTF15eqv の発見翌日から 長期に亘る観測を行った。先行研究よりも多バンドでの測光観測、そして 100 日以上早期のスペクトルを 用いて iPTF15eqv の素性を探る。提唱されている爆発モデルと比較し、この超新星のシナリオについて議 論する。

第2章 観測

2.1 iPTF15eqvの観測

iPTF15eqvは2015年9月27日(世界時)に板垣公一氏によってNGC3430(表2.1)に発見された。発見 時の等級は16.97等(Clear Filter)である。我々は東広島天文台に備え付けられているかなた望遠鏡を用い て、その翌日の2015年9月28日より観測を開始した。可視近赤外線での測光観測を19晩、可視分光観測 を12晩行った。発見翌日に行われた分光観測から強いカルシウム輝線が見られたことよりカルシウム超過 トランジェントであることが疑われた。



図 2.1: かなた望遠鏡で撮像した iPTF15eqv。観測フィルターは R バンド、観測日は 2015 年 10 月 13 日である。

2.2 東広島天文台かなた望遠鏡

かなた望遠鏡 (図 2.2) は宇宙科学センター附属東広島天文台 (図 2.3) 所有の光学赤外線望遠鏡である。望 遠鏡の集光力を決める主鏡の有効径は 1.5m であり、これは国内望遠鏡の中で4番目と有数の大きさを誇る。 かなた望遠鏡のメインサイエンスは超新星や GRB(Gamma ray burst) などの突発天体の観測であり、突然

表 2.1: NGC3430 について				
R.A.	10h~52m~11.4s			
Decl.	$+32\mathrm{d}$ 57 m $02\mathrm{s}$			
銀河の分類	SBc			
距離 ^a	$30.4 \mathrm{Mpc}$			
赤方偏移	0.005290			
$m-M^b$	32.41 ± 0.43			

^a Theureau et al. (2007); Lagattuta et al. (2013)
^b Sorce et al. (2014)

明るくなった天体に即座に対応できるように駆動速度もこの規模の望遠鏡としては国内随一である。広島 大学ではX線やガンマ線などの高エネルギー宇宙分野とも密接に連携した観測も行っている。



図 2.2: かなた望遠鏡

図 2.3: 東広島天文台

2.2.1 HOWPol

ー露出型広視野偏光撮像装置 "HOWPol" (Hiroshima One-shot Wide-Field Polarimeter) 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装置である。図 2.5 は CCD の波長感度特性である。青側 の波長で感度が悪いことがわかる。可視光領域における、撮像、分光、偏光撮像が可能である。表 2.3 に仕 様を示す。本研究では BVRI バンドでの可視測光撮像および可視分光のデータ取得に用いた。

2.2.2 HONIR

可視赤外線同時撮像装置 "HONIR" (Hiroshima Optical and Near-InfraRed camera) 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。可視近赤外線領域における、撮像、分光、偏光撮

	表 2.2: かなた望遠鏡の諸元
光学系	Ritchey-Chretien 光学系
主鏡の有効径	$1500\mathrm{mm}$
合成F値	F/12.3
焦点距離 f	$18501.7~\mathrm{mm}$
視野	15 分角
焦点面スケール	11.148 秒角/mm
最大駆動速度	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 2.4: HOWPol



図 2.5: CCD の感度特性

表 2.3: 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			
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)			

像、偏光分光が可能で、可視と近赤外を同時に撮像することができる。表 2.4 に仕様を示す。本研究では VRIJHKs バンドでの可視近赤外撮像のデータ取得に用いた。



図 2.6: HONIR

可視光領域 近赤外線領域 観測波長域 500nm-10000nm 11500nm-24000nm 視野 (撮像) 10 分角 10 分角 フィルター V,R,I $_{\rm J,H,Ks}$ 検出器 完全空乏型 CCD 2k-4k HgCdTe VIRGO 2k-2k

表 2.4: HONIR の仕様

第3章 データリダクション

3.1 データ解析方法

本研究のデータ解析や1次処理はIRAF(Image Reduction and Analysis Facility)という天文研究用のソフトウェアを用て行なった。

3.1.1 1次処理

CCD などの観測装置で生成されたデータを生データ (図 3.2、図 3.3) と呼ぶ。生データのには図 3.1 に 示すような複数のノイズが乗っている。バイアス、ダーク、スカイなどのノイズを生データから差し引きフ ラット処理を行う。これを 1 次処理と呼ぶ。



図 3.1: ノイズ

可視光領域と近赤外線領域でノイズが異なる。1次処理の大まかの手順は以下の通りである。

(可視光) :オーバースキャン領域処理、バイアス減算、フラット処理

(近赤外線):オーバースキャン領域処理、バイアス減算、ダーク減算、フラット処理、スカイ処理





図 3.3: HONIR で取得した生データ

図 3.2: HOWPol で取得した生データ

オーバースキャン領域処理

オーバースキャン領域とは図 3.2、図 3.3 で見られるような、イメージの縦方向に貫通している黒線の領 域である。これは検出器から電荷を読み出す際に、余分に読み出される領域である。また、この領域は天体 およびスカイからの光は受けていない。このような領域を切り取り、分割されている画像を1つに合成する 処理をオーバースキャン領域処理と呼ぶ。図 3.4、図 3.5 はオーバースキャン領域処理を行なった後の画像 である。この際、IRAF で以下のコマンドを用いて処理を行なった。

> HOWPol (CCD) : howossub HONIR (CCD) : hntrimccd HONIR (Virgo) : hntrimvirgo

バイアス減算

検出器から電荷を読み出す際は、ある一定の電圧を付加する。このとき、この電圧によって、たとえシャッ ター開閉時間がなくてもカウントが0にならない。このような読み出しに伴うカウントのことをバイアスと 呼ぶ。図 3.6 に HONIR で取得した0秒露出のバイアス画像を示す。画像の差し引きには IRAF の imarith





図 3.5: オーバースキャン処理後のデータ (HONIR)

図 3.4: オーバースキャン処理後のデータ (HOWPol)

というコマンドを用いる。



図 3.6: HONIR で取得したバイアス画像

ダーク合成および減算

検出器はチップ間で温度依存で変化する電荷が生じる。このような電荷を暗電流 (ダーク) と呼ぶ。HOW-Pol、HONIR の可視光観測用の CCD ではダークによるノイズが十分に小さくなるほど冷却されているた め、無視できる。HONIR の赤外検出器は常時ヘリウムガスによる冷却が行われているが、有意なダークが 認められる。ダーク画像はある晩の観測実行時に取得される。得られたダークを加算平均し、処理に使用す る。図 3.7 は HONIR で取得した赤外検出器によるダーク画像である。このダーク画像にはバイアスによる ノイズも乗っているため、ダーク画像を差し引くことで同時にバイアス差し引きも行われる。



図 3.7: HONIR で取得したダーク画像

バットピクセル補正

赤外検出器には感度が著しく低いピクセルが存在する。このようなピクセル部分をバッドピクセルと呼 ぶ。周囲のピクセルを用いてバットピクセル位置のカウントを推定し補正する。図 3.8 はバッドピクセル補 正する前の Ks バンドの画像である。左上に注目すると黒いカウント値の低い箇所が見られる。バッドピク セル補正すると図 3.9 のようになり、バッドピクセルは見られなくなった。撮像観測するときに、目標天体 および参照星が画像の 2 次元平面上でバットピクセルに乗らないよう留意する必要がある。



図 3.8: バットピクセル補正していない画像 (Ks バ ンド)



図 3.9: バッドピクセル補正した画像 (Ks バンド)

フラット処理

検出器のすべてのピクセルに全く同じ光量の光を当てたとしても、各ピクセルごとの感度に望遠鏡およ び観測装置内部の光学由来の周縁減光が認められる。これがフラットである。このような減光をフラット処 理することで補正する。フラット画像はフラットボードと呼ばれる平な板にハロゲンランプを用いて一定量 の光量の光をあて、それを撮像することによって取得する。図 3.10、図 3.11 に HOWPol と HONIR で取 得したフラットデータを示す。フラット処理には IRAF コマンドの imarith を用いた。





図 3.11: フラットデータ (HONIR)

図 3.10: フラットデータ (HOWpol)

スカイ減算

スカイとは天体が写されていない領域の背景光である。可視光ではスカイによる影響はほとんど受けな い。しかし、近赤外線でスカイ領域の背景光は熱放射由来で、温度に依存して変化するため、減算する必要 がある。目標天体を観測する時に、望遠鏡の指向を動かし、検出器平面上での天体の x,y 座標を任意の距 離で移動させる。これらのデータを加算して中央値をとることで星が写っていないスカイカウントのみの データができる (図 3.12)。中央値をとる際には IRAF コマンドの incombine を用いた。



図 3.12: HONIR で取得したセルフスカイ

1 次処理を行なったデータを図 3.13、図 3.14 に示す。天体の明るさを測る測光解析にはこのデータを用いる。



図 3.13: 1 次処理後の画像 (HOWPol)



図 3.14: 1 次処理後の画像 (HONIR)

3.1.2 測光解析

アパーチャー測光(開口測光)

星像は大気散乱によって揺らぎをもつ。これにより、点源であるはずの星像はピクセルサイズに対して 有意に広がる。これをシーイングサイズと呼ぶ。アパーチャー測光とはシーイングによって広がった星をを ある半径の円内領域のカウント積分値を測定する方法である (図 3.15)。この半径を開口半径と呼ぶ。開口 半径は星像の半値幅の 2-3 倍程度が適切であると考えられている。このとき、天体にはスカイの明るさが含 まれているので、開口半径からできる円の外側の、あるスカイ領域幅 (dannulus) をもつ円環領域をスカイ として差し引いている。



図 3.15: 開口測光のイメージ

PSF 測光

アパーチャー測光においては、開口ないしスカイ領域に背景光によるコンタミネーションが認められる 場合は適用できない。そのため、銀河や星雲、星団があるような込み入った領域ではこの方法は有効では ない。そこで銀河に現れる超新星の測光では PSF 測光を用いる。PSF (Point Spread Function) とはシーイ ングなどが原因で検出器上で平面上に広がるフラックスの分布である。PSF は1つの点源に対して、本質 的にはガウシアンなどの関数で分布をもつ。コンタミネーションが認められない星像に使って、理想的な PSF モデルを構築する。PSF モデルを対象天体のピークフラックスにスケーリングすることで測光を行う。

3.1.3 分光解析

観測天体を長いスリットの中に入れ、グリズムを用いることでスペクトルデータを取得している。観測 した分光画像は撮像画像のときと同様にで1次処理を行う必要がある。図 3.17 は1次処理済みかつ解析に 必要な部分のみを切り取った画像である。画像中央にある横に伸びた線が対象天体を分光した光である。超 新星は暗いため、明るく放射強度がわかっている標準星と呼ばれる天体を用いて以降の補正を行う。



図 3.16: 超新星を分光観測して得られた画像。撮像画像と同様の1次処理を行なっている。



図 3.17: 標準星を分光観測して得られた画像。撮像画像と同様の1次処理を行なっている。

歪みの補正

分光観測の結果から得られる画像は、図 3.18 のような光学的歪曲の影響で歪んで写る。光学的歪曲は、 視野内の位置に依存する。同一ピクセル上で取得した標準星スペクトルを用いてこの歪みを補正し、直線 のスペクトルを作成する。使用した IRAF コマンドは以下の通りである。

apfind [srandard] interac + find + nfind = 1 recen - resize - edit+ apresize [standard] llimit = -120 ulimit = 120 ylevel = INDEF apedit [standard] aptrace [standard] find - recenter - resize - edit - trace + fittrace + nsum = 10 step = 10 nlost = 10 function = "legendre" order = 4 niterate = 3 low_rej = 2. high_rej = 2.



図 3.18: 歪曲パターン

波長較正

図 3.18 の横軸は pixle 単位になっている。そのため pix と波長の対応関係を作り、横軸をÅ に変換する。 ここで、東広島天文台から見ることができる大気輝線 (図 3.19) を用いて、波長の同定を行う (図 3.20)。波 長較正には identify というタスクを用いる。



図 3.19: 大気由来の輝線



図 3.20: 波長の同定を行なっている様子

宇宙線除去

スペクトル画像はその性質上、長時間露出によって取得する。露出時間が長いので多量の宇宙線が画像 上に乗ることになる。宇宙線は大きなノイズであるので、除去することが必要である。図 3.21 に宇宙線除 去前後の比較画像を示す。宇宙線の除去には lacos spec というタスクを用いる。



図 3.21: 上:宇宙線除去前、下:宇宙線除去後

スカイ差引

宇宙線を除去しても、対象天体のスペクトルにはスカイ (背景光) が乗っている。したがって、スカイを 差し引く必要がある。スカイの差し引きには background というタスクを用いる。スカイを差し引いた後の スペクトルを図 3.22 に示す。



図 3.22: スカイ差引後の画像

1次元化

取得した天体のスペクトルは縦軸数 pixle にまたがっているの。これを blkavg というタスクを用いて 1pixle にまとめることで 1 次元化する。

スペクトル波長感度較正

HOWPol の CCD は波長ごとに感度が異なる (図 2.5)。したがって波長ごとの放射強度がわかっている 標準星を用いてフラックスを較正する。standard というタスクで標準星を読み込み、カウント値を測定す る。この時、標準星のスペクトルには水素の吸収線が見られるが、吸収線はフィッティングの際に不要であ るため取り除く。次に sensfunc というタスクで標準星のスペクトルを関数によりフィッテングする。そし て calibrate というタスクでフィッテングした関数より、超新星のスペクトルのフラックスを較正する。 以上の解析を経て、スペクトル画像は波長とフラックスの対応関係がある1次元画像になった。これを テキストデータに変換したものが図 4.4 である。

3.2 キャリブレーション

相対測光

IRAFを用いて §3.1.2 で述べた測光方法により求めた天体の等級は器械等級と呼ばれ、その原点はソフ トウェア内で決められている。一般に天体の等級を求めるには相対測光を用いる。相対測光とは、同一視野 内にある精度よく等級が求まっている他の天体 (比較星) との等級差を調べることで、対象天体の等級を求 める方法である。比較星の等級はカタログとして既に調べられているものが多いが、フィルターの違いや不 定性が大きいなどの問題点があるため、高い精度で等級が求まっている Landolt 標準星との相対測光から 求める。

カラーターム補正

CCD 等の検出器の感度は波長によって異なる。§2.2.1 でも述べたように HOWPol の CCD の感度は青 側の波長で悪くなっている (図 2.5)。これより、青側の波長で光る天体と赤側の波長で光る天体の明るさが 全く同じ場合も、撮像したときに赤側の波長で光っている天体の方が明るく撮れてしまう。したがってどの 波長でも同じ感度になるように補正する必要がある。これをカラーターム補正と呼ぶ。また、検出器以外に も大気による減光を考えなくはならない。大気は青側の波長の光ほど吸収し、高度が低いほど減光は大き くなる。したがってこれらの補正も行う必要がある。これらを考慮すると、天体の等級 *M*_{obj} は以下のよう に求められる。

$$m_{\rm obj} = m_{\rm obj}^{\rm inst} + \Lambda \times m_{\rm color} + A \tag{3.1}$$

ここで、m^{inst} は器械等級、m_{color} は天体のもつカラー (§4.1.3 を参照)、Λ はカラーターム補正項、A は大 気吸収補正項である。大気吸収項は高度が同じ場合はほとんど同じ値となる。カラータム補正項を表 3.1 に 示す。

表 3.1: カラーターム補正項				
	HOWPol	HONIR		
Λ_B_BV	$0.352 {\pm} 0.054$	$0.509 {\pm} 0.096$		
Λ_V_VR	$0.163{\pm}0.063$	$-0.059 {\pm} 0.045$		
$\Lambda_{-}R_{-}VR$	$0.137 {\pm} 0.052$	-0.043 ± 0.042		
$\Lambda_{-}I_{-}RI$	$0.099 {\pm} 0.089$	-0.102 ± 0.073		

比較星等級

(3.1) 式より、比較星の等級 *m*_{com} は比較星と Landolt 標準星の高度が同じであると仮定すると (3.2) 式 のように表される。

$$m_{\rm com} = m_{\rm std} + m_{\rm com}^{\rm inst} - m_{\rm std}^{\rm inst} + \Lambda (m_{\rm com, color} - m_{\rm std, color})$$
(3.2)

ここで、また、m_{std} は標準星の等級である。

本研究で比較星として用いた天体を図 3.23 に示す。緑丸で囲まれた C1-C5 とラベルづけされている星が 比較星である。比較星の等級を求めるために図 3.24 の Landolt 標準星を用いた。これらの標準星の等級を 表 3.4 に示す。(3.1) 式と標準星の等級を用いて比較星の等級 (表 3.23) を求めた。*J、 H, Ks* バンドの等級 はカタログ等級が精度よく求められているので、表??に示すカタログ等級を用いる。求められた比較星か ら超新星の等級を求める際には (3.3) 式を用いる。

$$m_{\rm SN} = m_{\rm com} + m_{\rm SN}^{\rm inst} - m_{\rm com}^{\rm inst} + \Lambda (m_{\rm SN, color} - m_{\rm com, color})$$
(3.3)

求められた iPTF15eqv の等級を表 3.5 にまとめる。



図 3.23: 比較星

表 3.2: Landolt 標準星から求められた比較星等級

衣 3.2: Landolt 標準生から氷められた比較生守赦					
天体名	В	V	R	Ι	
C1	$13.843{\pm}0.016$	$13.054{\pm}0.009$	$12.697 {\pm} 0.022$	12.143 ± 0.023	
C2	$15.931 {\pm} 0.027$	$15.194{\pm}0.013$	$14.774{\pm}0.028$	$14.167 {\pm} 0.028$	
C3	$16.094{\pm}0.024$	$15.51{\pm}0.141$	$15.165{\pm}0{,}025$	$14.59 {\pm} 0.025$	
C4	$15.629 {\pm} 0.049$	$14.461 {\pm} 0.025$	$13.859 {\pm} 0.048$	$13.009 {\pm} 0.044$	
C5	$12.74{\pm}0.021$	$11.851 {\pm} 0.011$	$11.458 {\pm} 0.025$	$10.882 {\pm} 0.025$	

表 3.3: J、H、Ksバンドの比較星等級 (カタログ等級)

		(
J	H	Ks
$11.614{\pm}0.022$	$11.209 {\pm} 0.021$	$11.118 {\pm} 0.019$
$13.636{\pm}0.024$	$13.13 {\pm} 0.023$	$13.052\ {\pm}0.028$
$14.096{\pm}0.026$	$13.662 {\pm} 0.28$	$13.62{\pm}0,\!037$
$12.087{\pm}0.023$	$11.471 {\pm} 0.021$	$11.364{\pm}0.019$
$10.215{\pm}0.022$	$9.772 {\pm} 0.02$	$9.654{\pm}0.017$
	$\begin{array}{c} J \\ 11.614 {\pm} 0.022 \\ 13.636 {\pm} 0.024 \\ 14.096 {\pm} 0.026 \\ 12.087 {\pm} 0.023 \\ 10.215 {\pm} 0.022 \end{array}$	JH 11.614 ± 0.022 11.209 ± 0.021 13.636 ± 0.024 13.13 ± 0.023 14.096 ± 0.026 13.662 ± 0.28 12.087 ± 0.023 11.471 ± 0.021 10.215 ± 0.022 9.772 ± 0.02



図 3.24: Landolt 標準星

衣 5.4. Landont 標準生の寻椒					
天体名	В	V	R	Ι	
HUV 348-14	14.29	14.336	14.36	14.386	
HUV 348-14A	14.166	13.651	13.345	13.036	
HUV 348-14B $$	15.046	14.425	14.07	13.704	
HUV 348-14C	15.799	15.141	14.795	14.429	

表 3.4: Landolt 標準星の等級

			表 3.5: iPTF	rl5eqv の等赦			
日付 (MJD ^a)	В	N	R	I	ſ	Н	Ks
57293	none	none	16.60 ± 0.05	15.68 ± 0.06	none	none	none
57298	$18.34 {\pm} 0.0$	17.27 ± 0.14	$16.81 {\pm} 0.04$	15.81 ± 0.04	none	none	none
57300	$18.20 {\pm} 0.0$	$17.48 {\pm} 0.14$	$16.93 {\pm} 0.07$	15.86 ± 0.05	none	none	none
57304	none	17.58 ± 0.15	$16.91{\pm}0.06$	$15.89{\pm}0.05$	none	none	none
57306	none	$17.61 {\pm} 0.14$	$17.00{\pm}0.04$	none	none	none	none
57311	none	$17.60{\pm}0.14$	17.05 ± 0.05	$15.96{\pm}0.05$	none	none	none
57313	$18.55 {\pm} 0.0$	17.58 ± 0.14	17.03 ± 0.03	none	none	none	none
57316	none	$17.73 {\pm} 0.14$	17.22 ± 0.05	16.09 ± 0.05	none	none	none
57319	none	$17.86 {\pm} 0.14$	$17.34{\pm}0.05$	16.16 ± 0.06	none	none	none
57320	none	$17.70{\pm}0.14$	17.16 ± 0.05	16.08 ± 0.05	none	none	none
57325	none	none	$17.46{\pm}0.04$	16.42 ± 0.05	$16.61{\pm}0.04$	none	$15.88{\pm}0.10$
57326	none	none	none	none	$16.58 {\pm} 0.08$	none	none
57329	none	$17.94{\pm}0.14$	17.32 ± 0.05	$16.21 {\pm} 0.06$	16.65 ± 0.05	$16.18{\pm}0.06$	$15.78{\pm}0.10$
57352	none	none	17.73 ± 0.07	$16.38 {\pm} 0.08$	$17.34{\pm}0.05$	17.15 ± 0.11	none
57354	none	none	$17.93{\pm}0.05$	$16.73 {\pm} 0.06$	17.27 ± 0.07	$16.78{\pm}0.10$	
57373	none	none	17.99 ± 0.05	$16.84{\pm}0.06$	17.75 ± 0.06	$17.21{\pm}0.08$	none
57390	none	none	$18.36{\pm}0.07$	17.12 ± 0.08	17.86 ± 0.10	none	none
57401	none	$19.17 {\pm} 0.16$	$18.03 {\pm} 0.06$	none	none	none	none
57425	none	none	$18.90{\pm}0.04$	$17.94{\pm}0.042$	none	none	none
57450	none	none	19.48 ± 0.21	17.73 ± 0.22	none	none	none
a 修正ユリウ.	ス時						

第4章 結果

4.1 測光結果

4.1.1 光度曲線

超新星の明るさは我々の銀河と超新星が出現した母銀河による吸収を受けて観測される。そのため、これらの吸収を補正する必要がある。我々の銀河の吸収量は全天ダストマッピングのモデルデータを利用して求めると、 $E_{B-V}^{MW} = 0.021$ [mag] と見積もられる。また、超新星の母銀河の吸収量はスペクトルの Na ID の等価幅から見積もることができる (Poznanski et al., 2012)。我々が取得したスペクトルには Na ID が有意に見られなかったので、 E_{B-V}^{host} はゼロとみなす。

図 4.1 に iPTF15eqv の可視近赤外線の光度曲線を示す。縦軸は見かけの等級で、横軸は修正ユリウス時間による日付である。各バンドのデータが重なって見づらくならないよう、適当なオフセットをかけて表示している。光度曲線はほとんど緩やかな減光傾向を示しており、すでにテール期に移行しつつある。したがって他のカルシウム超過トランジェントとの光度曲線フィッティングとスペクトル比較によって極大日を推定したところ、*R*バンドでは発見日=極大日+30日と求められた (A.1 参照)。可視近赤外領域における多バンドの観測としては先行研究より 100 日ほど前からのデータを取得している。



図 4.1: iPTF15eqv の光度曲線

4.1.2 絶対光度

図 4.2 は iPTF15eqv、他のカルシウム超過トランジェント、Ib/Ic 型および IIb 型超新星の R バンドで の絶対光度による光度曲線を比較したものである。縦軸は R バンドの絶対等級、横軸は R バンドでの極大 日からの日数である、iPTF15eqv は発見日翌日時点 (+31d) で R バンドでは-15.7 等の明るさであり、この 時点での絶対等級は他のカルシウム超過トランジェントより 2 等ほど明るい。極大日での絶対等級は光度 曲線の形が似ている SN 2007gr とのフィッテイングから、-17 - -18 等程度であることが推定される。また、 テール期に注目すると iPTF15eqv は他のカルシウム超過トランジェントと比べてテールでの傾きが緩やか である。これはカルシウム超過トランジェントよりも Ib/Ic 型に似た特徴である。



図 4.2: *R*バンドの絶対等級の光度曲線。比較としてカルシウム超過トランジェントである PTF10iuv(Kasliwal et al., 2012)、SN 2012hn(Valenti et al., 2014)、PTF12bho(Lunnan et al., 2017)、Ib 型超新星 SN 199dn(Benetti et al., 2011)、IIb 型超新星 SN 2008ax(Pastorello et al., 2008)、Ic 型超新星 SN 2007gr(Hunter et al., 2009) を用いた。

4.1.3 色進化

二つの異なるバンドでの等級差を色指数(カラー)と呼ぶ。色指数は以下のように表される。

色指数の値が小さければより青側の波長で明るいことを意味し、表面温度は高いことが示唆される。図 4.3 に iPTF15eqv と他の超新星との色指数の時間進化の比較を示す。iPTF15eqv のB-V、V-Rの色進化は 重力崩壊型である Ib/c 型と似た値を示した。一方でR-Iの色進化はカルシウム超過トランジェントであ る SN 2012hn と似た値を示した。青い波長側では Ib/c 型との類似性を示し、Iバンド波長域 (800nm) に おいては Ca II IR による強い輝線が見られることに合致する。



図 4.3: iPTF15eqv と様々な超新星との色進化比較

4.2 分光結果

4.2.1 スペクトル

iPTF15eqv の発見日翌日 (+31d) から 37 日間 (+67d) のスペクトル進化を図 4.4 に示す。縦軸はログス ケールで表し、横軸は静止波長で赤方偏移の補正をしている。ヘリウムの吸収線 (He I λ5876) とカルシウ ムの禁制線 ([Ca II] λλ7291,7324)、および許容線 (Ca II IR triplet λλλ8498,8542,8662) の輝線が同時に見 られ、この時期において、密度が高い領域と低い領域がエジェクタ内に共存することがわかる。これらは、 カルシウム超過トランジェントの特徴に合致する。さらに、[Ca II] と Ca II IR は時間とともに強くなって おり、光球が膨張し、密度が低下していることが示唆される。このスペクトルデータは先行研究で示された ものより 112 日前からのものであり、エジェクタの外層構造について調査可能である。



図 4.4: スペクトルデータ

図 4.5 は iPTF15eqv と Ib/c 型超新星、他のカルシウム超過トランジェントの早期または中期頃のスペ クトルを比較したものである。カルシウム超過トランジェントのスペクトルは、He I の吸収線と [Ca II]、、 Ca II IR の輝線が特徴的である。Ib 型 IIb 型超新星では Fe II(λ 5169)、He I($\lambda\lambda$ 5876,6678,7065)、Ca II IR(λ 8571) による吸収線が、Ic 型超新星では Na I D($\lambda\lambda$ 5891,5897)、O I(λ 7724)、Ca II IR(λ 8571) による 吸収線が特徴的である。特に 6000Å-8000Å の範囲では iPTF15eqv は Ib/c 型とは異なったスペクトルプロ ファイルを示しており、比較対象のカルシウム超過トランジェントと類似したプロファイルを示した。この ことから、iPTF15eqv はカルシウム超過トランジェントであることを支持する。同じくカルシウム超過ト ランジェントである PTF11kmb とのより詳細な違いを述べる。PTF11kmb は He I は吸収線が狭く、非対 称性が強い。これに対して iPTF15eqv は吸収線の幅が広く、形状は対称に近い。また PTF11kmb の [Ca II] は 2 つの輝線成分のうち、赤 (長波長) 側が強く、青側の成分は弱い。iPTF15eqv では反対に青側の成分 が強い。また、iPTF15eqv の [Ca II] の輝線幅は広がっている。



図 4.5: iPTF15eqv と様々な超新星のスペクトル比較。比較に用いた超新星のスペクトルは WISeREP(http://wiserep.weizmann.ac.il/) という超新星のスペクトルアーカイブから取得した。

4.2.2 線速度

超新星は我々に向かってある速度で膨張している。したがって超新星由来の光はドップラーシフトして 観測される。実際に観測されたスペクトルの吸収線を用いて、静止波長からのシフト量を測ることでその 元素の膨張速度を求める。

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_{rest}} = \frac{\lambda_{rest} - \lambda_0}{\lambda_{rest}} = \frac{v}{c} \tag{4.2}$$

ここで、 λ_{rest} は静止波長、 λ_0 は実際に観測された波長、v は膨張速度、c は光速を表す。図 4.6 は He I λ 5876 の吸収線速度の進化を他のカルシウム超過トランジェント、Ib/IIb 型超新星と比較したものである。 iPTF15eqv の吸収線速度は+35d で 8500km/s となった。またこれより極大日での吸収線速度は 10000km/s 程度と推定される。カルシウム超過トランジェントと Ib/IIb 型ではヘリウムの吸収線速度の進化に明瞭な違 いはなく、+35d 付近で 7000km-10000km 程度となる。iPTF15eqv の吸収線速度もこの範囲内の値である。 カルシウム超過トランジェントである、PTF11kmb と PTF10iuv と比較すると、PTF11kmb の+35d での 速度は 8,000[km/s] 程度かそれよりも小さな値になる。また PTF10iuv の+35d での速度は 7,200[km/s] 程 度の値になる。したがって、iPTF15eqv は PTF11kmb より 500[km/s] 程度、PTF10iuv より 1,000[km/s] 程度大きな膨張速度をもつことがわかった。



図 4.6: ヘリウムの吸収線速度比較。比較としてカルシウム超過トランジェントである PTF10iuv(Kasliwal et al., 2012)、SN 2012hn(Valenti et al., 2014)、PTF12bho(Lunnan et al., 2017)、PTF11kmb(Lunnan et al., 2017)、SN 2005E(Perets et al., 2010)、Ib 型超新星 SN 2009jf(Valenti et al., 2011)、SN 2008D(Tanaka et al., 2009)、IIb 型超新星 SN 2008ax(Pastorello et al., 2008) を用いた。

4.2.3 等価幅

等価幅は吸収線の大きさを意味しており、エジェクタに含まれる元素の物理量 (質量・密度) を反映して いる。図 4.7 は iPTF15eqv のヘリウム (He I λ5876) の等価幅と様々な超新星の同じ波長帯にある吸収線の 等価幅を比較したものである。Ib/c 型超新星ではより等価幅が大きく、カルシウム超過トランジェントは より小さい。iPTF15eqv の等価幅はカルシウム超過トランジェントと Ib/c 型との中間的な値を示した。カ ルシウム超過トランジェントの中でもより Ib/c 型に近い性質を持つことを支持する。



図 4.7: 等価幅の比較

第5章 議論

5.1 観測パラメータの比較

4章で得られた観測結果から見積もられるパラメータを他のカルシウム超過トランジェントや Ib/c 型超 新星と比較したものを表 5.1 に示す。iPTF15eqv の極大日での光度、爆発環境は他のカルシウム超過トラ ンジェントに比べると、Ib/c 型超新星に類似していることがわかった。iPTF15eqv は、Ib/c 型超新星の特 徴を併せ持つカルシウム超過トランジェントである。

		1 0.1	・ 11111 ハノノー		
SN	Type	$M_{R,\max}$ [mag]	$v_{\rm peak} \ [{\rm km/s}]$	早期に [Ca II] が見えるか?	母銀河
iPTF15eqv	Ca-rich	-17 ± 0.5	9,000-12,000	Yes	渦巻銀河
SN 2012hn^a	Ca-rich	$-15.7 {\pm} 0.079$	$\sim 12,000$	Yes	楕円銀河
$\rm PTF12bho^{b}$	Ca-rich	$-16.0 {\pm} 0.06$	$\sim 10,000$	Yes	楕円銀河
$\rm PTF11kmb^{b}$	Ca-rich	$-15.63 {\pm} 0.02$	$\sim \! 11500$	Yes	楕円銀河
$\rm PTF10iuv^{c}$	Ca-rich	$-16.0 {\pm} 0.09$	8,000-	Yes	楕円銀河
$\rm SN~2005 E^{d}$	Ca-rich	-15.5	11,000	Yes	楕円銀河
SN 1999d n^e	Ib	-17.25	$\sim 12,000$	No	渦巻銀河
$\rm SN~2007 gr^{f}$	Ic	-17.29	$\sim 10,000$	No	渦巻銀河
$\mathrm{Ib}_{\mathrm{ave}}{}^{\mathrm{g}}$	Ib	$-17.9 {\pm} 0.9$	$\sim 11,000$	No	渦巻銀河
$\mathrm{Ic}_{\mathrm{ave}}{}^{\mathrm{g}}$	Ic	$-18.3 {\pm} 0.6$		No	渦巻銀河

表 5.1: 観測パラメータ比較

^a Vatenti et al. 2014

^b Lunnan et al. 2017

 $^{\rm c}$ Kasliwal et al. 2012

^d Perets et al. 2010

 $^{\rm e}$ Benetti et al. 2011

^f Hunter et al. 2009

 $^{\rm g}$ Li et al. 2011

5.2 総輻射光度と⁵⁶Ni生成量

§1.2.1 でも述べたように超新星の熱源は一般的に ⁵⁶Ni 由来の γ 線であると考えられている。一方で、カ ルシウム超過トランジェントの熱源が何かはまだはっきりとはわかっていない。光度曲線はエジェクタの膨 張と放射性元素の半減期きよって決まる。放射源となる元素の生成は爆発メカニズムに強く依存し、爆発の 起源を探るプローブとなる。そこで、光度曲線を用いて iPTF15eqv の熱源を定量的に調べる。カルシウム 超過トランジェントのモデルの中で、現在最も有力視されているモデルは.Ia モデル (Shen et al., 2010) で ある。.Ia モデルによるとカルシウム超過トランジェントの熱源候補として⁴⁴Ti、⁵²Fe、⁴⁸Cr、⁵⁶Ni が考え られている。iPTF15eqv はテール期の光度曲線しか取得できなかったので、テールの減光率から熱源を推 定する。それぞれの原子核は以下のように崩壊して光子を放出する。

 $\label{eq:cr} \begin{array}{l} {}^{48}\mathrm{Cr} \rightarrow {}^{48}\mathrm{V} \rightarrow {}^{48}\mathrm{Ti} \\ {}^{52}\mathrm{Fe} \rightarrow {}^{52}\mathrm{Mn} \rightarrow {}^{52}\mathrm{Cr} \\ {}^{56}\mathrm{Ni} \rightarrow {}^{56}\mathrm{Co} \rightarrow {}^{56}\mathrm{Fe} \end{array}$

それぞれの原子核の半減期は ⁴⁸Cr が 21.56[h]、⁴⁸V が 15.97[d]、⁵²Fe が 8.28[h]、⁵²Mn が 5.59[d]、⁵⁶Ni が 6.075[d]、⁵⁶Co が 77.23[d] である。⁴⁴Ti は半減期が 63[y] と長いため考えないものとする。テールの傾きを 使って ⁴⁸V、⁵²Mn、⁵⁶Co による減光率を検討する。原子核の崩壊に伴う γ 線が可視光域までエネルギーを 落とした場合の減光率 (full trup) は ⁴⁸V が 0.05[mag/day]、⁵²Mn が 2.2[mag/day]、⁵⁶Co が 0.01[mag/day] であり、この値は減光の最小値となる。図 5.1 に iPTF15eqv を含むカルシウム超過トランジェントの光度 曲線と各原子核の崩壊による減光率が示す。これより、iPTF15eqv のテールの傾きは減光率が大きいため、 ⁴⁸V や ⁵²Mn の崩壊による減光では説明できない。⁵⁶Co の崩壊による減衰率に比べて、減光率が大きいが これはエジェクタの膨張効果で説明できる。したがって、⁵⁶Co の崩壊による減光が支配的であると言える。 iPTF15eqv の主な熱源は ⁵⁶Ni であることが示唆された。また比較に用いた他のカルシウム超過トランジェント SN 2005cz(Kawabata et al., 2010),PTF10iuv,PTF12bho,SN 2012hn についても同じ方法で放射源で ある核種が ⁵⁶Co であると制限を与えた。iPTF15eqv の主たる熱源が ⁵⁶Ni であることがわかったので、総 輻射光度を求め、⁵⁶Ni の生成量を導出する。



図 5.1: 様々なカルシウム超過トランジェントの光度曲線と各原子核の減光率。緑、灰色、黒の直線はそれ ぞれ⁴⁸V、⁵²Mn、⁵⁶Coの減光率を表している。青、黄色の直線は iPTF15eqv の光度曲線と茶色の直線は その他のカルシウム超過トランジェントの光度曲線とフィットしたものである。

総輻射光度

総輻射光度とはある天体の全波長域におけるの輻射エネルギーの総和を指す。また、天体までの距離を 補正すべく、(5.1) 式を用いて求めることができる。

$$L = 4\pi D^2 F_{\rm SUM} \tag{5.1}$$

ここで D[cm] は天体までの距離、 F_{SUM} [erg/s] は全波長域におけるフラックスを表す。超新星は可視域だけでなく、紫外域および赤外域でも放射している。そのため、 F_{SUM} を指定する上で、可視域でのフラックスのみならず、紫外域、赤外域のフラックスも足し合わせることが必要不可欠である。極大日から 30 日以降の Ib/c 型超新星が可視域および赤外域でのフラックスの和は全フラックスの 90%になると明らかにされている (Lyman et al., 2014)。カルシウム超過トランジェントはデータが乏しいため、これを仮定する。BVRIJHKs バンドでのフラックスを F_{B-Ks} とすると、 $F_{B-Ks}/F_{SUM} \sim 0.9$ となる。図 4.1 からもわかるように、iPTF15eqv は BVRIJHKs 全てのバンドでの等級が求められている日はない。+67d においては VRIJHKs バンドで取得されたデータがある。B バンドについては、このデータに基づいて、それまでの傾きから外挿し、+67d における等級を推定する。バンドごとの放射割合を定め、全ての日に適用させることで F_{SUM} を求めた。V + R バンドでの放射割合を求めたところ、 $F_{V-R}/F_{B-Ks} \sim 0.45$ となった。したがって式 (5.2) も用いて F_{SUM} を求めることができる。

$$F_{\rm SUM} \sim \frac{F_{B-Ks}}{0.9} \sim \frac{0.9}{0.45} F_{V-R} \sim \frac{F_{V-R}}{0.405}$$
 (5.2)

式 (5.1)、(5.2) を用いて+67d における総輻射光度を求めると、 $L = 2.64 \times 10^{41}$ [erg/s] となった。得られた総輻射光度曲線は図 5.2 にプロットしている。

⁵⁶Ni 生成量

⁵⁶Ni の質量には2通りの求め方がある。一つ目は極大での総輻射光度から求める方法で、二つ目は総輻 射光度曲線をテールでモデルとフィッティングすることで求める方法である。iPTF15eqv は極大付近のデー タが得られていないので、二つ目の方法から⁵⁶Ni の質量を求める。フィッテングに用いるモデルは full trup 以外では one-component model と two-component model(Maeda et al., 2003) がある。

One-component model

one-component model ではエジェクタの密度の分布が1成分であると考える。⁵⁶Coの崩壊に伴う γ 線 がエジェクタに吸収された理想的な場合 (full trup) を考えると総輻射光度は (5.3) 式で表せる。

$$L = (6.45 \times e^{-\frac{t_d}{8.8}} + 1.45 \times e^{-\frac{t_d}{111.3}}) \times \frac{M(^{56}\text{Ni})}{M_{\odot}} \times 10^{43} [\text{erg/s}]$$
(5.3)

ここで t_d は爆発日からの時間、 $M(^{56}Ni)$ は ^{56}Ni の質量である。

次に放射された γ線が部分的に吸収される場合を考えると、総輻射光度は (5.4) 式で表せる。

$$L = M(^{56}\text{Ni})e^{-\frac{-\iota_d}{113d}}[\epsilon_{\gamma}(1 - e^{-\tau} +)\epsilon_{e^+}]$$
(5.4)

ここで、 ϵ_{γ} と ϵ_{e^+} はそれぞれ γ 線と陽電子のエネルギーデポジット量を表し、 $\epsilon_{\gamma} = 6.8 \times 10^9 [\text{erg/s/g}]$ 、 $\epsilon_{e^+} = 2.4 \times 10^8 [\text{erg/s/g}]$ である。 τ はエジェクタの光学的厚さであり、(5.5) 式で表される。

$$\tau = 1000 \times \frac{(M_{\rm ej}/M_{\odot})^2}{E_{51}} t_d^{-2}$$
(5.5)

ここで、 $M_{\rm ej}$ はエジェクタ質量、 E_{51} は $E_{\rm k}/10^{51}$ と爆発エネルギーを 10^{51} [erg] で規格化した値である。

Two-component model

two-component model では内側と外側で密度勾配の構造が異なると考える。この場合の総輻射光度は (5.6) 式で表される。

$$L = M_{\rm in}({}^{56}{\rm Ni})e^{-\frac{-t_{\rm d}}{113d}}[\epsilon_{\gamma}(1-e^{-\tau_{\rm in}}+)\epsilon_{e^+}] + M_{\rm out}({}^{56}{\rm Ni})e^{-\frac{-t_{\rm d}}{113d}}[\epsilon_{\gamma}(1-e^{-\tau_{\rm out}}+)\epsilon_{e^+}]$$
(5.6)

ここで $M_{\rm in}({}^{56}{\rm Ni})$ は内側での ${}^{56}{\rm Ni}$ の質量、 $M_{\rm out}({}^{56}{\rm Ni}$ は外側での ${}^{56}{\rm Ni}$ の質量、 $\tau_{\rm in}$ は内側の密度、 $\tau_{\rm in}$ は外 側の密度であり、 $\tau_{\rm in}$ 、 $\tau_{\rm in}$ はそれぞれ (5.7)、(5.8) 式で表される。 $t_{\rm d}$ はよく知られたカルシウム超過トラン ジェントである PTF11kmb の値を適用する。

$$\tau_{\rm in} = 1000 \times \left[\frac{(M_{\rm ej}/M_{\odot})^2}{E_{51}} \right]_{\rm in} t_d^{-2}$$
(5.7)

$$\tau_{\rm out} = 1000 \times \left[\frac{(M_{\rm ej}/M_{\odot})^2}{E_{51}} \right]_{\rm in} t_d^{-2}$$
(5.8)

iPTF15eqv の総輻射光度曲線をこれらのモデルでフィッテングすると図 5.2 のようになる。full trup や one-component では光度曲線を説明することができず、two-component ではよく合うとわかった。これよ り、iPTF15eqv のエジェクタは少なくとも 2 成分以上の構造をもつと言える。このような構造は重力崩壊 型に見られる特徴に合致する (Maeda et al., 2003)。特に、Ib/c 型超新星の光度曲線を説明するモデルによ り近い。⁵⁶Ni の質量は 0.07 M_{\odot} と得られた。先行研究 (Milisavljevic et al., 2017) で求められた ⁵⁶Ni の質量は 0.07 M_{\odot} であり、本研究で得られた値もこの範囲内に収まる。また、 $\tau_{\rm in}$ が 5.0 × 10⁴ t_d^{-2} と大き な値となった。これより、内側に高密度のエジェクタがあることが示唆される。

表 5.2:	Two-component mode	lのパラメータ
	$M_{\rm in}(^{56}{\rm Ni})$	0.03
	$M_{\rm out}(^{56}{\rm Ni})$	0.04
	$[(M_{\rm ej}/M_{\odot})^2/E_{51}]_{\rm in}$	50
	$[(M_{\rm ej}/M_{\odot})^2/E_{51}]_{\rm out}$	1.5



図 5.2: iPTF15eqv の総輻射光度曲線とのモデルフィッティング。緑と黒の線はそれぞれ ⁵⁶Ni が 0.04、0.07 での full trup、ピンクの線は ⁵⁶Ni が 0.07 の時の one-component model、青線は ⁵⁶Ni が 0.07 での two-component model を示す。

5.3 爆発パラメータの導出

ここではエジェクタの質量 (M_{ej}) と爆発エネルギー (E_k) を求める。§5.2 で述べたように iPTF15eqv の 光度曲線は重量崩壊型である Ib/c 型超新星に近い性質を持つことが示唆された。したがってここではカル シウム超過トランジェントが Ib/c 型超新星に近い爆発構造を持つと仮定して議論を進める。一般に、エジェ クタの質量 (M_{ej}) と爆発エネルギー (E_k) は次の関係式を満たすことが知られている (Arnett, 1982)。

$$t_{\rm r} \propto \kappa^{1/2} M_{\rm ej}^{3/4} E_{\rm k}^{-1/4}$$
 (5.9)

$$v \propto E_{\rm k}^{1/2} M_{\rm ei}^{-1/2}$$
 (5.10)

ここで、*t*_r[d] は爆発してから極大光度になるまでにかかる時間、κ は吸収係数、*v*[km/s] は膨張速度である。 スケーリングに用いる 2 つの超新星の吸収係数が同じであると仮定すると、(5.9)、(5.10) 式から以下の式 を導ける。

$$\frac{E_{\mathbf{k},1}}{E_{\mathbf{k},2}} = \left(\frac{v_1}{v_2}\right)^2 \left(\frac{t_{\mathbf{r},1}}{t_{\mathbf{r},2}}\right)^2 \tag{5.11}$$

$$\frac{M_{\rm ej,1}}{M_{\rm ej,2}} = \frac{v_1}{v_2} \left(\frac{t_{\rm r,1}}{t_{\rm r,2}}\right)^2 \tag{5.12}$$

 v_{15eqv} に §4.2.2 で推定された極大での He の吸収線速度 10,000 [km/s] を用いる。また、 $t_{r,15eqv}$ には同程度の 膨張速度を示した PTF11kmb の $t_{r,11kmb} = 15$ [d](Lunnan et al., 2017) を用いる。スケーリングには理論モ デルなどによってよく研究されている、Ic 型超新星 SN 2007gr の爆発パラメータを用いる。SN 2007gr のパラ メータはそれぞれ $t_{r,07gr} = 14$ [d]、 $v_{07gr} = 10,000$ [km/s]、 $E_{k,07gr} = 1-4$ [×10⁵¹erg]、 $M_{ej,07gr} = 2.0-3.5$ [M_{\odot}] である (Hunter et al., 2009)。(5.11)、(5.12) 式と SN 2007gr のパラメータを用いると、iPTF15eqv の爆発 パラメータがそれぞれ $E_{k,15eqv} = 1.1 - 4.6$ [×10⁵¹erg]、 $M_{ej,15eqv} = 2.3 - 4.0M_{\odot}$ と求められた。これと同 様の計算を SN 2012hn、PTF10iuv、PTF09dav、SN 2005E に対しても行い、それぞれの爆発パラメータ を求めたものを表 5.3 にまとめる。iPTF15eqv の爆発パラメータは Ib/c 型に見られる値とオーダーで一致 しており、重力崩壊型である可能性は棄却されない。

		- ,,,,,,	. =	
SN	Type	$M(^{56}\mathrm{Ni})$	$M_{\rm ej}~[M_\odot]$	$E_{\rm k} \ [10^{51} {\rm erg}]$
iPTF15eqv	Ca-rich	0.07	2.3-4.0	1.1-4.6
SN 2012hn	Ca-rich	0.005 - 0.01	1.5 - 3.5	0.8 - 3.9
PTF10iuv	Ca-rich	0.016	1.5 - 2.6	0.7 - 2.9
PTF09dav	Ca-rich	0.019	0.9 - 1.5	0.2-0.6
$\mathrm{SN}~2005\mathrm{E}$	Ca-rich	0.003	2.2 - 3.9	1.3 - 5.3
SN 1999dn	Ib	0.11	4-6	5 - 7.5
$\rm SN~2007 gr$	Ic	$0.076 {\pm} 0.02$	2 - 3.5	1-4
$\mathrm{Ib}_{\mathrm{ave}}^{\mathrm{a}}$	Ib	$0.20{\pm}0.16$	$2.0^{+1.1}_{-0.8}$	$1.2_{-0.5}^{+0.7}$
$\mathrm{Ic}_{\mathrm{ave}}^{\mathrm{a}}$	Ic	$0.24{\pm}0.15$	$1.7^{+1.4}_{-0.9}$	$1.0^{+0.9}_{-0.5}$

表 5.3: 爆発パラメータ比較

^a Li et al. 2011

第6章 結論

本研究では、かなた望遠鏡を用いてカルシウム超過トランジェント iPTF15eqv の可視近赤外測光観測、 および可視分光観測を行なった。カルシウム超過トランジェントは、その起源について未解明な点が多く残 されており、正体不明の爆発現象である。希少な天体現象であり、これまでの観測データも乏しい。かなた 望遠鏡による発見翌日からの可視近赤外線バンドで密に取られたデータは貴重なサンプルとなった。また、 スペクトルは先行研究に比べて 112 日前からのデータを取得しており、後期観測からは検出できなかった ヘリウムの吸収線を検出した。

我々のデータは iPTF15eqv がカルシウム超過トランジェントであることの観測的特徴を示した。これに 加えて *R* バンドでの絶対等級は発見翌日 (+31d) で-15.7 等とカルシウム超過トランジェントとしては最も 明るく、その明るさはむしろ Ib/c 型と同程度であることがわかった。またテールの減光率も Ib/Ic 型超新星 と類似した値となった。観測結果から重力崩壊型である Ib/c 型超新星といくつかの類似点をもつことが明 らかになった。iPTF15eqv の放射源は光度曲線のテールの傾きから、⁵⁶Ni が支配的であることがわかった。 これまで最も有力視されていた.Ia モデルでは放射源に⁴⁴Ti、⁴⁸Cr、⁵²Fe、⁵⁶Ni が考えられており、⁵⁶Ni 以 外の寄与が卓越的であるならば、減光率が大きくなるはずである。iPTF15eqv および他のカルシウム超過 トランジェントのテール期の減光率ではこれらの元素を説明できないことを明らかにした。推定された爆 発パラメータは Ib/c 型超新星と矛盾のない値になった。

以上より、Ib/c 型超新星の特徴を併せて持つカルシウム超過トランジェントであると結論づけた。この ことは先行研究で提唱されている iPTF15eqv が Ib/c 型超新星とカルシウム超過トランジェントをつなぐ リンク天体であることを支持するものである。

付録

A 極大日の推定

A.1 極大日の推定

iPTF15eqv は極大日のデータを取得することができなかった。今までに密な観測がなされているカルシ ウム超過トランジェントと光度曲線のフィッティングおよびスペクトルの比較を行うことによって極大日を 推定する。

A.2 光度曲線フィッティングからの推定

光度曲線のフィッティングでは、発見日=極大日+ n[day] と仮定する。n=20 と n=30 とした時のフィッ ティングを図 A.1、A.2 に示す。光度曲線はテールの時期になっており、ほぼ一定の傾きで減光しているた め、n の値の上限値は決めることはできない。ただし、n が 20 より小さい値になると他のカルシウム超過 トランジェントの光度曲線とフィッティングすることができなくなるので、n の下限値は 20 であることが 求められた。



図 A.1: 発見日=極大日+20[day] と仮定した時の光度 曲線フィッティング 回 A.2: 発見日=極大日+30[day] と仮定した時の光度

A.3 スペクトル比較からの推定

スペクトル比較では最も S/N がよかった 2015 年 10 月 13 日のデータを用いた。様々なフェーズのカル シウム超過トランジェントのスペクトルと比較を行った (図 A.3、A.4)。早期のスペクトルとの比較からは スペクトルプロファイルは+24d の PTF11kmb と+37d の PTF10iuv とよく似ていることがわかる。後期 のカルシウム超過トランジェントにおいてはヘリウム吸収線とルシウム輝線に比が小さい。iPTF15eqv は ヘリウム吸収線とカルシウム輝線の比は後期のカルシウム超過トランジェントと比べて大きいため、後期 のスペクトルとは似ていないことがわかる。

これらの結果から本研究では発見日=極大日+30[day]を採用する。





図 A.3: 早期 (+30d 付近) スペクトルとの比較

図 A.4: 後期スペクトル (+70d 付近) との比較

謝辞

本修士論文の研究においてはたくさんの方にご指導いただきました。主査であるには川端先生大変お世 話になりました。また、指導教官である山中さんには甲南大にいるころから研究についてのご指導をして いただき有難うございました。私の希望でアメリカの研究会へ参加した時も、一緒に参加してくださり大 変感謝しています。同じ超新星グループの中岡さんと川端美穂さんには観測のいろはを教えていただくと同 時に、超新星について色々なことを教えていただきました。同期をはじめとする研究室の皆様のおかげで2 年間真摯に自分の研究に取り組むことができました。この場を借りて感謝を申し上げます。誠に有難う御座 いました。

参考文献

- Arnett, W. D. 1982, ApJ, 253, 785
- Benetti, S., et al. 2011, MNRAS, 411, 2726
- Filippenko, A. V. 1997, ARA&A, 35, 309
- Hunter, D. J., et al. 2009, A&A, 508, 371
- Kasliwal, M. M., et al. 2012, ApJ, 755, 161
- Kawabata, K. S., et al. 2010, Nature, 465, 326
- Lagattuta, D. J., Mould, J. R., Staveley-Smith, L., Hong, T., Springob, C. M., Masters, K. L., Koribalski, B. S., & Jones, D. H. 2013, ApJ, 771, 88
- Li, W., Chornock, R., Leaman, J., Filippenko, A. V., Poznanski, D., Wang, X., Ganeshalingam, M., & Mannucci, F. 2011, MNRAS, 412, 1473
- Lunnan, R., et al. 2017, ApJ, 836, 60
- Lyman, J. D., Bersier, D., & James, P. A. 2014, MNRAS, 437, 3848
- Maeda, K., Mazzali, P. A., Deng, J., Nomoto, K., Yoshii, Y., Tomita, H., & Kobayashi, Y. 2003, ApJ, 593, 931
- Metzger, B. D. 2012, MNRAS, 419, 827
- Milisavljevic, D., et al. 2017, ApJ, 846, 50
- Nomoto, K. 1984, ApJ, 277, 791
- Pastorello, A., et al. 2008, MNRAS, 389, 955
- Perets, H. B., et al. 2010, Nature, 465, 322
- Poznanski, D., Prochaska, J. X., & Bloom, J. S. 2012, MNRAS, 426, 1465
- Riess, A. G., Press, W. H., & Kirshner, R. P. 1996, ApJ, 473, 88
- Shen, K. J., Kasen, D., Weinberg, N. N., Bildsten, L., & Scannapieco, E. 2010, ApJ, 715, 767
- Sorce, J. G., Tully, R. B., Courtois, H. M., Jarrett, T. H., Neill, J. D., & Shaya, E. J. 2014, MNRAS, 444, 527

Tanaka, M., et al. 2009, ApJ, 692, 1131

Theureau, G., Hanski, M. O., Coudreau, N., Hallet, N., & Martin, J.-M. 2007, A&A, 465, 71

- Valenti, S., et al. 2011, MNRAS, 416, 3138
- —. 2014, MNRAS, 437, 1519
- Waldman, R., Sauer, D., Livne, E., Perets, H., Glasner, A., Mazzali, P., Truran, J. W., & Gal-Yam, A. 2011, ApJ, 738, 21