

Università degli Studi di Padova

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "GALILEO GALILEI"

CORSO DI LAUREA IN FISICA

TESI DI LAUREA IN FISICA

**Evoluzione temporale di una supernova di tipo II
nella fase di Plateau**

Laureanda:

Michela MILAN

Relatore:

Prof. Francesco MARZARI

Correlatore:

Dott.ssa Lina TOMASELLA

Indice

1	Fisica generale delle supernovae	4
1.1	Nascita di una core-collapse supernova	6
1.2	Fase di Plateau	8
1.3	Velocità di espansione degli ejecta	8
1.3.1	Profilo P-Cygni	9
2	Scoperta e osservazione della supernova SN 2013ds	10
3	Spettroscopia	11
3.1	Riduzione Dati	11
3.2	Presentazione Dati	12
4	Analisi dati	15
4.1	Estinzione ed arrossamento	15
4.2	Redshift	16
4.3	Velocità ejecta e temperatura di black body	18
5	Conclusioni	23
6	Referenze	24

Abstract

In questa tesi si studia l'evoluzione spettroscopica nella fase fotosferica della supernova SN 2013ds esplosa nella galassia PGC 57429, una galassia barrata per la quale è stato calcolato, dalle osservazioni spettroscopiche, un redshift pari a $z = 0.033 \pm 0.003$ e quindi una distanza attorno a 135Mpc (utilizzando una costante di Hubble pari a $H_0 = 73 \pm 5 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). È stata classificata come una supernova di tipo II P e, essendo stata osservata poco dopo la sua esplosione, prima di raggiungere il massimo di luminosità, è parso subito un oggetto particolarmente interessante per un successivo *follow up*. La riduzione dei dati astronomici e l'utilizzo di essi sono stati opportunamente eseguiti tramite il programma IRAF ed è stato creato uno script apposito programmando in C++ per la lavorazione dei dati. Vengono identificate specifiche righe spettrali per poter ricavare una stima delle velocità degli ejecta. Gli spettri nelle fasi iniziali presentano un puro profilo di corpo nero e successivamente sono osservabili le righe spettrali tipiche delle supernovae di tipo II, con un ampio profilo P-Cygni per le righe di Balmer, più prominente per l' H_α . La supernova che risulta essere il miglior candidato nella comparazione degli spettri, tra un campione di oggetti, è la SN 2006bp, anch'essa una supernova di tipo II P. Quest'ultima insieme alla supernova SN 2012A, è oggetto di confronto per lo studio delle velocità degli ejecta e per la temperatura di corpo nero. Si ricava una velocità maggiore di espansione in generale per la supernova SN 2013ds rispetto alla SN 2012A, ma minore rispetto alla SN 2006bp, tranne che per la velocità stimata dalla riga del FeII ($\lambda = 5169\text{\AA}$) che risulta maggiore ad entrambe nel primo mese, per poi calare rapidamente nel mese successivo e sottostare alla SN 2006bp. È stato studiato l'arrossamento dovuto alla nostra galassia ed alla galassia *host*, esaminando le righe del doppietto del NaI in *blend* a $\lambda = 5893 \text{ \AA}$ ed appurando che se esse sono confrontabili con il rumore. La temperatura di corpo nero nei primi giorni di osservazione è di circa 17500 K e cala velocemente dopo pochi giorni, come si osserva in tutte le supernovae II P nelle prime fasi evolutive, subito dopo l'esplosione. Dopo due mesi osserviamo una temperatura di black body di circa 5500 K, comparabile alla supernova SN 2012A.

1 Fisica generale delle supernovae

Le supernovae sono esplosioni di stelle giunte alla fine della loro evoluzione. Sono fenomeni che presuppongono emissioni di energia fra le maggiori esistenti nel nostro universo, tanto che un evento di supernova è osservabile, con gli opportuni strumenti, anche se avviene in galassie molto distanti (anche a redshift $z > 1$, utilizzando per esempio il telescopio spaziale Hubble HST). Esse sono oggetto di studio sia per comprendere i meccanismi dell'evoluzione stellare, sia per capire l'evoluzione chimica galattica.

È noto che le supernovae sono generate da due tipi di esplosione: distruzione termoneucleare (thermonuclear runaway) e collasso gravitazionale da parte del nucleo stellare (core-collapse). Quest'ultimo si verifica per stelle massicce ($> 8M_\odot$; [4,15]), che per una serie di processi di fusione nucleare generano un nucleo ferroso e successivamente creano un buco nero o una stella di neutroni.

Dal punto di vista osservativo le supernovae si distinguono in due grandi famiglie: **tipo I** e **tipo II**. La principale caratteristica delle prime è l'assenza di righe dell'idrogeno nel loro spettro. Questo fatto, data la grande abbondanza di questo elemento nell'universo, suggerisce che qualcosa di inusuale avvenga in queste supernovae.

Le supernovae di tipo I si suddividono in 3 sottogruppi. La distruzione termoneucleare

che colpisce una nana bianca in un sistema binario, una volta che raggiunge il limite di Chandrasekar per accrescimento di materiale ceduto dalla stella compagna, dà origine alle supernovae di **tipo Ia**.

Le supernovae di **tipo Ib** e **Ic** sono core-collapse supernovae caratterizzate dalla assenza dell'idrogeno (come per le Ia) e dall'assenza (Ic) o presenza (Ib) di forti righe dell'elio.

Le supernovae di tipo II si distinguono in **tipo II P** (plateau) e **L** (linear) per come evolve la loro curva di luce [1,13].

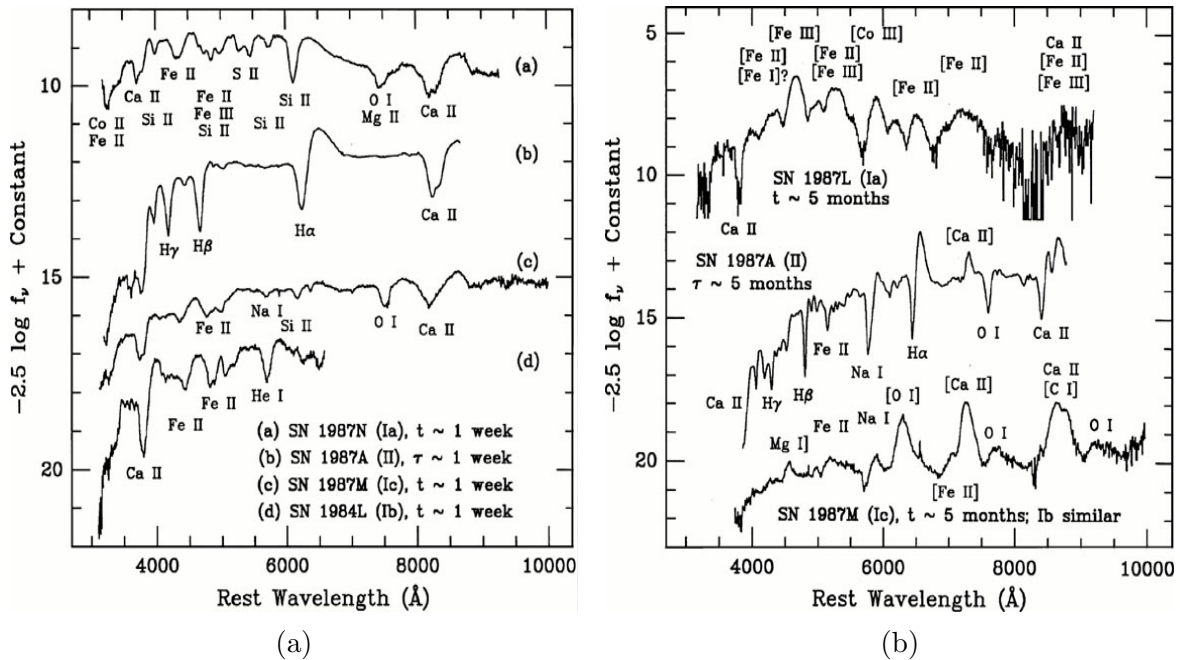


Figura 1: (a) La figura espone alcuni spettri **early-time** ($t \simeq 1$ settimana). Le righe sono ampie a causa dell'elevata velocità del materiale espulso e la maggior parte presenta il classico profilo P-Cygni). Le SNe Ia sono caratterizzate da un profondo assorbimento prodotto dal SiII ($\lambda = 6347, 6371 \text{\AA}$). Le SNe Ib e Ic si distinguono principalmente per l'HeI $\lambda = 5876 \text{\AA}$.

(b) La figura espone alcuni spettri **late-time** ($t \geq 4$ mesi). Le SNe Ia esibiscono molte righe del ferro (FeI, FeII, FeIII sia permesse che proibite) insieme ad alcune del cobalto. Le SNe Ib e Ic presentano righe di emissione dell'ossigeno (OI e [OI]) e del calcio (CaII e [CaII]).

Figure adattate dal lavoro di review di Filippenko [5]

1.1 Nascita di una core-collapse supernova

Le reazioni nucleari che si manifestano all'interno di una stella obbediscono a determinate leggi di conservazione. In particolare, all'interno di ogni reazione, si conserva la carica elettrica, il numero di nucleoni ed il numero di leptoni.

All'interno di una stella avviene una sequenza di reazioni di fusione che generano energia. Le stelle passano la gran parte della loro esistenza nella fase fusione di idrogeno in elio all'interno del proprio nucleo [14]. L'idrogeno viene convertito in elio tramite la catena **protone-protone (PP)** che può prendere tre strade schematizzate in figura 2. Ogni fase della catena ha una diversa velocità di reazione. Molto lento è quello iniziale poiché coinvolge il decadimento di un protone in un neutrone: $p \rightarrow n + e^+ + \nu_e$ (decadimento β)¹. Il 69% delle volte due nuclei di elio-3 interagiscono tra loro nella catena **PP I**, mentre nel restante 31% si innesca la catena **PP II** in cui la reazione avviene con l'elio-4. Possibile è anche una terza catena protone-protone (**PP III**), dovuta alla cattura di un protone da parte dei nuclei di berillio-7.

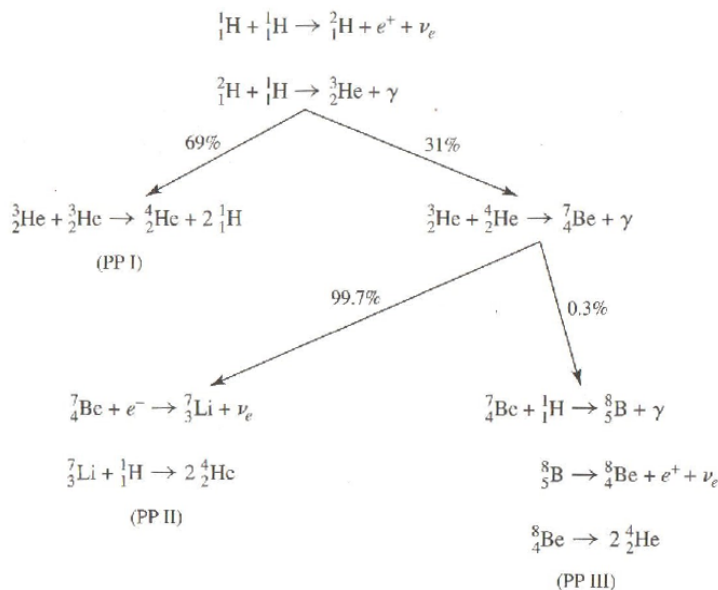


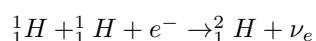
Figura 2: Schema delle tre vie della catena protone-protone [3].

Un secondo ciclo indipendente dal primo per la produzione di elio-4 dall'idrogeno è dato da carbonio, azoto e ossigeno (**CNO**). Anch'esso è costituito da due catene, la prima che si conclude con la produzione di carbonio-12 ed elio, la seconda (che si verifica lo 0.04% delle volte) produce azoto-14 ed elio-4.

Quando l'idrogeno sta per essere esaurito nel nucleo, l'equilibrio idrostatico che si era stabilito viene a mancare, perché l'energia prodotta dalla fusione non è sufficiente a controbilanciare la pressione degli strati esterni della stella. Di conseguenza, il nucleo comincia a contrarsi e a riscaldarsi, in modo da accelerare la fusione dell'idrogeno restante e dare il via alla fusione di elio in carbonio.

Questo produce un surriscaldamento della stella, che deve contemporaneamente espandere

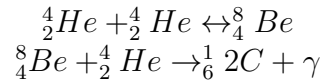
¹Approssimativamente il 0.4% delle volte questo step è compiuto dalla reazione **pep**:



gli strati più esterni per dissipare l'energia in eccesso. La temperatura superficiale della stella diminuisce, e di conseguenza il suo colore si fa via via più rosso, mentre la luminosità complessiva aumenta, dato che la superficie emittente è aumentata con l'espansione.

All'interno, temperatura e densità aumentano e, quando diventano sufficientemente alte, i nuclei di elio riescono a superare la loro repulsione Coulombiana.

La sequenza successiva prende il nome di **processo tre alpha**, in cui l'elio si converte in carbonio:



Dopo aver prodotto una quantità sufficiente di carbonio, è possibile che questo catturi una particella alpha, producendo ossigeno. Quest'ultimo a sua volta, con lo stesso procedimento, produce neon.

Quando l'elio sta per esaurirsi, il nucleo si contrae e gli strati esterni si espandono, per la minore produzione di energia all'interno.

Le stelle ripetono più volte il ciclo di contrazione ed espansione, innescando ogni volta la fusione di un elemento più pesante all'esaurirsi del combustibile precedente, mentre il loro nucleo si riscalda sempre più. Ad esempio il carbonio può ricombinarsi alla temperatura di circa $6 \cdot 10^8 K$ producendo ossigeno, neon, sodio, magnesio; l'ossigeno a $10^9 K$ produce magnesio, silicio, fosforo, zolfo.

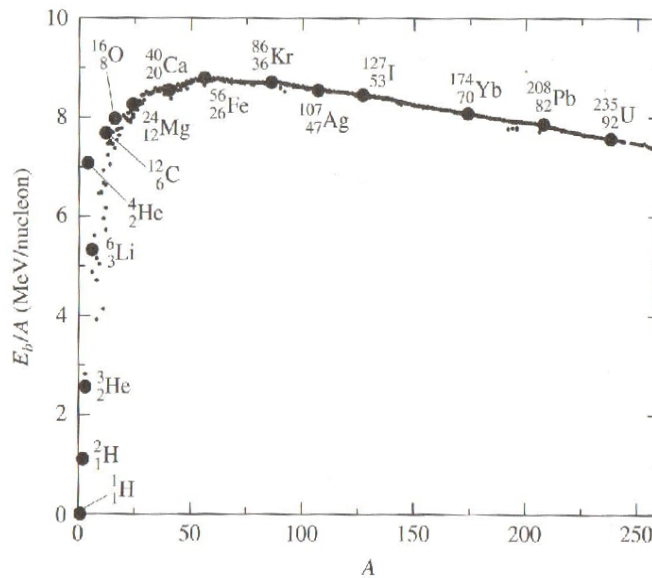


Figura 3: Energia di legame per nucleone in funzione del numero di massa [3].

La figura 3 rappresenta l'energia rilasciata per nucleone $\frac{E_b}{A}$ rapportata al numero di massa A , dove

$$E_b = [Zm_p + (A - Z)m_n - M_{nucleus}]c^2$$

Il massimo della curva si ha per ${}^{56}_{26}\text{Fe}$ il più stabile tra i nuclei.

Se la stella è sufficientemente massiccia ($> 8M_{\odot}$ [4]), la densità e la temperatura permettono la produzione del ferro.

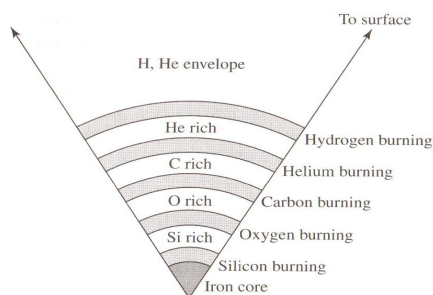


Figura 4: Struttura a cipolla nelle fasi finali di evoluzione di una stella [3].

L'onda d'urto prodotta si propaga attraverso gli strati esterni della stella e, quando raggiunge la superficie, la stella esplose [3].

1.2 Fase di Plateau

In base a come varia, dal massimo di luminosità, la curva di luce, si suddividono le supernovae di tipo II in: P (Plateau) se si ha una fase di stabilità di magnitudine in cui la luminosità rimane pressoché costante; L (Linear) se la curva di luce, dopo il massimo, cala linearmente [1].

L'inizio della fase di Plateau corrisponde ad una variazione di opacità nello strato esterno della stella esplosa. Poiché l'onda d'urto, prodotta dal collasso, si propaga attraverso la stella, lo strato più esterno si riscalda ionizzando l'idrogeno. Questo ha un'elevata opacità, per cui si osservano solo i fotoni appartenenti alle parti più esterne della stella.

L'idrogeno ionizzato si ricombina in idrogeno neutro man mano che la temperatura diminuisce. Quest'ultimo è trasparente per la maggior parte delle lunghezze d'onda, lasciando vedere gli elementi all'interno [6].

Finché la stella si espande e si raffredda, la fotosfera (zona di ricombinazione dell'idrogeno) recede sempre più in profondità, creando la fase di Plateau nella curva di luce e la durata di questo fenomeno dipende dalla quantità di idrogeno che presentava il precursore [6].

1.3 Velocità di espansione degli ejecta

La radiazione rilevata in seguito all'esplosione della stella è soggetta all'effetto Doppler poiché il materiale espulso è in espansione ed anche la galassia ospitante recede per effetto dell'espansione dell'Universo.

Quel che si osserva nell'analisi degli spettri è uno spostamento delle righe spettrali, rispetto la lunghezza d'onda di laboratorio.

Per calcolare la velocità di espansione degli ejecta è necessario tener conto di questi contributi, considerando cioè che la lunghezza d'onda rilevata per un generico elemento ($\lambda_{osservato}$) subisce uno spostamento dovuto all'espansione e che questa va corretta di un fattore $\frac{1}{1+z}$ dato che la lunghezza d'onda osservata è spostata verso il rosso perché la galassia si sta allontanando (cf. par. 4.2) :

$$v_{ejecta} = c \left[\frac{\lambda_{osservato} - \lambda_{riposo}}{\lambda_{riposo}} \right]$$

1.3.1 Profilo P-Cygni

Questo peculiare profilo che si osserva in alcune righe spettrali, prende nome da una stella variabile nella costellazione del Cigno. L'esistenza di questo profilo per un oggetto è da attribuirsi ad uno strato di massa in espansione. Quel che si osserva è un ampio picco in emissione con un assorbimento sovrapposto e spostato verso il blu.

Le righe di assorbimento si manifestano poiché lo strato di materia non è completamente opaco e viene attraversato da luce proveniente dalla sorgente a temperatura più alta, mentre la parte in emissione è dovuta ai fotoni provenienti dalle parti più esterne dell'involucro di gas.

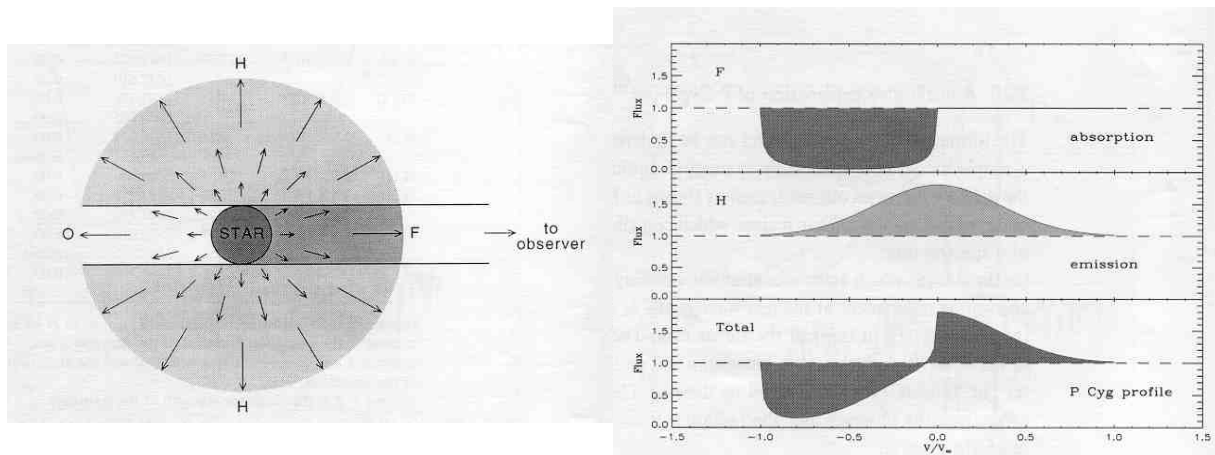


Figura 5: Le figure illustrano il fenomeno di formazione del profilo P-Cygni. Esso è luogo di sovrapposizione di righe spettrali in assorbimento ed in emissione. Si schematizza la massa di gas in espansione in tre regioni : la porzione di assorbimento è prodotta dalla regione di gas a fronte dell'osservatore (F) ed è spostata verso il blu poiché si sta espandendo verso la direzione di vista; la parte in emissione è dovuta alla porzione di gas che si espande perpendicolarmente rispetto all'osservatore (H) ; infine la parte oscurata (O) dalla stella non contribuisce alla formazione del profilo.

Figure adattate da <http://hven.swarthmore.edu/~cohen/hotstarwinds.html>

2 Scoperta e osservazione della supernova SN 2013ds

SN 2013ds² è stata scoperta da *Ciabattari, Mazzoni e Donati* nella galassia PGC 57429 il primo luglio 2013 nella costellazione del Drago tramite un software di ricerca automatica. La galassia in questione è una SBc³.

Una prima analisi spettroscopica è stata eseguita il giorno seguente la scoperta da *Tomasella et al.* utilizzando il telescopio Copernico 1.82m di INAF Osservatorio astronomico di Padova ad Asiago. Comparando gli spettri con una libreria di supernovae, utilizzando GELATO (GEneric cLAssification TOol [18]) e SNID (Supernova Identification [19]), hanno appurato che la SN 2013ds è una supernova di tipo II osservata nelle primissime fasi evolutive. Le supernovae scoperte e classificate subito dopo l'esplosione e prima che raggiungano il massimo di luminosità sono estremamente interessanti poiché possono essere seguite con attenzione in tutte le fasi evolutive.

La scoperta della SN 2013ds è stata fatta il giorno seguente alla scoperta di un'altra supernova nella stessa costellazione (SN 2013dr), questo, insieme all'osservazione del primo spettro di corpo nero, suggerisce che la data di esplosione possa essere ravvicinata a quella di osservazione.

Ciò che andremo ad esaminare in questo lavoro saranno i tre mesi successivi la scoperta, in cui la luminosità della supernova rimane pressoché costante, denominata fase di Plateau o fase fotosferica.

Vedremo come variano gli spettri in funzione del tempo ed andremo a riconoscere alcuni degli elementi che compongono gli ejecta.

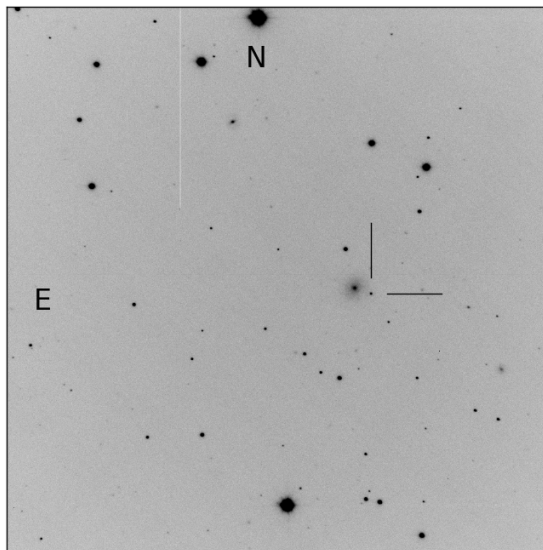


Figura 6: Immagine di PGC 57429 e SN 2013ds ottenuta utilizzando il Telescopio 1.82m Copernico + AFOSC a banda R, con un tempo di esposizione di 60 secondi.

²Una supernova viene catalogata tramite il prefisso SN (SuperNova), l'anno di scoperta e una o due lettere in base alle scoperte precedenti.

³La sigla SB sta per spirale barrata: il bulge centrale cioè presenta dei prolungamenti di stelle che ricordano una barra. La sotto classificazione in c significa che i bracci della spirale sono aperti verso l'esterno.

3 Spettroscopia

I dati che verranno presentati nella seguente sezione sono stati raccolti utilizzando il telescopio Copernico 1.82 e AFOSC (*Asiago Faint Object Spectrograph and Camera*) di INAF Osservatorio Astronomico di Padova ad Asiago. AFOSC è uno strumento che permette l'osservazione di un ampio campo di immagine (8.7 x 8.7 arcmin) e la selezione di diversi filtri per la fotometria, o di diversi reticoli e fenditure per ottenere spettri in diverse configurazioni (intervallo spettrale, risoluzione, etc). La versatilità dello strumento permette l'utilizzo del telescopio per immagini fotometriche e spettroscopiche. Per le nostre immagini è stato utilizzato un reticolo con un range di lunghezze d'onda tra $\lambda = 3360$ e $\lambda = 7740 \text{ \AA}$, intervallo di lunghezze d'onda interessante perché comprende alcune righe fondamentali per l'analisi di una supernova, in primo luogo la serie di Balmer.

3.1 Riduzione Dati

Una volta eseguite le osservazioni, si pone il problema di utilizzare i dati osservati per ottenere le informazioni fisiche più adatte a caratterizzare gli oggetti astronomici. La tecnica solitamente adottata sta nel ridurre il più possibile gli effetti indesiderati, alcuni intrinseci del rivelatore (nel nostro caso il CCD), altri appartenenti ad agenti indipendenti dall'apparato, come ad esempio la presenza dell'atmosfera.

Per la lavorazione delle immagini è stato utilizzato il programma IRAF (Image Reduction and Analysis Facility)⁴ un algoritmo specifico per il trattamento dei dati astronomici largamente utilizzato dai professionisti.

Si procede alla sottrazione del livello di bias, un'operazione necessaria per rimuovere il segnale sistematico di base del CCD. Questa informazione può essere trovata in una regione dell'immagine detta di *overscan*, parte schermata da radiazione. Fondamentale è anche la correzione di *flat field* che corrisponde alla compensazione delle differenze di sensibilità totale che sono sempre presenti tra i pixel di un array. Queste possono essere dovute sia ad una differente sensibilità intrinseca, sia a differenze nel cammino ottico che la radiazione percorre prima di raggiungere i diversi pixel dove viene poi rivelata. La correzione di queste differenze si applica osservando una sorgente di radiazione che sia ugualmente brillante (piatta) in modo da poter studiare le differenze e ricavare una mappa di sensibilità dei pixel. Alcune volte, se possibile, è inoltre necessario procedere all'eliminazione dei raggi cosmici che potrebbero alterare il risultato.



Figura 7:
Linee spettrali
della lampada
a HgCd.

La supernova è stata estratta tracciando il profilo stellare lungo la direzione dello spettro e sottraendo il cielo. Successivamente la calibrazione in lunghezza d'onda viene eseguita confrontando ed identificando le righe di emissione di una sorgente nota. Nel nostro caso è stata adoperata una lampada a mercurio-cadmio (HgCd), le cui lunghezze d'onda risultano essere particolarmente adatte per il range di rilevazione del reticolo adottato. La fase finale di riduzione dei dati spettroscopici consiste nella calibrazione in flusso. Questa operazione si attua coinvolgendo le cosiddette *stelle standard*, il cui flusso in funzione della lunghezza d'onda è noto con grande accuratezza. Per queste stelle sono a disposizione dei cataloghi⁵ che danno le magnitudini apparenti che servono per trasformare le nostre magnitudini strumentali in magnitudini calibrate.

⁴<http://iraf.noao.edu/>

⁵<http://www.eso.org/sci/observing/tools/standards.html>

Questo passaggio permette, inoltre, la rimozione delle telluriche: righe spettrali di assorbimento dovute ai costituenti dell'atmosfera terrestre.

Alla fine dei vari processi si ottengono gli spettri calibrati in lunghezza d'onda ed in flusso come mostrati in figura 8 e 9.

3.2 Presentazione Dati

Di seguito verranno presentati i 10 spettri raccolti dal 2 luglio 2013 al 13 settembre 2013, opportunamente ridotti secondo le modalità descritte in precedenza.

Questi spettri mostrano l'evoluzione durante la ricombinazione dello strato esterno di idrogeno, da pochi giorni dopo l'esplosione (+2 giorni) a prima della caduta dal Plateau. I primi due spettri (Figura 8) a fasi +2 e +4 giorni mostrano l'andamento tipico del profilo di corpo nero, tipico degli eventi di supernova osservati subito dopo l'esplosione.

Circa due settimane dopo l'esplosione, appaiono le prime righe spettrali tra cui la serie di Balmer ($\lambda_{H_\alpha} = 6563 \text{ \AA}$, $\lambda_{H_\beta} = 4861 \text{ \AA}$ e $\lambda_{H_\gamma} = 4340 \text{ \AA}$) ed il sodio NaI ($\lambda = 6150 \text{ \AA}$) in *blend* con l'HeI ($\lambda_{HeI} = 5876 \text{ \AA}$).

Successivamente compaiono anche le righe del FeII (la più intensa è a $\lambda = 5169 \text{ \AA}$) e dello ScII ($\lambda = 6245 \text{ \AA}$).

In tutte le linee spettrali è possibile distinguere il profilo P-Cygni, più marcato per l' H_α .

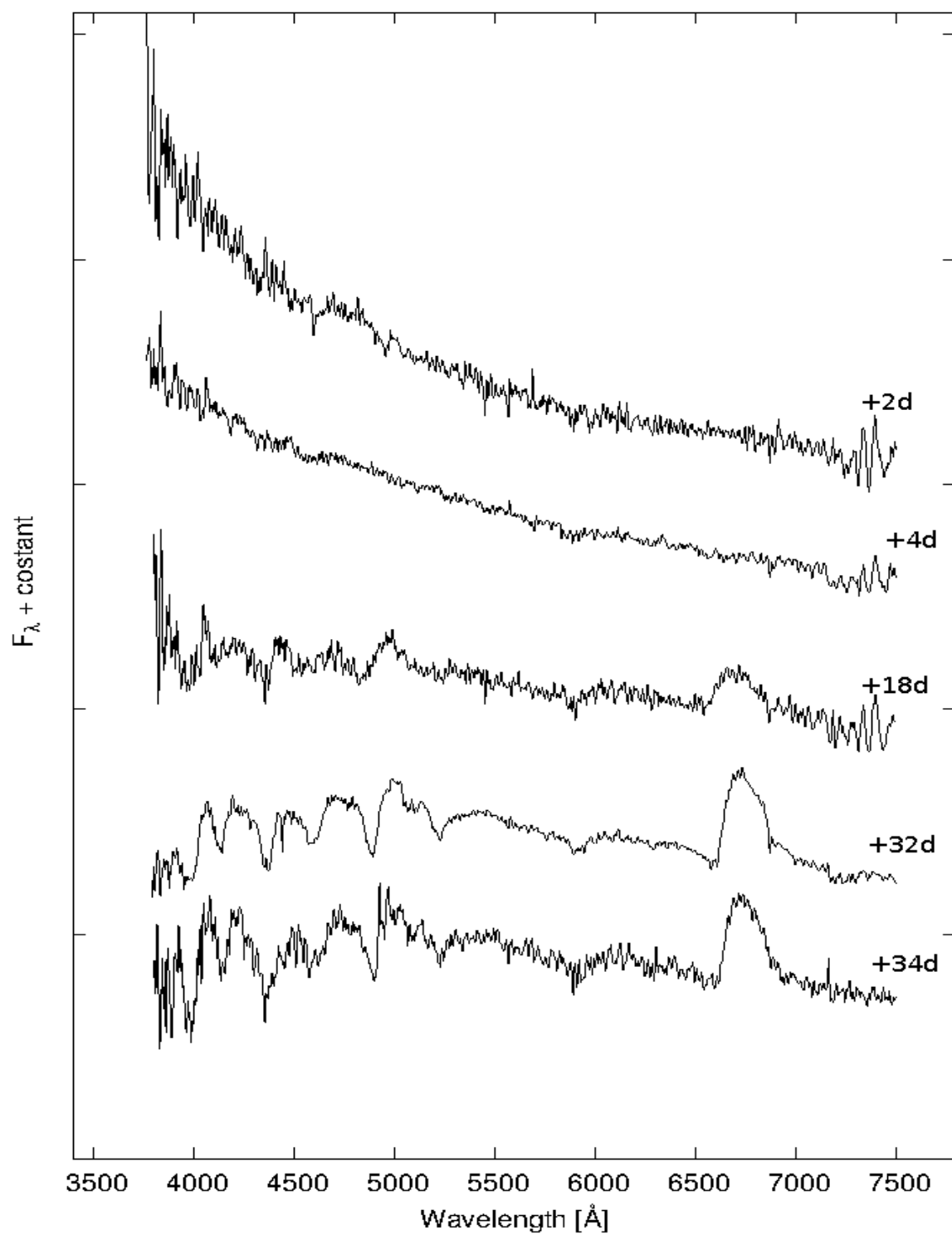


Figura 8: Evoluzione spettrale della supernova SN 2013ds, dalla prima osservazione spettroscopica +2 giorni a +34 giorni.

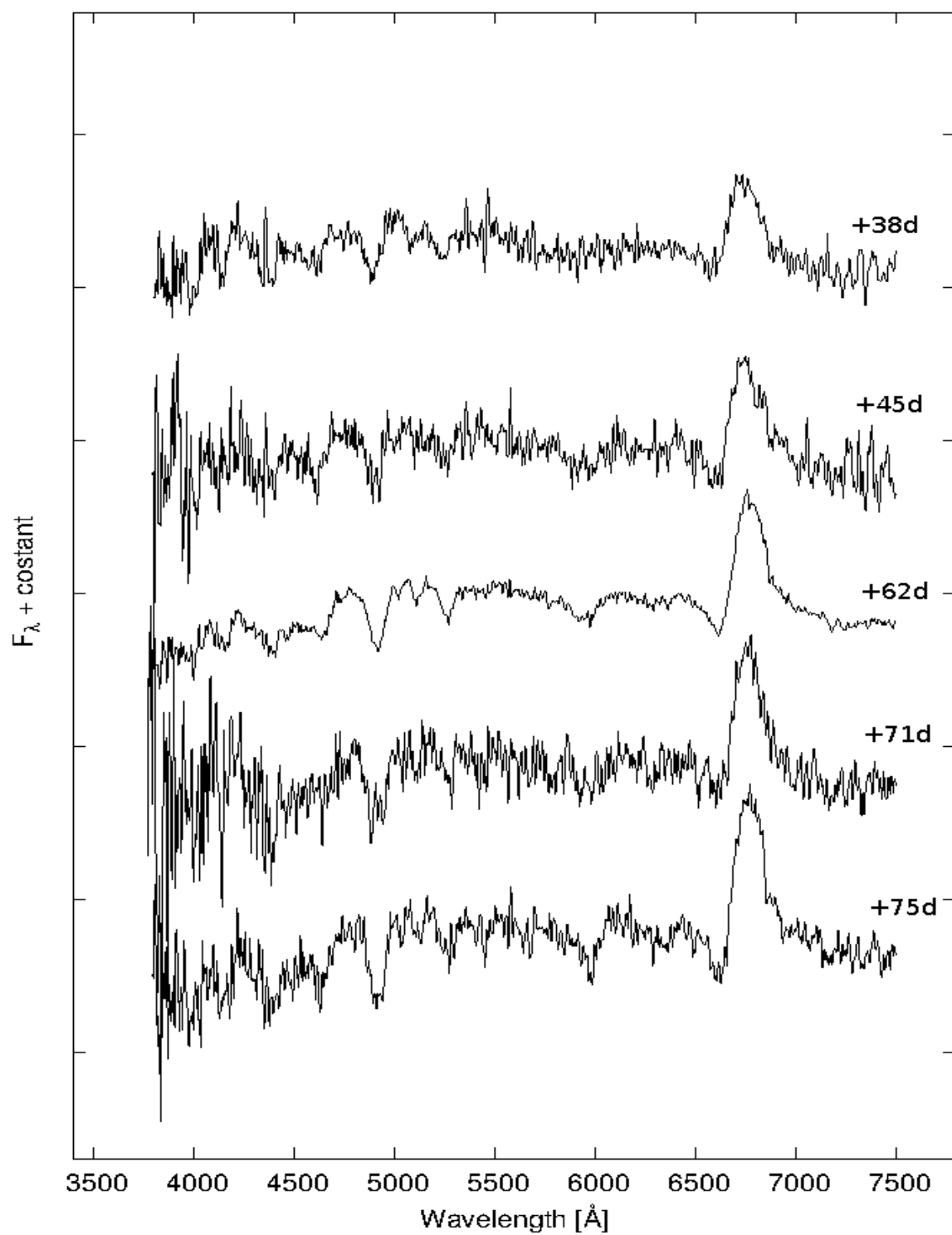


Figura 9: Evoluzione spettrale della supernova SN 2013ds, dalla fase +38 giorni, all'ultima osservazione spettroscopica a +75 giorni.

4 Analisi dati

4.1 Estinzione ed arrossamento

La radiazione proveniente da una supernova è generalmente assorbita e arrossata dalla polvere interstellare della nostra galassia e della galassia ospitante.

L'estinzione si verifica quando tra una sorgente e l'osservatore è presente della materia che causa assorbimento e diffusione della radiazione elettromagnetica. Come conseguenza si ha la diminuzione del flusso ed un aumento della magnitudine apparente.

Indicando con A_λ il numero di magnitudini di estinzione lungo la linea di vista a una determinata lunghezza d'onda e d la distanza in pc, si ha:

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \cdot \log_{10} d + A_\lambda$$

Siano I_λ e I_{λ_0} rispettivamente il flusso misurato e quello originale: $I_\lambda = I_{\lambda_0} \cdot e^{-\tau_\lambda}$, con τ_λ spessore ottico del materiale lungo la linea di vista.

Per definizione di magnitudine si ha:

$$m_\lambda - m_{\lambda_0} = -2.5 \log\left(\frac{I_\lambda}{I_{\lambda_0}}\right) = -2.5 \log(e^{-\tau_\lambda}) = 1.086 \tau_\lambda = A_\lambda$$

Quindi il cambio di magnitudine dovuto all'estinzione è approssimativamente uguale allo spessore ottico lungo la linea di vista. Quest'ultimo dipende anche da dalla quantità di materia presente lungo la linea di vista, dalla lunghezza del percorso e dallo specifico processo d'interazione della radiazione con la materia.

Si può ricavare $\tau_\lambda = \sigma_\lambda N_d \simeq A_\lambda$ con N_d densità colonnare (il numero di particelle in un cilindro sottile di sezione 1 m^2 che collega la stella all'osservatore) e σ_λ è la sezione d'urto del processo. Questa relazione stabilisce un collegamento tra la variazione di magnitudine apparente dovuta all'estinzione e la quantità di materia presente lungo la linea di vista.

La componente del mezzo interstellare principalmente responsabile dell'estinzione è la polvere. Quando le particelle hanno dimensione comparabile alla lunghezza d'onda (nel visibile) la sezione d'urto è descritta dalla teoria di Mie come: $\sigma_\lambda \sim \frac{a^3}{\lambda}$ con a raggio delle particelle. A causa della dipendenza dell'estinzione dalla lunghezza d'onda è necessario costruire delle curve di estinzione $A(\lambda)$, se si vogliono apportare le dovute correzioni agli spettri e alle diverse bande fotometriche.

L'arrossamento interstellare può esser descritto dall'eccesso di colore. Generalmente viene utilizzato l'eccesso di colore E_{B-V} che è correlato con l'indice di colore (B-V) dalla formula $E_{B-V} = (B - V)_{\text{osservata}} - (B - V)_{\text{intrinseca}}$.

È importante conoscere l'eccesso di colore per correggere eventualmente gli spettri, così da poter analizzare correttamente le caratteristiche della supernova (per esempio la temperatura di corpo nero che, in caso di arrossamento, risulterebbe minore di quella reale.). Le componenti dovute all'estinzione della nostra galassia sono facilmente rimovibili, avendo a disposizione mappe di distribuzione delle polveri molto accurate [16]⁶. Viene riportato per la galassia PGC 57429 l'estinzione nella banda V pari a $A_V = 0.028$ ⁷.

Tramite la legge del reddening è possibile stimare l'eccesso di colore $E_{B-V} = \frac{A_V}{R_V} = 0.009$ assumendo per la nostra galassia $R_V = 3.1$ [17].

⁶Lo studio dell'estinzione dovuta alla polvere interstellare è stato possibile grazie al set di immagini nell'infrarosso di COBE/DIRBE (http://lambda.gsfc.nasa.gov/product/cobe/dirbe_overview.cfm) e IRAS/ISSA (<http://irsa.ipac.caltech.edu/IRASdocs/issa.html>).

⁷Valore acquisito da: <http://ned.ipac.caltech.edu/>

Un metodo largamente usato per stimare l'estinzione e correggere l'arrossamento è lo studio delle righe del doppietto del sodio, negli spettri a media e bassa risoluzione, in *blend* a $\lambda = 5893\text{\AA}$ la cui larghezza equivalente (EW) è collegata con la quantità di polvere presente sulla linea di vista [8,11]. La relazione tra eccesso di colore e larghezza equivalente del sodio ricavata esaminando un campione di oggetti stellari noti è la seguente: $E_{B-V} = -0.01 + 0.16 \cdot EW(\text{NaID})$ [11].

Con la stima di E_{B-V} , ottenuta per la nostra galassia tramite la formula del reddening, si ricava che la larghezza equivalente che dovrebbe possedere il sodio è $EW(\text{NaID}) = 0.12\text{\AA}$. Se consideriamo l'eccesso di colore come ricavato dalle mappe di Schlafly et al. [16], ovvero $E_{B-V} = 0.009$, e applichiamo la relazione tra eccesso di colore ed EW del sodio, ci aspetteremmo di osservare nei nostri spettri una riga del sodio che ha una EW pari a circa 0.05λ . Tuttavia nel nostro caso tale riga, se presente, si confonderebbe con il rumore, avendo a disposizione per la nostra analisi spettri che presentano mediamente un $S/N \sim 20 - 30$.

Con simili considerazioni, possiamo affermare che anche nel caso di un eventuale arrossamento dovuto alla galassia *host*, l'eccesso di colore sarebbe anche in questo caso inferiore a 0.009. Questa eventuale correzione degli spettri per reddening ($E(B - V)_{\text{galattico+host}} = 0.018$) non modifica sostanzialmente il loro profilo e tantomeno la misura delle temperature di corpo nero (vedi fig. 10).

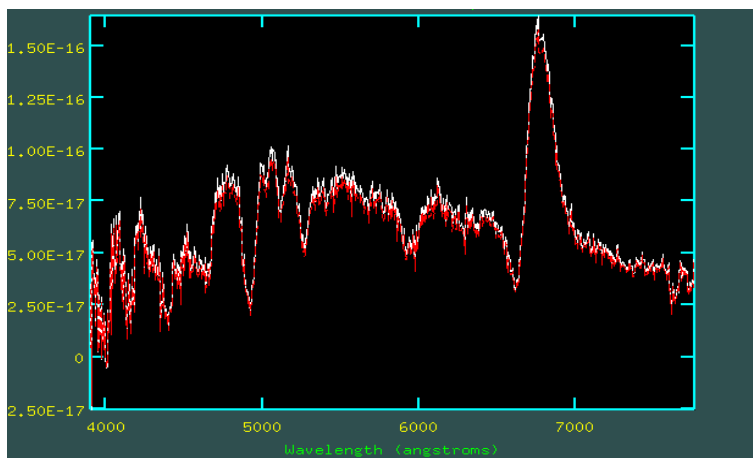


Figura 10: Confronto dello spettro della supernova SN 2013ds a fase +62 giorni, con il corrispondente de-arrossato.

4.2 Redshift

Nei dati raccolti si deve considerare che la galassia è in movimento rispetto all'osservatore. Le lunghezze d'onda osservate dovranno essere opportunamente corrette una volta ottenuto il redshift della galassia.

Per la stima di questo valore sono state adottate due metodologie.

Una prima stima è stata fornita utilizzando il software SNID [19] per confronto con una libreria di supernovae di cui si conoscono con accuratezza le caratteristiche.

Da questa analisi si è ottenuto un redshift pari a : $z = 0.036 \pm 0.003$ (Figura 11).

Il secondo metodo consiste analizzare le immagini di partenza della supernova ed individuare lo spettro della galassia *host*.

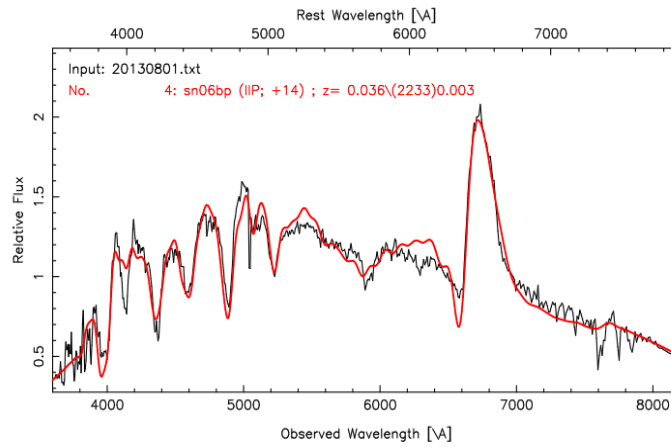


Figura 11: Stima del redshift acquisita tramite SNID (Supernova Identification [19]) tramite confronto con una libreria di supernovae: miglior confronto ottenuto con la supernova SN 2006bp.

Una volta individuate le righe di emissione della galassia, la si estrae come si è fatto con la supernova in modo tale da ottenere uno spettro calibrato in lunghezza d'onda. Il passaggio successivo sta nell'identificare una linea di emissione nota ed applicare la formula del redshift:

$$z = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$$

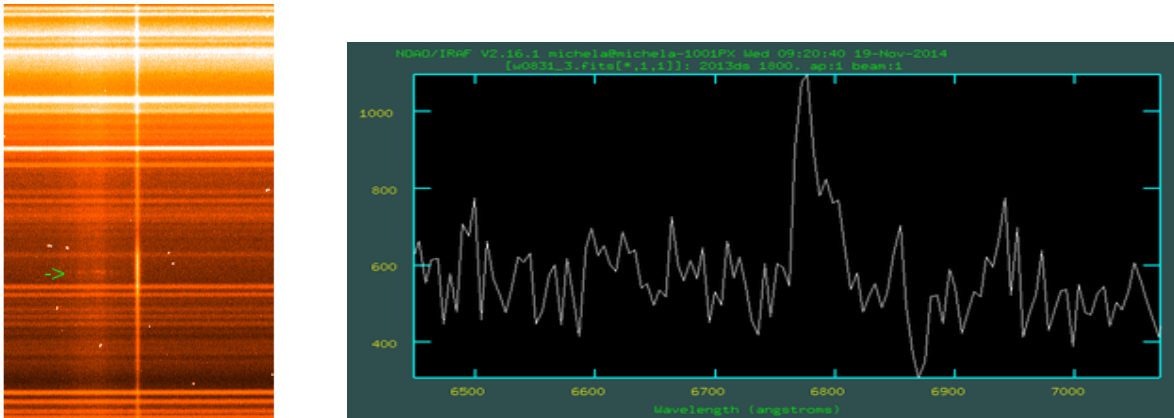


Figura 12: Le immagini evidenziano la linea di emissione dell' H_α della galassia ospitante la supernova SN 2013ds.

La linea di emissione dell' H_α per la galassia host è riportata in figura 12. La lunghezza d'onda è stata ottenuta per interpolazione dei dati con una gaussiana tramite misure ripetute, ottenendo: $H_\alpha = 6776.2 \pm 21.1$.

Assumendo trascurabile l'errore legato alla lunghezza d'onda teorica, si è ricavato un redshift: $z = 0.0325 \pm 0.0032$.

Le metodologie hanno restituito due valori con compatibilità ottima. Successivamente verrà utilizzato il redshift ricavato per valutare la velocità di espansione degli ejecta.

Avendo ottenuto il redshift galattico, tramite la legge di Hubble: $d = \frac{cz}{H_0}$, è stata stimata la distanza della galassia a 135Mpc⁸.

4.3 Velocità ejecta e temperatura di black body

Nella tabella sottostante vengono riportate per ogni epoca le temperature ottenute interpolando gli spettri con la funzione di Planck per il corpo nero e le velocità degli elementi osservabili. Quest'ultime vengono rappresentate graficamente nella figura 13.

La posizione del minimo delle linee spettrali permette di dare una stima alla velocità di espansione degli ejecta. Le identificazioni delle lunghezze d'onda degli elementi sono state compiute interpolando le righe di assorbimento con una gaussiana eseguendo una media per misure ripetute.

Con i valori osservati è stato possibile calcolare la velocità di espansione degli ejecta degli elementi osservati tramite la formula relativa (cf.par. 1.3), i cui errori sono stati opportunamente calcolati tramite propagazione.

Date	MJD	Phase (days)	T_{bb} (K)	H_α 6563Å	ScII 6245Å	NaI 5890Å	FeII 5169Å	H_β 4861Å	H_γ 4341Å
2013/07/02	56475.89	2.0	17500(400)	-	-	-	-	-	-
2013/07/04	56478.00	4.1	10600(300)	-	-	-	-	-	-
2013/07/18	56492.00	18.1	7500(250)	9964(542)	7605(283)	[9407(343)]	7329(439)	8699(350)	9240(365)
2013/08/01	56505.96	32.1	7000(200)	8284(372)	7326(351)	[8915(317)]	6263(555)	7803(504)	7235(490)
2013/08/03	56507.87	34.0	6900(300)	7886(303)	6350(327)	[8323(504)]	6487(379)	7445(390)	7436(575)
2013/08/07	56511.99	38.1	6300(300)	7400(419)	5979(367)	6402(392)	5028(629)	7266(633)	7168(725)
2013/08/15	56518.88	45.0	6100(400)	6914(453)	5561(398)	5368(547)	4354(485)	5834(505)	5698(635)
2013/08/31	56535.87	62.0	5900(300)	6870(525)	3935(383)	5122(333)	3793(421)	5893(391)	5765(414)
2013/09/09	56544.86	71.0	5400(200)	6737(403)	2913(416)	4728(429)	3007(348)	4341(481)	6233(757)
2013/09/13	56548.80	74.9	5200(200)	6472(470)	3935(341)	4678(333)	2109(422)	4640(372)	5497(439)

Tabella 1: Misura di temperature di corpo nero e velocità di espansione in $km.s^{-1}$. Gli errori relativi sono riportati tra parentesi. Le velocità tra parentesi quadre sono identificate come HeI a $\lambda = 5876\text{\AA}$.

La figura 14 mostra alcuni degli spettri appartenenti alla supernova SN 2013ds, confrontati con altre due supernovae (SN 2006bp [9] e SN 2012A [10]) di tipo II in epoche simili. A pochi giorni dall'esplosione la supernova SN 2013ds evidenzia un classico profilo di corpo nero, mentre nelle altre due supernovae sono già osservabili le righe della serie di Balmer. Negli spettri più evoluti sono visibili altre righe di emissione e di assorbimento.

Le lunghezze d'onda sono state adattate al confronto prendendo in esame il picco di emissione dell' H_α e spostandole in base al redshift galattico ($z_{SN2012A} = 0.0025$; $z_{SN2006bp} = 0.0035$; $z_{SN2013ds} = 0.033$).

La supernova SN 2006bp è stata scelta per il confronto in quanto è risultata essere il best match tra un vasto campione di oggetti, secondo l'algoritmo di ricerca SNID.

Osservando il minimo di assorbimento negli spettri delle fasi a uno e due mesi, è possibile confrontare la velocità di espansione degli ejecta.

⁸Assumendo come costante di Hubble $H_0 = 73 \frac{km}{sMpc}$, $\Omega(matter) = 0.25$, $\Omega(vacuum) = 0.75$.

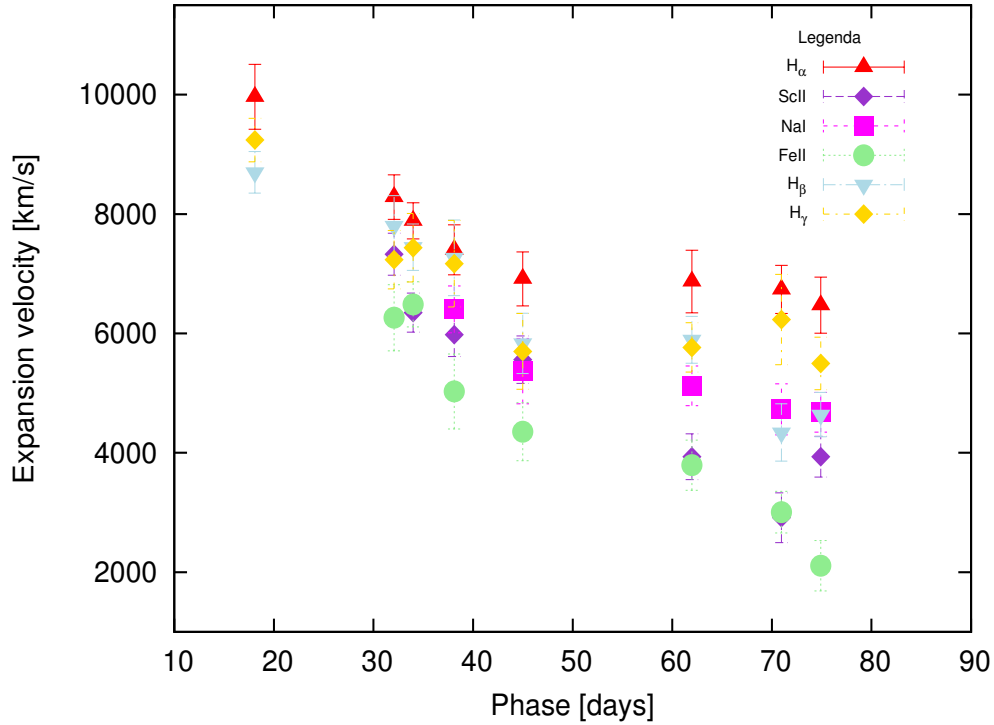


Figura 13: Velocità di espansione per H_α , H_β , H_γ , $ScII$, $FeII$ e NaI ottenuti interpolando con una gaussiana le righe di assorbimento spettrali di SN 2013ds.

Una prima analisi della velocità degli ejecta può essere fatta osservando il minimo di assorbimento del profilo P-Cygni dell' H_α ($\lambda = 6563\text{\AA}$).

La velocità risulta essere maggiore per la supernova SN 2006bp rispetto alla SN 2013ds, a sua volta maggiore della supernova SN 2012A.

Nel primo mese la SN 2013ds risulta essere più veloce nell'emissione degli ejecta rispetto alle altre osservando altri elementi quali il $FeII$ ($\lambda = 5169\text{\AA}$), per poi scemare rapidamente la velocità dopo due mesi dall'esplosione e risultare minore di quella relativa alla supernova SN 2006bp. Nella tabella sottostante vengono riportati i valori approssimati delle velocità per le tre supernovae analizzate in $10^3 km s^{-1}$.

SN	Phase (~ 1 settimana)		Phase ($\sim +30$ giorni)			Phase ($\sim +60$ giorni)		
	$v_{H\alpha}$	v_{NaI}	$v_{H\alpha}$	v_{NaI}	v_{FeII}	$v_{H\alpha}$	v_{NaI}	v_{FeII}
2012A	10	8.5	6.2	3.3	3.7	5.5	2.7	3.6
2013ds	-	-	8.2	-	6.2	6.8	5.1	3.8
2006bp	13	-	8.5	5.9	5.6	7	5	4.4

Nei grafici che seguono (figura 15) si confronta più attentamente la velocità di espansione degli ejecta nel periodo di osservazione della supernova SN 2013ds con quelli della SN 2012A, per alcuni degli elementi a loro comuni.

In generale quel che si presenta è una velocità più elevata per tutti gli elementi considerati per la supernova SN 2013ds.

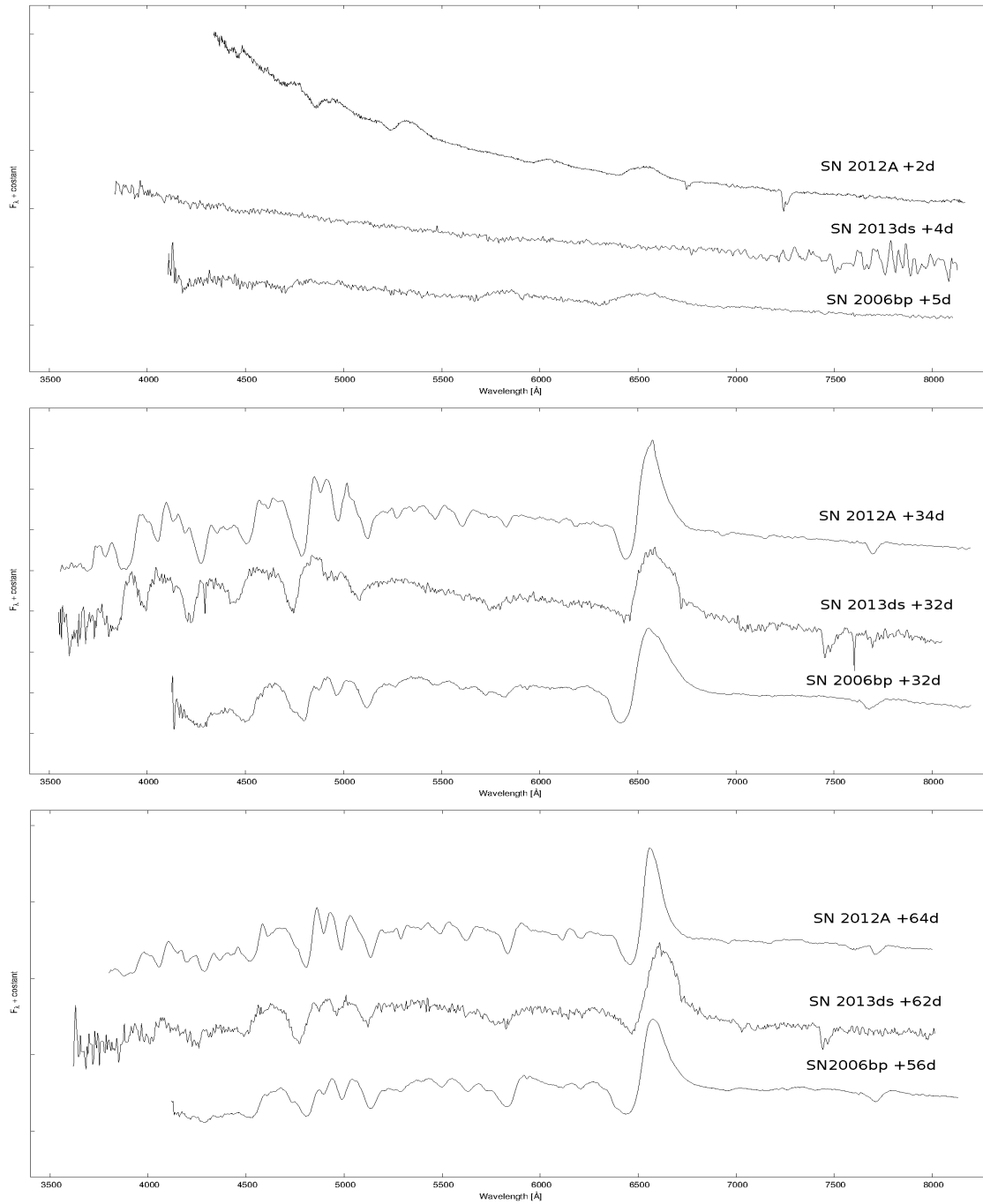


Figura 14: Confronto di spettri appartenenti a epoche simili di SN 2013ds con le supernovae SN 2006bp [9] e SN 2012A [10].

L'andamento decrescente nel tempo risulta essere paragonabile per le due supernovae per quanto riguarda la velocità degli ejecta stimati considerando l'idrogeno e lo scandio; molto più marcata risulta la decrescita della curva ottenuta considerando la linea spettrale del FeII ($\lambda = 5169\text{\AA}$) per la supernova SN 2013ds.

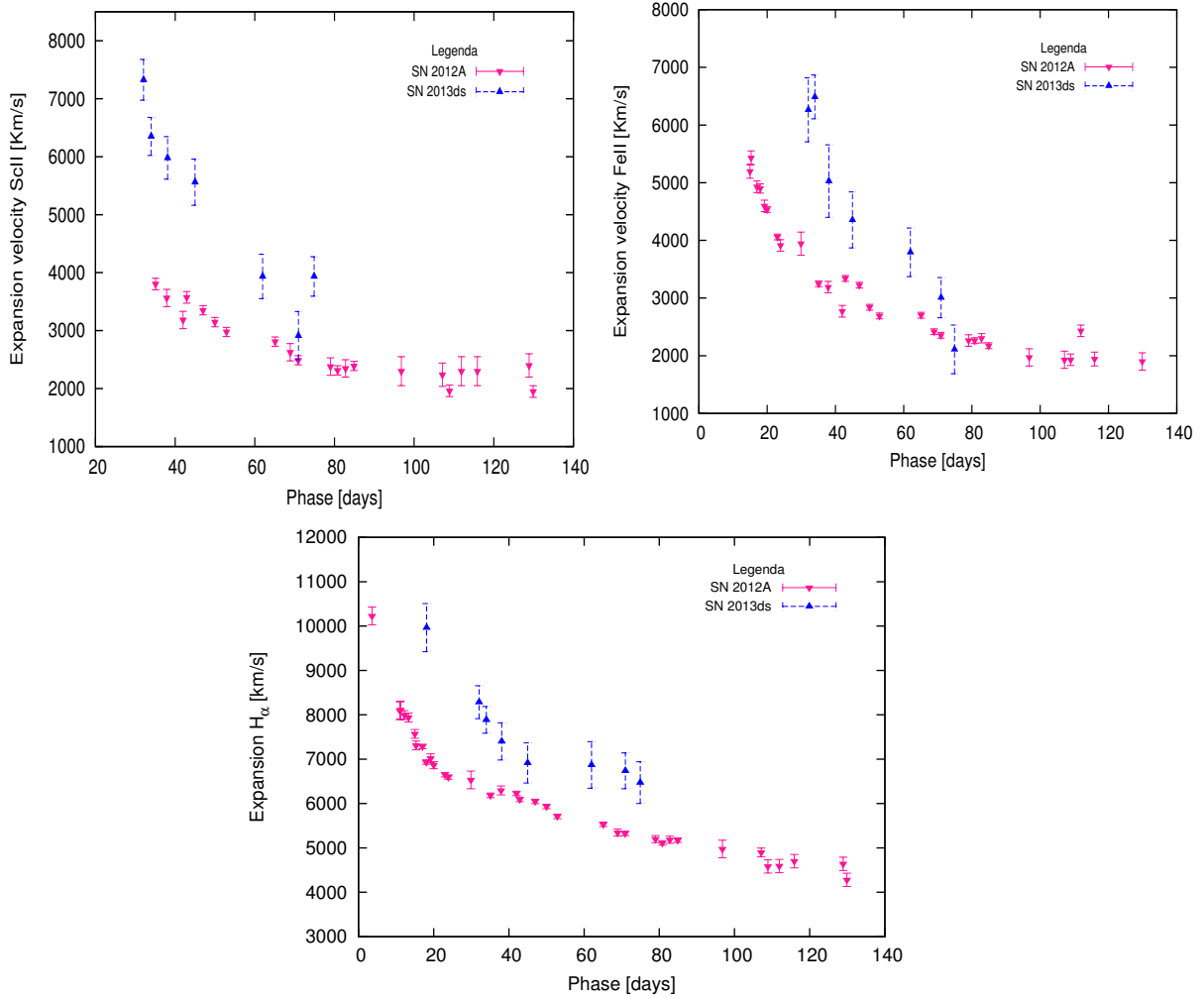


Figura 15: Confronto dell'evoluzione della velocità di espansione per lo scandio (a), il ferro (b) e l' H_{α} (c), per le supernovae SN 2012A e SN 2013ds.

In figura 16 vengono riportate le temperature di radiazione di corpo nero per ogni fase, nel periodo di osservazione della supernova SN 2013ds, a confronto con quelli della supernova SN 2012A.

I dati per le temperature di black body per la SN 2013ds sono stati ottenuti a seguito di misure ripetute interpolando la funzione di Planck di radiazione del corpo nero.

L'arrossamento prodotto dall'estinzione delle polveri della nostra galassia (cf. par. 4.1) lungo la direzione di vista è stato ricavato tramite le mappe di estinzione delle polveri [16], stimando $E_{B-V}=0.009$. È stato provveduto il controllo sugli spettri alle lunghezze d'onda del doppietto del sodio in *blend* a $\lambda = 5893\text{\AA}$ sia per la galassia *host* che per la nostra galassia, e si è dedotto che l'arrossamento non modifica il profilo degli spettri e quindi neanche le temperature di corpo nero.

Dal grafico (Figura 16), la temperatura e la sua evoluzione risulta essere comparabile per le due supernovae prese in esame.

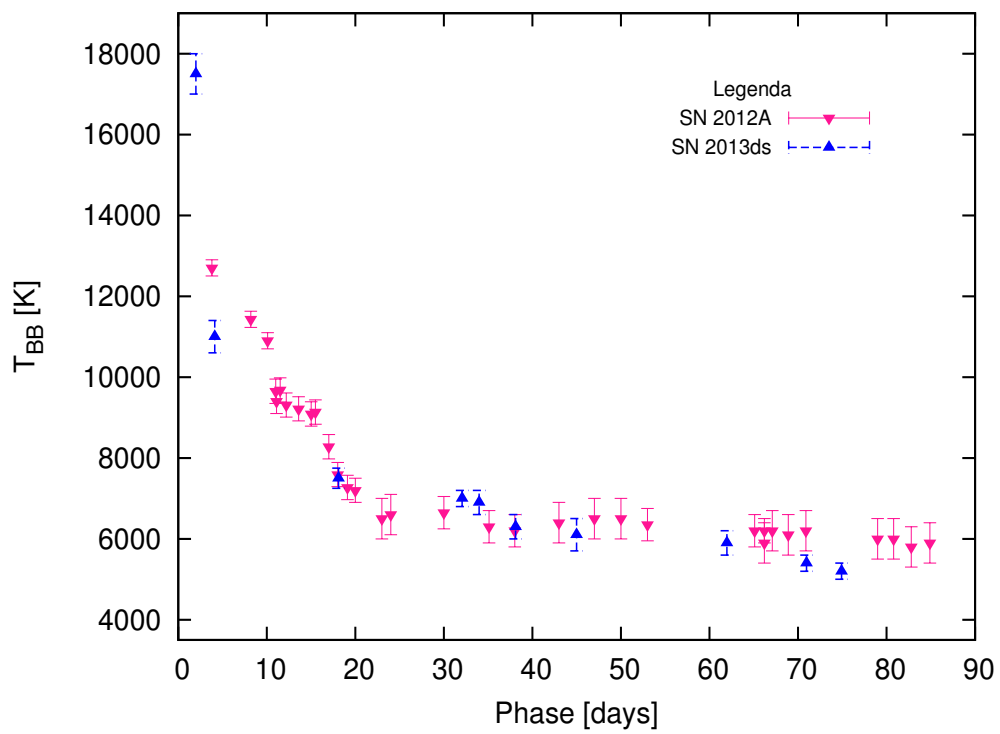


Figura 16: Evoluzione della temperatura ottenuta interpolando il continuo degli spettri con la funzione di Planck per il corpo nero, in confronto con la supernova SN 2012A.

5 Conclusioni

In questo lavoro di tesi è stata studiata una supernova di tipo II nei primi tre mesi dall'esplosione. In questo periodo di tempo, si è visto l'evoluzione spettroscopica di alcuni degli elementi componenti gli ejecta, da due giorni dopo l'esplosione fino a una fase di +75 giorni (prima della caduta dal Plateau). In questa fase gli strati che compongono la supernova sono ancora otticamente spessi a causa dell'alta temperatura e pressione a cui sono soggetti. Col tempo la continua espansione raffredda il gas e lascia osservare gli elementi più interni, andando a creare quella che viene denominata fase nebulare.

I dati sono stati ottenuti utilizzando il telescopio Copernico di INAF all'Osservatorio Astronomico di Padova, sede di Asiago (VI), studiando un range di lunghezza d'onda da $\lambda = 3800 \text{ \AA}$ a $\lambda = 7500 \text{ \AA}$. Grande attenzione è stata presa nella riduzione dei dati. Per questo è stata necessaria la preparazione all'utilizzo del programma IRAF menzionato in precedenza, per la lavorazione dei dati astronomici e per l'analisi degli spettri. È stato scritto, inoltre, un algoritmo nel linguaggio di programmazione C++, per facilitare la lavorazione dei dati ottenuti e poterli ottimamente mettere a grafico. Per quest'ultimo passaggio è stato usato il software interattivo Gnuplot⁹.

Gli spettri sono caratterizzati da un rapporto segnale-rumore relativamente basso procurando una fluttuazione evidente rispetto al valor vero per la ricerca delle lunghezze d'onda e nella loro determinazione e, conseguentemente, per la stima delle velocità degli ejecta. Nonostante questo, si è potuto osservare l'andamento a confronto con altre supernovae dello stesso tipo, sia comparando degli spettri ed osservando gli spostamenti delle lunghezze d'onda, sia per via grafica comparando le velocità degli ejecta stimate a seconda dell'elemento considerato. Si è scelta la supernova SN 2006bp perché miglior candidata secondo SNID e la supernova SN 2012A per avere la possibilità di osservare le differenze di cui possono essere affetti questi oggetti. Da queste analisi si è dedotto che la supernova SN 2013ds possiede ejecta la cui velocità è generalmente maggiore rispetto alla supernova SN 2012A, con un andamento affine per elementi come lo ScII ($\lambda = 5527 \text{ \AA}$) e l' H_α ($\lambda = 6563 \text{ \AA}$), più marcata sembra la differenza dell'andamento della velocità degli ejecta considerando il FeII ($\lambda = 5169 \text{ \AA}$). Riguardo alla supernova SN 2006bp si nota un movimento più lento per gli ejecta della supernova SN 2013ds, con un particolare accorgimento sempre sulle velocità stimate con la linea spettrale del FeII che risulta maggiore nel primo mese per la SN 2013ds per poi calare rapidamente nel mese successivo.

Un altro studio possibile con le conoscenze ed i dati posseduti è stato il calcolo delle temperature di radiazione di corpo nero. Dagli spettri si nota come il profilo di corpo nero sia proprio della supernova alle fasi a 2 e 4 giorni, indicando la vicinanza al momento dell'esplosione. In questo periodo di tempo la temperatura cala velocemente da $(17500 \pm 400) \text{ K}$ a $(10600 \pm 300) \text{ K}$, come si osserva in tutte le supernovae II P nelle prime fasi evolutive, subito dopo l'esplosione. Successivamente la temperatura cala in maniera simile, sia per valore che per andamento, alla supernova SN 2012A, arrivando ai 5500 K dopo due mesi dall'esplosione e mantenendo un andamento pressoché costante.

Lo studio della supernova SN 2013ds si è basato su un'analisi spettroscopica della sua evoluzione. L'analisi completa di un evento di supernova presuppone la raccolta di dati sia spettroscopici che fotometrici per oltre un anno dopo l'esplosione. In questo modo si possono ottenere ulteriori informazioni fisiche sul processo esplosivo le quali, in ultima analisi, ci permettono di avere anche delle indicazioni sul precursore, cioè sulla stella che, giunta alla fine della sua evoluzione, è esplosa come supernova.

⁹<http://gnuplot.info/>

6 Referenze

- [1] R.Barbon, F.Ciatti, and L.Rosino, *Astron. Astrophys.* 72:287, 1979.
- [2] M.Caffo, *Astronomy, Cosmology and fundamental physics*, 1989.
- [3] B.W.Carroll & D.A.Ostie, *An Introduction to Modern Astrophysic*, Pearson Addison Wesley, 2007.
- [4] J.J.Eldridge & C.A.Tout, *MNRAS*, 353:87, 2004.
- [5] A.V.Filippenko, *Annu.Rev.Astron.Astrophys.*, 35:309, 1997.
- [6] E.K. Grassberg, *On the theory of the light curves of supernovae*, 1971.
- [7] A.Pastorello et al. *Mon.Not.R.Astron.Soc*, 370:1752, 2006.
- [8] D.Poznanski et al., *Mon.Not.R.Astron.Soc*, 426:1465, 2012.
- [9] R.M.Quimby et al., *The Astrophysics Journal*, 666:1097, 2007.
- [10] L.Tomasella et al., *MNRAS* 434:1636, 2013.
- [11] M.Turatto, S.Benetti, and E.Cappellaro, *Variety in Supernovae*, 2002.
- [12] M.Turatto, S.Benetti, and A.Pastorello, *Supernova class and subclasses*, 2007.
- [13] J.C.Wheeler et al., *Supernovae*, World Scientific Publishing, 1990.
- [14] J.G.Mengel, *The Astrophysics Journal*, 40:733, 1979.
- [15] S.J.Smartt, *Ann. Rev.Astron. Astrophy.*, 47:63, 2009
- [16] E.F.Schlafly, D.P. Finkbeiner, *Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD*, 2011.
- [17] J.A.Cardelli , G.C. Clayton, J.S. Mathis, *The relationship between IR, optical, and UV extinction*, 1989.
- [18] A.H.Harutyunyan et al., *A& A*, 488:383, 2008.
- [19] S.Blondin, J.L.Tonry, *The Astrophysical Journal*, 666:1024, 2007.