

ALMA MATER STUDIORUM · UNIVERSITÀ DI BOLOGNA

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Augusto Righi”

Corso di Laurea in Fisica

## Supernove di tipo Ia e loro uso come indicatori di distanza

**Relatore:**

Prof. Alessio Mucciarelli

**Presentata da:**

Alessio Fantoni

Anno Accademico 2024/2025

# Abstract

Le supernove di tipo Ia rappresentano uno strumento fondamentale per l’astrofisica e la cosmologia moderne, in particolare per il loro ruolo di candele standard, che permette la misurazione delle distanze cosmiche a partire dalla loro luminosità. Questo elaborato analizza le proprietà fondamentali di tali eventi esplosivi. Partendo dalla classificazione generale delle supernove, l’elaborato si concentra poi sui modelli di formazione delle supernove Ia, che ne descrivono l’innesto a partire dall’accrescimento di materia di una nana bianca di carbonio-ossigeno (CO-WD) all’interno di un sistema binario, fino al superamento della massa limite per la stabilità della struttura, e la successiva propagazione dell’esplosione. Dopo una digressione volta ad introdurre le grandezze fotometriche essenziali, quali luminosità, flusso e magnitudine, e il loro legame con la distanza della sorgente luminosa, sono approfondite le curve di luce delle supernove Ia, della loro notevole omogeneità e delle relazioni empiriche che permettono di correggere le variazioni sistematiche osservate, in maniera da poter stimare la loro distanza con grande precisione. Infine, si evidenzia l’importante contributo delle supernove Ia agli studi cosmologici, ovvero una prova osservativa a sostegno dell’espansione accelerata dell’Universo, suggerendo l’esistenza di una costante cosmologica positiva, oggi attribuita all’energia oscura.

# Indice

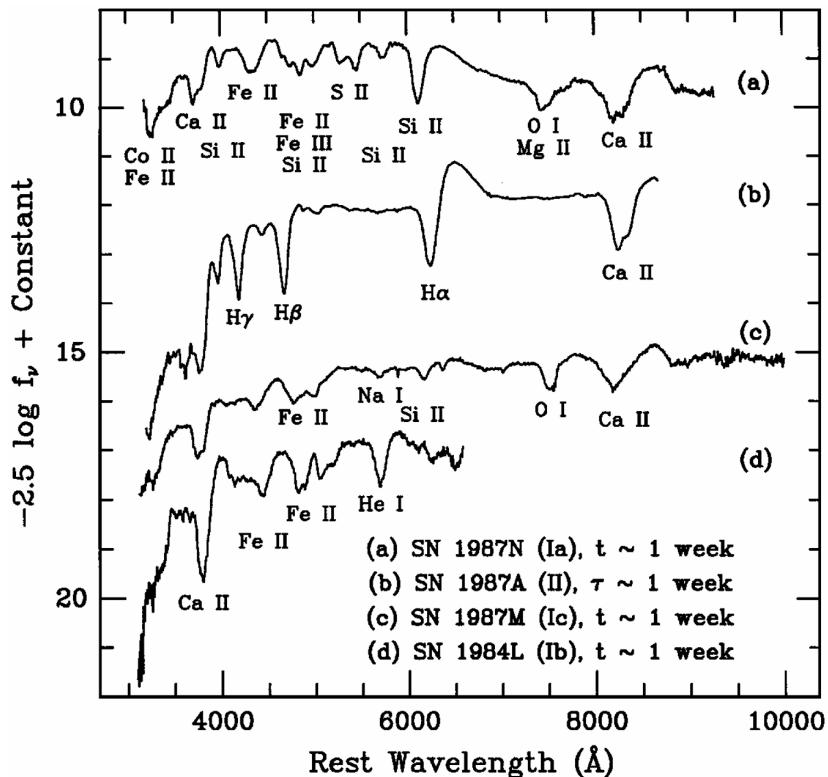
<b>1 Supernove - Introduzione</b>	<b>3</b>
<b>2 Supernove Ia - Formazione</b>	<b>5</b>
2.1 CO-WD . . . . .	5
2.2 CO-WD in un sistema binario . . . . .	7
2.3 Propagazione dell'esplosione . . . . .	8
<b>3 Luminosità e modulo di distanza</b>	<b>9</b>
3.1 Luminosità, flusso e magnitudine . . . . .	9
3.2 Modulo di distanza . . . . .	11
<b>4 Supernove Ia - Curve di luce</b>	<b>12</b>
4.1 Luminosità e decadimenti . . . . .	12
4.2 Spettri di assorbimento . . . . .	13
4.3 Uso come candele standard . . . . .	14
4.4 Evidenze per l'espansione accelerata dell'Universo . . . . .	16
<b>5 Conclusioni</b>	<b>18</b>

# Capitolo 1

## Supernove - Introduzione

Le supernove rappresentano la fase finale dell'evoluzione di numerose stelle e consistono nell'espulsione esplosiva dell'inviluppostellare, ossia dei loro strati più esterni, a causa del rapido collasso del nucleo e della conseguente onda d'urto che si propaga attraverso l'intera strutturastellare.

Storicamente, le supernove sono state classificate sulla base dei loro spettri di assorbimento, riportati in Figura 1.1.



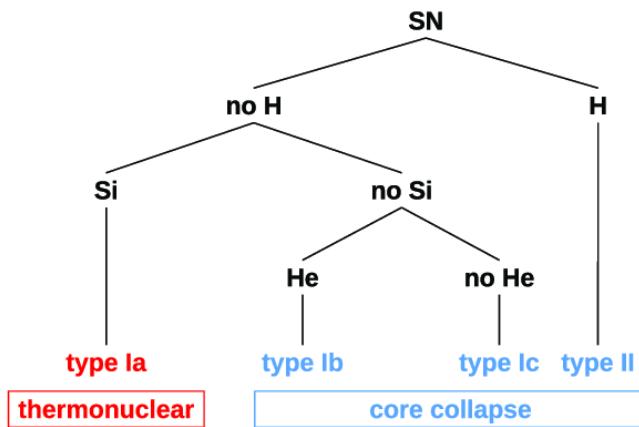
**Figura 1.1:** Spettri di assorbimento delle diverse categorie di supernove, osservati ad una settimana dal picco di luminosità (per le tipo I) e del collasso del nucleo (per le tipo II). Sulle ordinate,  $f_\nu$  è espressa in  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$  (Fonte: [2]).

Le supernove in cui si osservano le righe caratteristiche dell'idrogeno sono dette di tipo II; in loro assenza, si parla invece di supernove di tipo I. Quest'ultime sono ulteriormente suddivise in supernove Ia, Ib e Ic. Più precisamente, le supernove Ia mostrano le righe tipiche del silicio, le supernove Ib quelle dell'elio, mentre le supernove Ic non presentano traccia di nessuna delle due specie chimiche.

Le supernove possono anche essere classificate in base all'origine fisica della loro esplosione. Seguendo tale criterio, si sono definite le categorie di supernove *Core Collapse* e *termonucleari*. Le supernove Core Collapse sono il risultato dell'esplosione di stelle massive, con massa superiore alle  $8M_{\odot}$ , e includono le supernove di tipo II, Ib e Ic. La presenza o meno in queste stelle di gusci di idrogeno e/o elio, così come la loro assenza totale, produce l'ampia varietà di Core Collapse che si osservano, nonostante il meccanismo di formazione comune.

Al contrario, le supernove termonucleari, che coincidono con le supernove Ia, presentano caratteristiche simili tra loro e variabili in maniera sistematica. Ciò dipende dall'uniformità delle condizioni di innescio, che è il risultato dell'accrescimento di nane bianche di carbonio-ossigeno (**CO-WD**) all'interno di un sistema binario. Il processo di formazione delle supernove Ia è approfondito nel capitolo successivo.

Le due classificazioni sono schematizzate in Figura 1.2.



**Figura 1.2:** Schema riassuntivo delle classificazioni delle supernove (Fonte: <https://www.researchgate.net>).

# Capitolo 2

## Supernove Ia - Formazione

### 2.1 CO-WD

Progenitrici comuni delle supernove Ia in tutti i modelli di esplosione proposti sono le CO-WD. Le nane bianche di carbonio-ossigeno rappresentano la fase conclusiva della vita delle stelle di massa compresa tra  $0.5$  e  $8 M_{\odot}$ , ossia tutte quelle stelle che hanno massa sufficiente per innescare il bruciamento dell'elio nel nucleo, ma non sono in grado di proseguire con le reazioni termonucleari successive.

Una stella del genere, giunta nella fase di AGB (*Asymptotic Giant Branch*), è costituita da un nucleo inerte di carbonio e ossigeno, prodotti dal bruciamento dell'elio, e da gusci concentrici di idrogeno ed elio. Tali strati esterni, a seguito della contrazione della struttura, cominciano a bruciare in maniera alternata, causando l'espulsione di una notevole frazione della massa totale, con una perdita ad un tasso dell'ordine di  $10^{-4} M_{\odot}/yr$  (all'incirca una massa solare ogni decina di migliaia d'anni).

Perdendo massa, i gusci di idrogeno ed elio perdono anche la possibilità di innescarsi, così la stella esaurisce progressivamente le proprie reazioni termonucleari. Di conseguenza, il nucleo si contrae, fino a raggiungere una densità dell'ordine di  $10^6 \text{ g/cm}^3$ , valore a cui diventano rilevanti gli effetti quantistici per gli elettroni all'interno.

Gli elettroni degeneri sono in grado di esercitare una pressione tale da sorreggere l'intera struttura, mantenendola in equilibrio idrostatico. La CO-WD risultante è quindi costituita dal nucleo degenero di carbonio-ossigeno, circondato da un sottile guscio di elio (una frazione pari a  $10^{-2}$  della massa totale) e uno sottilissimo di idrogeno (una frazione pari a  $10^{-4}$  del totale).

Dal bilanciamento tra gravità e pressione degenera, è possibile ottenere la seguente relazione tra la massa e il raggio delle CO-WD

$$M^{1/3}R = \text{costante},$$

da cui risulta che le nane bianche più massive sono quelle di raggio inferiore. La

relazione trovata non è tuttavia valida per qualsiasi valore delle due grandezze. Infatti, sotto un certo valore del raggio, la densità diventa talmente elevata che devono essere tenuti in conto gli effetti di natura relativistica, che tendono a destabilizzare la struttura.

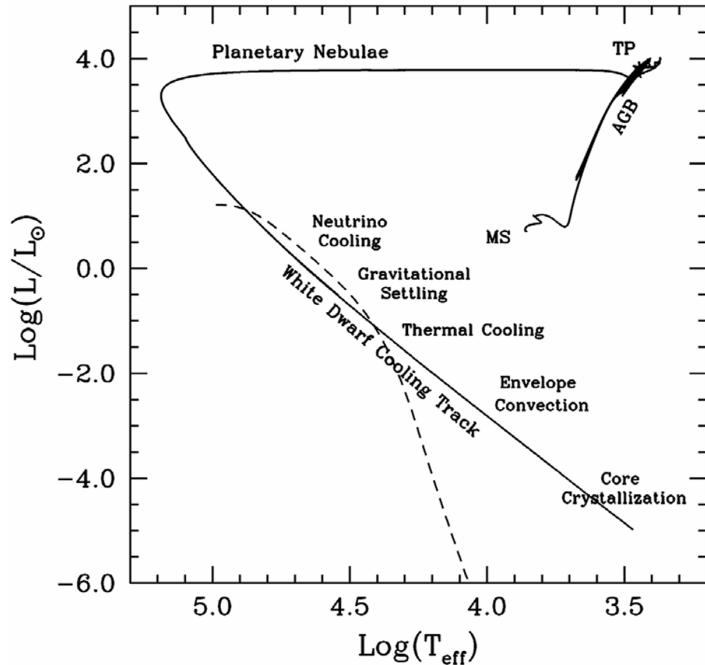
Esiste pertanto un limite di massa oltre cui non è più possibile mantenere una nana bianca in equilibrio stabile. Il limite prende il nome di **massa di Chandrasekhar** e vale all'incirca  $1.44 M_{\odot}$ . Più precisamente, il valore dipende dall'abbondanza in massa di idrogeno  $X$  come

$$M_{\text{Ch}} = 1.44(1 + X^2)M_{\odot},$$

ma, nel caso delle CO-WD, l'abbondanza di idrogeno è dell'ordine di  $10^{-4}$ , come detto precedentemente, pertanto la dipendenza è trascurabile.

Oltre tale valore, la forza di gravità prevale, col conseguente collasso dell'intera struttura. Il limite di Chandrasekhar non è valido solo per le nane bianche, ma per qualsiasi struttura sorretta dalla pressione degli elettroni degeneri.

Il destino di una CO-WD isolata è dunque quello di raffreddarsi progressivamente, irradiando la propria riserva interna di energia, costituita dall'energia termica degli ioni che la compongono. Il processo avviene senza perdita di massa e a raggio costante (data la relazione che lega le due grandezze). Nel diagramma H-R, in cui è possibile visualizzare la traccia evolutiva di una stella in termini di luminosità e temperatura efficace (in scala logaritmica), il raffreddamento delle CO-WD produce traiettorie rettilinee, come in Figura 2.1.



**Figura 2.1:** Traccia evolutiva teorica di una stella di massa intermedia nel diagramma H-R, con la lunga sequenza di raffreddamento rettilinea della CO-WD che ne rappresenta la fase evolutiva finale (Fonte: [4]).

## 2.2 CO-WD in un sistema binario

Per una CO-WD, la rottura dell'equilibrio idrostatico può avvenire solo se essa è capace di accrescere la propria massa fino a superare il limite di Chandrasekhar. Ciò è possibile all'interno di un sistema binario, dove la nana bianca può sottrarre materia alla sua compagna.

L'avvicinamento di due oggetti in un sistema binario è possibile, come previsto dalla relatività generale, grazie all'emissione di onde gravitazionali. Per un sistema privo di simmetria sferica, la variazione nella distribuzione di massa nello spaziotempo causa un cambiamento nella curvatura dello spaziotempo stesso, che si propaga in direzione uscente sotto forma di onda gravitazionale, col risultato di sottrarre momento angolare al sistema. A causa di questo effetto, le due compagne spiraleggiano l'una sull'altra.

Sulla natura della compagna della CO-WD nel sistema binario sono stati proposti diversi modelli. I più accettati sono il modello **double-degenerate**, in cui la compagna è a sua volta una CO-WD meno massiva, e quello **single-degenerate**, in cui la compagna è una stella non degenera.

Nel modello double-degenerate, la CO-WD meno massiva, e quindi di raggio maggiore, finisce per riempire e superare il proprio lobo di Roche, ossia la regione in cui la materia è gravitazionalmente legata ad essa, permettendo alla compagna più massiva di strapparne gli strati esterni. Quest'ultima, accrescendosi, tende sempre più alla massa di Chandrasekhar, fino a superarla. Quando ciò avviene, la CO-WD si contrae fino a raggiungere le condizioni per l'innesto del bruciamento del carbonio, a densità dell'ordine di  $10^9 \text{ g/cm}^3$ . Trovandosi in condizioni degeneri, l'attivazione è esplosiva e ha come risultato la completa disgregazione della nana bianca e l'esplosione in supernova.

Nel modello single-degenerate, il meccanismo di esplosione è lo stesso, ma è necessario tener conto della natura non degenera della compagna. Gli strati più esterni di una stella del genere, infatti, sono ricchi di idrogeno, che è invece assente negli spettri delle supernove Ia. Il problema è principalmente legato al tasso di accrescimento della nana bianca. In particolare, un tasso troppo elevato creerebbe uno strato notevole di idrogeno, che risulterebbe quindi osservabile negli spettri di assorbimento, mentre un tasso troppo basso causerebbe bruciamenti superficiali molto localizzati, col risultato di espellere l'idrogeno accumulato, vanificando l'aumento di massa e rallentando il raggiungimento della massa di Chandrasekhar.

È necessario un tasso intermedio, tale da provocare il bruciamento stabile dell'idrogeno, con flash meno violenti. L'olio prodotto, a seconda di diverse versioni proposte del single-degenerate, può partecipare attivamente all'esplosione di supernova o meno. Nel primo caso, i flash di olio che si originano hanno come conseguenza la conversione in carbonio e ossigeno e la produzione di onde d'urto dirette verso il nucleo, in grado di innescare le reazioni termonucleari anche sotto la massa di Chandrasekhar. Nel secondo

caso, in cui l'olio non contribuisce, lo strato accumulatosi viene espulso dalla pressione di radiazione dovuta alle reazioni nel nucleo. In tal maniera, anche l'olio è assente nello spettro della supernova, come previsto.

In precedenza, lo scenario single-degenerate era favorito, ma le condizioni più stringenti per la creazione di un'esplosione di supernova sono risultate in disaccordo con la frequenza osservata, prevedendone una inferiore. Lo scenario double-degenerate è quindi stato introdotto per una maggior aderenza alle osservazioni. L'ipotesi oggi maggiormente adottata è che contribuiscano entrambi gli scenari, con un maggiore contributo dagli eventi double-degenerate.

## 2.3 Propagazione dell'esplosione

A causa dell'elevata densità del nucleo e dell'aumento della temperatura in condizioni degeneri, l'innesto è esplosivo, col risultato di produrre elementi pesanti, con una prevalenza di nichel-56 e degli altri elementi del gruppo del ferro.

La propagazione successiva dei bruciamenti verso la superficie non è ancora del tutto chiarita. Indipendentemente dallo scenario, la propagazione del fronte verso l'esterno è possibile tramite eventi di **deflagrazione**, a velocità subsoniche, o di **detonazione**, a velocità supersoniche.

La dinamica della propagazione è fondamentale, poiché determina sia le caratteristiche della curva di luce della supernova che l'abbondanza chimica dei vari elementi che si osservano negli spettri. Infatti, il tasso delle reazioni termonucleari è fortemente dipendente dalla temperatura, che è a sua volta influenzata dalla densità della regione attraversata e dalla velocità di propagazione.

Tutti questi fattori sono quindi fondamentali per stabilire le specie chimiche prodotte. Un evento totale di detonazione, per la sua rapidità, causerebbe il bruciamento diretto dell'intera nana bianca in nichel, senza produrre altri elementi; una deflagrazione, data la sua gradualità, permetterebbe alla nana bianca di espandersi durante la combustione, diminuendo la sua densità e favorendo la sintesi di elementi di massa intermedia, quali silicio, zolfo, carbonio ed ossigeno.

I modelli più efficaci nel riprodurre le caratteristiche osservate delle supernove Ia combinano eventi di deflagrazione e detonazione.

# Capitolo 3

## Luminosità e modulo di distanza

Le supernove Ia appartengono ad una classe di oggetti astronomici noti come **candele standard**, di cui è possibile stimare la distanza (e quindi anche delle galassie che li ospitano) a partire dalla loro luminosità.

In astrofisica, a causa delle immense distanze in gioco, lo studio delle strutture cosmiche avviene in maniera indiretta attraverso la radiazione luminosa raccolta dai telescopi, oltre che dalla rivelazione delle particelle cosmiche e delle onde gravitazionali.

La radiazione ricevuta permette di ottenere numerose informazioni sulla sorgente stessa, quali distanza, appunto, ma anche velocità, massa, età e composizione chimica. Di seguito sono discusse le grandezze relative a luminosità e distanza delle sorgenti cosmiche e le relazioni che sussistono tra esse, in maniera tale da applicare tali risultati allo studio delle supernove Ia nel capitolo successivo.

### 3.1 Luminosità, flusso e magnitudine

La luminosità di una sorgente è la quantità di energia emessa nell'unità di tempo. Si definiscono la luminosità bolometrica  $L$ , per la quantità di energia totale, e la luminosità monocromatica  $L_\nu$ , per l'energia emessa nell'intervallo di frequenze  $[\nu, \nu + d\nu]$ , legate dalla relazione

$$L = \int_0^\infty L_\nu d\nu.$$

La luminosità è una proprietà intrinseca della sorgente, ma non è misurabile direttamente. Infatti, a parità di luminosità, una sorgente più distante appare più debole. Supponendo che la sorgente sia sferica e che emetta in maniera isotropa, l'energia si propaga normalmente alla superficie di sfere di raggio crescente, concentriche attorno alla stella. Il flusso, ossia la luminosità per unità di area, con tali assunzioni è

$$F = \frac{L}{4\pi r^2}.$$

Il flusso è quindi inversamente proporzionale al quadrato della distanza  $r$ . Solo una frazione dell'energia emessa raggiunge l'osservatore, proporzionalmente alla superficie investita. Analogamente alla luminosità, si definiscono un flusso bolometrico  $F$  e uno monocromatico  $F_\nu$ , legati dalla stessa relazione integrale.

Solitamente, invece di luminosità e flusso, in astrofisica si usano le **magnitudini**, apparente  $m$  e assoluta  $M$ . La magnitudine apparente è legata al flusso, ossia alla luminosità apparente, mentre quella assoluta è legata alla luminosità effettiva della sorgente ed è quindi una sua proprietà intrinseca.

La scala moderna delle magnitudini si basa su quella introdotta dagli antichi greci, che classificarono le stelle in una scala da 1 a 6, associando il valore più basso alla stella più brillante del cielo, quello più basso a quella a malapena visibile ad occhio nudo. La scala ottenuta non è lineare, ma logaritmica, più adatta a descrivere la risposta dell'occhio umano, e si basa sul fatto che, nella scala originale, ad una differenza di magnitudine unitaria corrisponde un rapporto tra i flussi delle sorgenti pari a circa 2.5. Così, per una generica differenza di magnitudine  $\Delta m = m_B - m_A$ , risulta

$$\frac{F_A}{F_B} = 2.5^{\Delta m},$$

da cui, invertendo, si ottiene che

$$m_A - m_B = -2.5 \log \left( \frac{F_A}{F_B} \right).$$

Tale definizione non è tuttavia univoca, poiché è data come differenza di magnitudine tra due oggetti. Si introduce pertanto una sorgente di riferimento, di magnitudine zero, con flusso  $F_0$ . Pertanto si ha, per una qualsiasi sorgente

$$m = -2.5 \log \left( \frac{F}{F_0} \right).$$

La stessa formula è valida per la magnitudine apparente monocromatica  $m_\nu$ , legata al flusso monocromatico  $F_\nu$ .

La magnitudine assoluta  $M$ , invece, è definita come la magnitudine apparente che la sorgente avrebbe se fosse posta a una distanza di 10 parsec dall'osservatore

$$M = m_{10pc} = -2.5 \log \left( \frac{F(10pc)}{F_0(10pc)} \right).$$

Ponendo tutte le sorgenti alla stessa distanza, si perde la dipendenza dalla distanza del flusso. Pertanto,  $M$  è legata direttamente alla luminosità come

$$M = -2.5 \log \left( \frac{L}{L_0} \right).$$

## 3.2 Modulo di distanza

Una volta definite le magnitudini, si può trovare la relazione tra  $M$  e  $m$  per una stessa sorgente, a distanza  $d$  dall'osservatore, partendo dalla loro differenza  $m - M$  (uguale a  $m - m_{10\text{pc}}$ , dalla definizione di magnitudine assoluta).

Risulta:

$$m - M = -2.5 \log \left( \frac{F(d)}{F(10\text{pc})} \right) = -2.5 \log \left( \frac{10\text{pc}}{d_{\text{pc}}} \right)^2 = -5 + 5 \log(d_{\text{pc}}),$$

dove  $d_{\text{pc}}$  è la distanza espressa in parsec.

Questa grandezza prende il nome di **modulo di distanza** e lega la magnitudine assoluta (quindi la luminosità) alla distanza di una sorgente. Solitamente, viene utilizzata per ottenere la prima a partire dalla seconda: infatti, non è spesso nota a priori la luminosità, mentre esistono numerosi metodi per stimare le distanze. Eventi come le candele standard, che includono anche le supernove Ia, invece, avvengono a luminosità fissa e nota, permettendo di determinarne la distanza.

# Capitolo 4

## Supernove Ia - Curve di luce

### 4.1 Luminosità e decadimenti

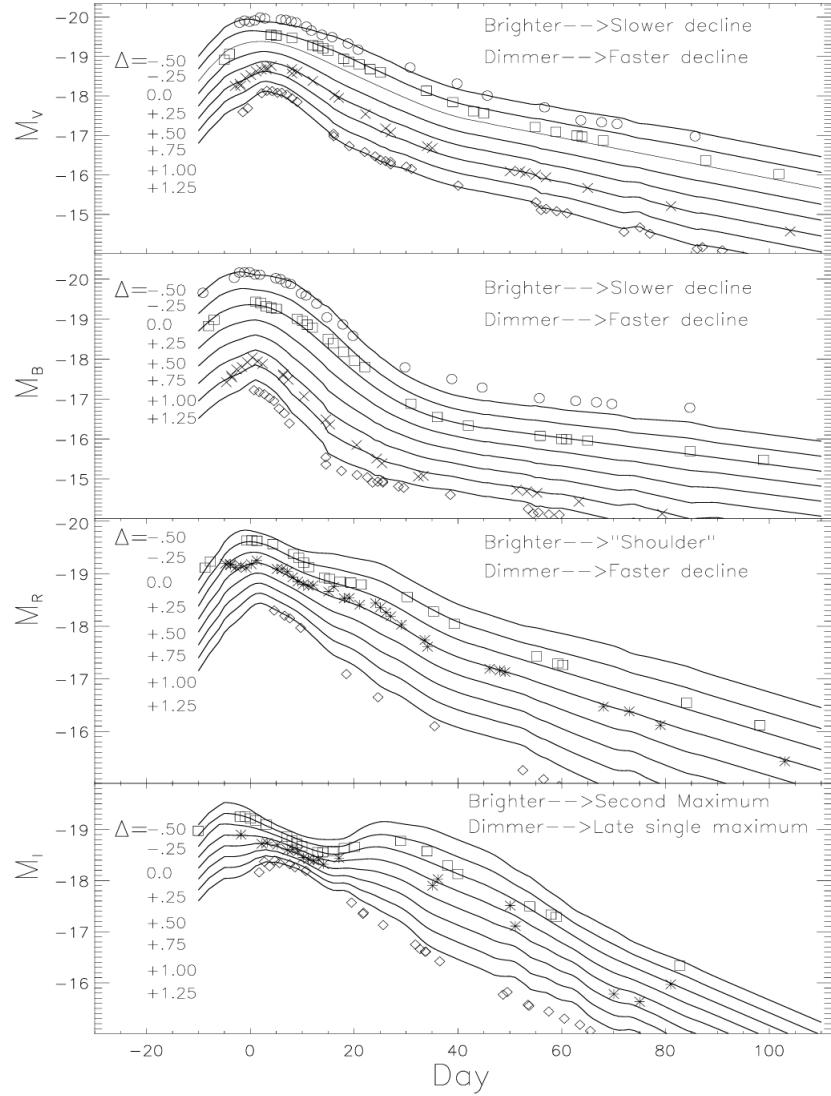
La **curva di luce** delle supernove Ia, ossia la loro luminosità in funzione del tempo, ha un andamento caratteristico data da un picco iniziale di circa  $10^{43}$  erg/s (all'incirca  $10^{10}L_{\odot}$ ), che può durare per un paio di settimane, e un progressivo decadimento che può essere osservato per mesi o anni, prima che la supernova diventi talmente debole da essere celata dalla luminosità della galassia ospite. Nell'ottico, l'energia totale emessa da un evento di supernova è all'incirca di  $10^{49}$  erg.

La curva di luce può essere studiata nelle diverse bande ottiche, in cui sono riscontrabili caratteristiche peculiari, come evidente in Figura 4.1. In generale, si osserva una variazione netta nella pendenza della coda dopo 25-30 giorni dal massimo in banda B. Nella banda I, invece, si osserva in corrispondenza di tale finestra temporale un secondo massimo per le supernove Ia più brillanti, mentre in quelle più deboli i due massimi si uniscono a formarne uno solo che avviene all'incirca dopo 5 giorni da quello in banda B.

La luminosità è alimentata principalmente dal decadimento di nichel-56 e cobalto-56. I raggi- $\gamma$  emessi da tali decadimenti, interagendo con i materiali espulsi al momento dell'esplosione, perdono energia e vengono riemessi come fotoni nel visibile e nel vicino infrarosso, in cui si ha la maggior parte dell'emissione delle supernove Ia. Col passare del tempo, la nube in espansione diventa sempre più trasparente nell'ottico, permettendo ad una frazione maggiore di raggi- $\gamma$  di passare imperturbati, col conseguente calo di luminosità osservata.

Il picco è determinato dal decadimento radioattivo del nichel-56, l'isotopo instabile prodotto dalla deflagrazione della nana bianca, che avviene tramite cattura elettronica e con tempo di dimezzamento di 6.1 giorni. Il decadimento produce l'isotopo cobalto-56, anch'esso instabile. Con un tempo di dimezzamento di 77 giorni, il cobalto-56 decade in ferro-56, che è invece stabile. Il processo avviene sempre per cattura elettronica, con probabilità di circa l'80%, o per decadimento  $\beta+$ , per il restante 20%. Quest'ultima via,

anche se meno probabile, contribuisce alla luminosità nelle fasi finali della supernova, grazie alla produzione di positroni e alla loro conseguente annichilazione.



**Figura 4.1:** Famiglia di curve di luce di diverse supernove Ia osservate in più bande ottiche (dall'alto: V, B, R e I) (Fonte: [12]).

Il ferro-56 costituisce il principale contributo delle supernove Ia all'arricchimento chimico del mezzo interstellare: all'interno delle galassie, circa 2/3 dei nuclei di ferro prodotti provengono dall'esplosione di supernove Ia, mentre il restante 1/3 è dovuto alle supernove di tipo II. Mediamente, si stima che ogni esplosione generi una quantità di ferro pari a circa  $0.6M_{\odot}$ .

## 4.2 Spettri di assorbimento

Ci concentriamo ora sulle proprietà spettroscopiche delle supernove Ia e osservare come esse cambino nel corso del tempo.

Sono del tutto assenti le righe spettrali di idrogeno ed elio, caratteristica che le distingue da tutte le altre supernove. In corrispondenza del picco di luminosità, si osservano le linee tipiche degli elementi di massa intermedia che costituiscono gli strati esterni della CO-WD, quali ossigeno, magnesio, zolfo, calcio e soprattutto silicio, neutri o singolarmente ionizzati.

Nella fase di declino della curva di luce, invece, questi elementi diventano sempre meno presenti poiché, come descritto precedentemente, assorbono una frazione minore dei raggi- $\gamma$  prodotti dai decadimenti; dominano pertanto gli elementi pesanti prodotti negli strati più interni, principalmente nichel, cobalto e ferro.

Il blue-shift nelle linee di assorbimento permette anche di stimare la velocità di espulsione dell'inviluppo, con valori nell'ordine di  $10^3 - 10^4$  km/s.

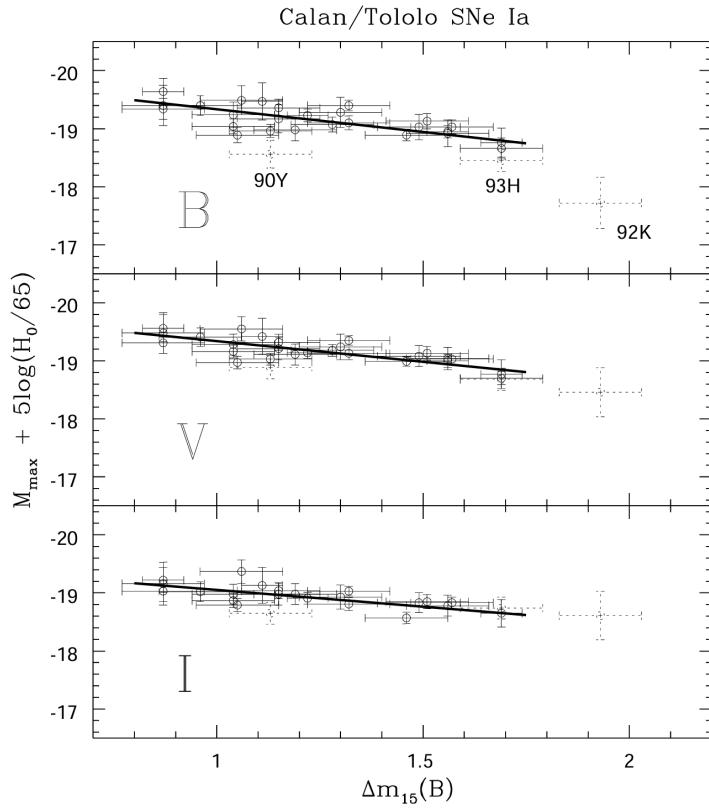
### 4.3 Uso come candele standard

La luminosità di una supernova Ia viene principalmente studiata nella banda B, centrata nel blu. In essa, la magnitudine assoluta media  $\langle M_{B,\text{max}} \rangle$  del picco è pari a  $(-19.3 \pm 0.3)$ . La bassa incertezza sul valore medio è rappresentativa di quanto la luminosità di picco sia molto simile per tutte le supernove Ia.

In origine, si riteneva che le supernove Ia potessero essere candele standard perfette, idea rafforzata dalle condizioni simili in cui si ritiene che avvenga l'innesto. Tuttavia, con l'affinamento delle tecniche osservative e l'aumento degli eventi osservati negli ultimi decenni, sono state notate variazioni non trascurabili.

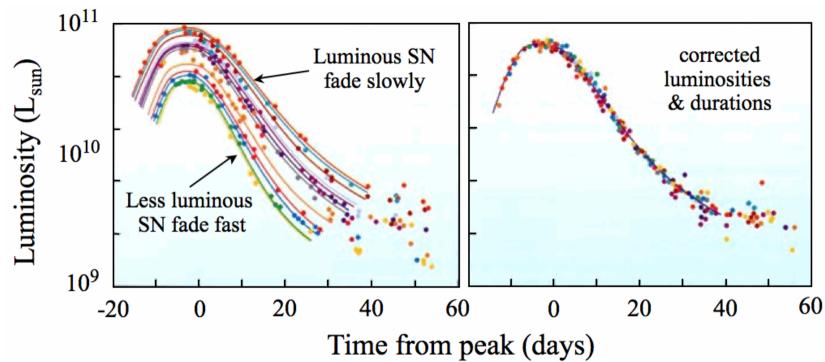
Tali variazioni, che potrebbero essere imputabili a lievi differenze nella massa delle CO-WD al momento dell'innesto o nel meccanismo di esplosione, si sono rivelate essere sistematiche, dunque standardizzabili con opportune correzioni, permettendo comunque di utilizzare le supernove Ia come candele standard.

In generale, le supernove Ia più luminose sono quelle la cui curva di luce decade più lentamente. Per rendere quantitativa tale evidenza, si sono introdotti diversi parametri legati alla rapidità di decadimento della curva. Tra i primi parametri usati vi è  $\beta$ , che rappresenta la pendenza media della curva di luce tra il picco e la variazione improvvisa di pendenza della coda (dopo 25-30 giorni dal picco circa). Tuttavia, a causa della difficoltà nel misurare  $\beta$ , si preferisce l'uso del parametro  $\Delta m_{15}(B)$ , più significativo e facile da osservare, che misura la differenza di magnitudine apparente nella banda B tra il 15° giorno successivo il picco e il picco stesso. La dipendenza del picco di magnitudine assoluta nelle diverse bande ottiche è lineare in  $\Delta m_{15}(B)$ , come riportato in Figura 4.2, ed ha permesso in alcuni casi di stimare distanze con accuratezze del 7-10%.



**Figura 4.2:** Magnitudine assoluta del picco nelle bande B, V e I in funzione di  $\Delta m_{15}(B)$ . La linea continua è ottenuta con un fit lineare pesato sui dati raccolti per 29 supernove Ia del *Calan/Tololo survey* (Fonte: [3]).

Un’alternativa è quella di introdurre un opportuno *stretch-factor*  $s$ , un parametro che rappresenti una dilatazione o una contrazione dell’asse temporale rispetto ad una curva di luce media e standardizzata che, combinata con un’opportuna normalizzazione della luminosità rispetto al valore di picco, riesca ad adeguarsi a quelle osservate caso per caso. La correzione funziona molto bene in prossimità del picco, mentre è presente una dispersione non trascurabile nella coda, come si può notare in Figura 4.3.



**Figura 4.3:** Applicazione dello stretch-factor, sulla destra, alle curve di luce non corrette, sulla sinistra (Fonte: <https://www.researchgate.net>).

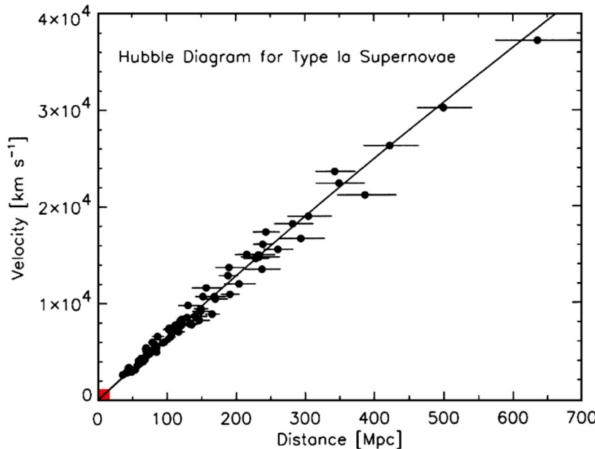
I diversi metodi introdotti per correggere le variazioni sistematiche nelle curve di luce hanno contribuito notevolmente all’osservazione dell’Universo lontano e alla misurazione di distanze con un notevole grado di precisione, con importanti conseguenze negli studi cosmologici.

## 4.4 Evidenze per l’espansione accelerata dell’Universo

In cosmologia è noto dalla prima metà del XX secolo, grazie alle osservazioni di E. Hubble (1929) e successive, che l’Universo è in espansione. Per l’Universo vicino, la velocità di allontanamento tra due galassie è proporzionale alla loro distanza  $D$ , secondo la legge di Hubble-Lemaître

$$v = H_0 D,$$

dove  $H_0$  è la costante di Hubble, il cui valore è ancora dibattuto (quello attualmente accettato è dell’ordine di 70 km/s/Mpc). La relazione lineare è evidente nel diagramma di Hubble riportato in Figura 4.4.



**Figura 4.4:** Diagramma di Hubble ottenuto dall’osservazione di supernove Ia, impiegate come indicatori di distanza (Fonte: [5]).

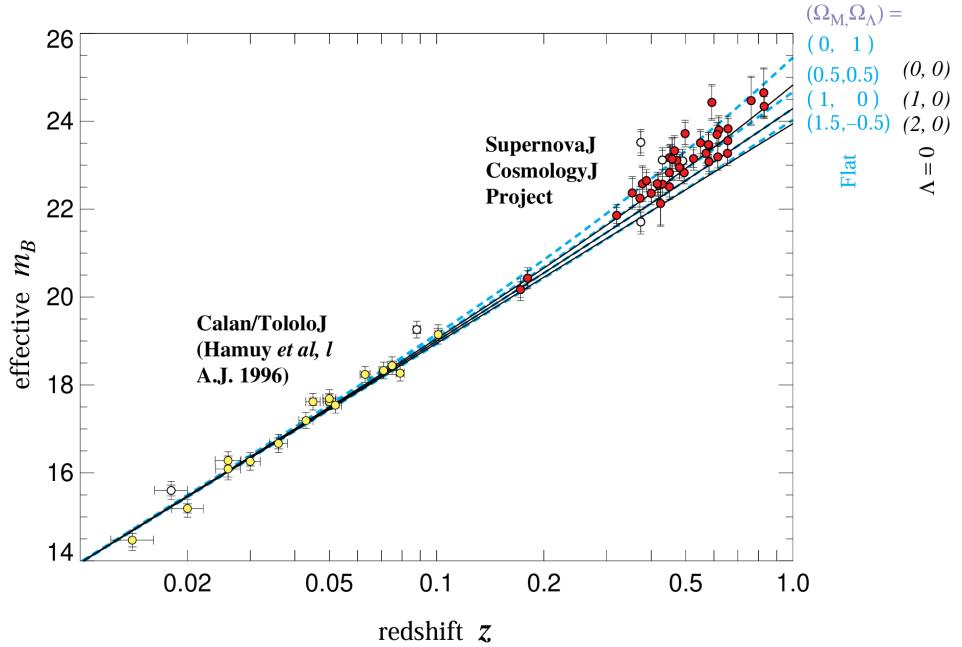
La scoperta avvenne grazie al redshift cui sono soggette le linee spettrali delle galassie, che si osservò essere proporzionale alla loro distanza. Si parla di redshift cosmologico  $z$ , definito come

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{em}}{\lambda_{em}},$$

dove  $\lambda_{em}$  è la lunghezza d’onda della radiazione emessa dalla sorgente, mentre  $\lambda_{obs}$  è quella misurata dall’osservatore, dilatata rispetto a quella emessa a causa dell’espansione dello spazio-tempo tra sorgente ed osservatore. Poiché il redshift aumenta all’aumentare della distanza della sorgente,  $z$  viene comunemente utilizzato in cosmologia per esprimere le distanze. Inoltre, a causa del valore finito della velocità della luce  $c$ , osservare

l’Universo a diversi valori di  $z$  equivale anche a studiare l’Universo in diversi istanti di tempo della sua storia.

Le supernove Ia, grazie alla loro elevata luminosità e alla possibilità, come descritto nella sezione precedente, di essere utilizzate come candele standard, hanno permesso di sondare l’Universo lontano, a grandi valori di  $z$ . Tali osservazioni fornirono una prova decisiva a sostegno dell’espansione accelerata dell’Universo, ossia che nel passato il tasso di espansione fosse minore di quello attuale e che pertanto  $H_0$  non debba essere considerata una costante universale, quanto un parametro dipendente dal tempo,  $H(t)$ . I dati sono riportati in Figura 4.5, dove è evidente il discostamento dall’andamento lineare previsto dalla legge di Hubble-Lemaître. Il modello che meglio si adatta ai dati sperimentali è parametrizzato da una costante cosmologica  $\Lambda$  positiva, di valore piccolo ma non nullo, che implica un’espansione accelerata e che si ritiene oggi essere legata all’esistenza dell’energia oscura.



**Figura 4.5:** Diagramma di Hubble in cui è riportata la luminosità delle supernove Ia osservate rispetto al loro redshift  $z$ . Sono anche riportate le curve previste da differenti modelli, parametrizzati dalla densità di massa  $\Omega_M$  e di energia  $\Omega_\Lambda$ . Le linee continue rappresentano modelli cosmologici con costante cosmologica  $\Lambda = 0$  ( $\Omega_\Lambda = 0$ ), le linee tratteggiate invece modelli per un Universo a geometria piatta ( $\Omega_\Lambda + \Omega_M = 1$ ) (Fonte: [10]).

# Capitolo 5

## Conclusioni

Osservativamente, le supernove Ia si distinguono dalle altre classi di supernove per l'assenza, nei loro spettri di assorbimento, delle linee di idrogeno ed elio, mentre sono invece presenti e molto intense quelle dovute al silicio. Si distinguono anche per il meccanismo d'esplosione: sono infatti supernove termonucleari, differenti da tutte le altre classi, che sono invece il risultato del collasso di stelle massicce, per questo definite supernove Core Collapse.

L'innesto delle supernove Ia avviene in condizioni molto simili tra loro ed è ormai comunemente accettato che l'esplosione sia dovuta all'accrescimento di massa di una CO-WD all'interno di un sistema binario. La natura della compagna e il meccanismo di accrescimento variano a seconda del modello proposto, con le due categorie principali costituite dagli scenari double-degenerate, in cui la compagna è a sua volta una CO-WD meno massiva, e single-degenerate, in cui la compagna è una stella non degenera. Per la sua natura degenera, la CO-WD si accresce fino a raggiungere la massa di Chandrasekhar, oltre cui non può più più mantenersi in equilibrio idrostatico. La conseguente contrazione della struttura permette di raggiungere le condizioni necessarie per l'innesto dei bruciamenti termonucleari di carbonio e ossigeno nel nucleo. La conseguente onda d'urto che si propaga negli strati esterni causa la completa disgregazione della CO-WD e l'esplosione in supernova.

Il risultato è una nube in espansione costituita da elementi di massa intermedia, prodotti dal bruciamento degli strati più esterni, mentre nelle regioni più interne vi è presenza di elementi pesanti, in particolare dell'isotopo instabile nichel-56. I successivi decadimenti, oltre alla produzione dell'isotopo stabile ferro-56, causano anche l'emissione di raggi- $\gamma$ , la principale fonte della luminosità della supernova.

Le curve di luce delle supernove Ia presentano caratteristiche molto simili tra loro, suggerendo un loro possibile uso come candele standard. Tuttavia, con osservazioni più precise, si sono osservate differenze non trascurabili: in generale, le supernove più brillanti sono anche quelle la cui luminosità decade più lentamente. Allo scopo di correggere tali variazioni per poter stimare distanze cosmiche con grande precisione, si sono

introdotte diverse relazioni empiriche che legano la luminosità di picco con la rapidità di decadimento, parametrizzate da fattori quali  $\beta$ ,  $\Delta m_{15}(B)$  o lo stretch-factor  $s$ . A seguito dell'applicazione di tali correzioni, le supernove Ia possono essere ricondotte ad una curva di luce media e standardizzata.

L'affinamento dell'uso delle supernove Ia come candele standard, combinato con la loro elevata luminosità, ha avuto l'importante conseguenza di poter sondare l'Universo lontano. È proprio dovuta all'osservazione delle supernove Ia una delle principali prove a sostegno dell'espansione accelerata dell'Universo, che oggi viene attribuita alla presenza dell'energia oscura, una forma di energia che permea l'Universo e ne costituisce circa il 70% del totale di massa-energia.

# Bibliografia

- [1] Francesco Rosario Ferraro. Appunti e dispense del corso di Stellar Evolution. Laurea Magistrale in Astrophysics and cosmology. Università di Bologna. 2024.
- [2] Alexei V Filippenko. «Optical spectra of supernovae». In: *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 35.1 (1997), pp. 309–355.
- [3] Mario Hamuy et al. «The absolute luminosities of the Calan/Tololo type IA supernovae». In: *arXiv preprint astro-ph/9609059* (1996).
- [4] Jordi Isern, Santiago Torres e Alberto Rebassa-Mansergas. «White dwarfs as physics laboratories: Lights and shadows». In: *Frontiers in Astronomy and Space Sciences* 9 (2022), p. 815517.
- [5] Robert P Kirshner. «Hubble’s diagram and cosmic expansion». In: *Proceedings of the National Academy of Sciences* 101.1 (2004), pp. 8–13.
- [6] Barbara Lanzoni. Appunti e dispense del corso di Astronomia. Laurea in Fisica. Università di Bologna. 2024.
- [7] T Matheson et al. «Optical spectroscopy of type Ia supernovae». In: *The Astronomical Journal* 135.4 (2008), p. 1598.
- [8] Dale A Ostlie e Bradley W Carroll. *An introduction to modern astrophysics*. Addison-Wesley Reading, MA, USA, 2007.
- [9] Saul Perlmutter. «Supernovae, dark energy, and the accelerating universe: The status of the cosmological parameters». In: *Proceedings of the XIX International Symposium on Lepton and Photon Interactions at High Energies. Stanford, California*. 1999.
- [10] Saul Perlmutter et al. «Measurements of  $\Omega$  and  $\Lambda$  from 42 high-redshift supernovae». In: *The Astrophysical Journal* 517.2 (1999), p. 565.
- [11] Mark M Phillips. «The absolute magnitudes of Type IA supernovae». In: *Astrophysical Journal, Part 2-Letters (ISSN 0004-637X)*, vol. 413, no. 2, p. L105-L108. 413 (1993), pp. L105–L108.

- [12] Adam G Riess, William H Press e Robert P Kirshner. «A precise distance indicator: Type Ia supernova multicolor light-curve shapes». In: *The Astrophysical Journal* 473.1 (1996), p. 88.