Indice

Scopo della Tesi

Le supernovae Ia rivestono un ruolo molto importante nei più svariati settori dell'astronomia, dell'astrofisica e della cosmologia. La loro importanza è basata principalmente sulla possibilità di poter essere utilizzate come indicatori di distanza.
Grazie alla loro omogeneità e alla loro elevata luminosità le SNe Ia costituiscono infatti un potente mezzo per sondare in profondità l'universo.
Tuttavia la scoperta sempre più frequente di oggetti peculiari poteva comprometterne l'utilizzo come indicatori di distanza; per questo si sono cercate e si cercano tuttora possibile correlazioni tra la magnitudine al massimo ed eventuali altri parametri osservabili, utili a calibrare la luminosità delle supernovae. In tal senso sono molto importanti i risultati di M.M. Phillips [19] [25], M. Hamuy et al. [17] [24] e A. G. Riess et al. [21] [23].
Grazie al successo di questi sforzi le supernovae Ia hanno recuperato il loro ruolo di indicatori di distanza. Tuttavia, anche se è stata provata l'esistenza di una correlazione tra la forma della curva di luce e la magnitudine assoluta, la sua esatta formulazione è ancora oggetto di dibattito.
Questo ha costituito lo spunto di questa tesi.

Sulla scia dei lavori citati, abbiamo portato avanti uno studio sulle possibili correlazioni tra morfologia della curva di luce e magnitudine al massimo.
A differenza dei lavori presenti in letteratura, i cui risultati si basano su un campione che va da una decina di oggetti [19] [17] a circa una quarantina [25], in questa tesi sono stati presi in considerazione 101 oggetti, cioè tutte le supernovae di tipo Ia presenti nell'archivio digitale ALiCE (*Asiago Light Curve Environment*) dell'Osservatorio Astronomico di Padova, all'epoca della stesura della presente tesi.

Non tutte le curve di luce raccolte presentano una buona copertura temporale, mancando per esempio misure intorno all'epoca del massimo.
In tal caso non è possibile determinare direttamente alcuni parametri fondamentali che descrivono la curva di luce. Per poter stimare epoca e magnitudine del massimo anche in questi casi, prendendo come esempio un lavoro di M. Hamuy et al. (1996), abbiamo proceduto alla costruzione di curve di luce *template* utilizzando le supernovae meglio seguite.
Abbiamo poi cercato evenuali correlazioni tra $\Delta m_{15}(B)$ e caratteristiche della galassia ospite.
I risultati ottenuti sono stati infine utilizzati per la determinazione della costante di Hubble e del parametro di decelerazione q_0.

Capitolo 1

Supernovae

1.1 Introduzione

Una supernova (SN) è una spettacolare esplosione che segna la fine catastrofica della vita di una stella. Queste sono tra le più energetiche manifestazioni relative a singoli oggetti che possiamo trovare in natura.
Le SNe possono essere classificate in base a caratteristiche spettrofotometriche in diversi tipi. In media una supernova esprime un'energia cinetica pari a 10^{51} erg e complessivamente libera fino a 10^{53} erg. Nelle prime settimane successive all'esplosione raggiunge una magnitudine assoluta tra -19 e -20, e quindi compete con la luminosità dell'intera galassia ospite che contiene miliardi di stelle. Nonostante questo la radiazione emessa nel visibile è solo una piccola parte di quella liberata: per le SNe di tipo II meno dell'1% dell'energia totale, la gran parte viene infatti dispersa sotto forma di neutrini.
Lo studio delle supernovae è una importante verifica dei modelli di evoluzione stellare e fornisce fondamentali informazioni riguardo la nucleosintesi dei metalli e quindi sull'evoluzione chimica delle galassie. Le supernovae hanno poi importanti implicazioni cosmologiche. La curva di luce relativamente uniforme come anche l'evoluzione spettrale consente infatti l'uso, seppur con attenzione, delle SNe Ia come candele standard utili per determinare la costante di Hubble H_0, il parametro di decelerazione q_0, il parametro di densità Ω_M e la costante cosmologica Ω_Λ. Tali oggetti sono importanti anche per lo studio delle stelle di neutroni, dei buchi neri e dei *supernova remnants* (SNRs); possono indurre formazione stellare ed hanno un importante ruolo

nella produzione di raggi cosmici, dei neutrini e probabilmente delle onde gravitazionali. Oltre che in ottico le SNe sono visibili in radio (almeno alcuni tipi), nella banda X e γ. Questi "fari" extragalattici si sono rivelati poi utili "orologi cosmologici" per lo studio degli effetti relativistici di dilatazione del tempo [1] o come sonde per lo studio delle polveri extragalattiche [2].
Le supernovae sono quindi oggetti estremamente interessanti ed il loro studio ha molteplici risvolti in ambito astrofisico. A partire dal 1920, quando Edwin Hubble determinò la natura extragalattica delle *nebulae*, si capì che alcune di quelle che si credevano delle novae ordinarie erano in realtà degli oggetti decisamente più brillanti. Da qui il termine coniato da Fritz Zwicky di "super-nova". Da allora sono state scoperte centinaia di supernovae, sia in modo casuale che attraverso ricerche specifiche (alcune anche automatiche) e oggi se ne osservano più di un centinaio l'anno Le supernovae vengono indicate con l'anno ed una lettera alfabetica in base all'ordine cronologico di scoperta; quando se ne contano più di 26 al posto della notazione tipo "1999A" si usa quella con due lettere minuscole tipo"1999aa". L'esplosione di una SN è comunque un fenomeno relativamente raro: in una galassia si osservano mediamente 3 o 4 eventi al secolo. Fonti storiche europee, cinesi, giapponesi, coreane ed arabe, riferiscono dell'osservazione di una decina di questi straordinari oggetti negli ultimi due millenni. Essendo state osservate ad occhio nudo si tratta di supernovae galattiche che devono essere apparse agli osservatori dell'epoca come brillanti "nuove" stelle, talvolta visibili anche di giorno, con una magnitudine apparente compresa tra 0 (SN 1181 AD) e -9 (SN 1006 AD). Queste cronache comprendono anche le famose "nuove-stelle" di Tycho Brahe del 1572 e di Johannes Kepler del 1604 come anche la supernova osservata nel 1054 in Cina, il cui resto, la Crab Nebula, è oggi ben visibile nella costellazione del Toro.

1.2 Classificazione delle supernovae

La prima distinzione delle supernovae in diverse classi risale già al 1940 quando Rudolph L. Minkowsky stabilì l'evidenza di due tipi principali di SNe. Osservando lo spettro nel periodo della massima luminosità, Minkowsky classificò le supernovae in tipo I, se nello spettro non compariva idrogeno in assorbimento o emissione, e tipo II se queste righe erano presenti. Più tardi Zwicky stabilì altre tre classi e cioè supernovae di tipo III, IV e V, che comprendevano tre supernovae di tipo II peculiari, osservate tra l'altro tutte nel 1961. Data la minore omogeneità delle caratteristiche delle SNe di tipo II apparve però subito controproducente classificare ogni oggetto come un tipo a parte, tuttavia la schematica suddivisione in due soli gruppi apparve insufficiente. Si introdussero quindi all'interno delle due classi ulteriori sottoclassi o ramificazioni in base alle diverse proprietà spettofotometriche dei vari oggetti. La nomenclatura corrente, come visibile in figura 1.1, comprende le supernovae di tipo I suddivise a loro volta in Ia, Ib, Ic e le supernovae di tipo II, distinte a loro volta in IIL e IIP per quanto riguarda le caratteristiche fotometriche, e IIn, IIb per quelle che si differenziano nello spettro.

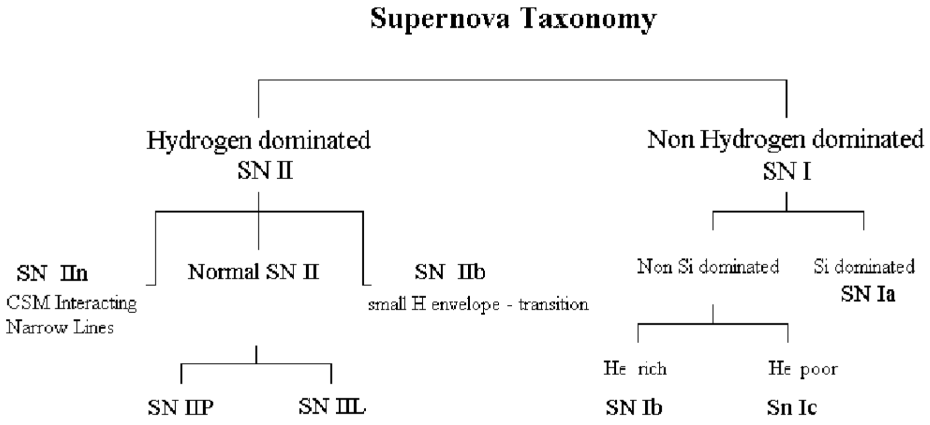

Figura 1.1: Classificazione delle Supernovae

Molto sinteticamente distinguiamo attraverso lo spettro relativo al periodo del massimo le SNe in tipo I se prive di H, tipo II altrimenti. All'interno delle tipo I abbiamo le Ia se è presente Si, Ib se manca il Si ma è presente He (assente nelle Ia), Ic se mancano sia il Si che l'He.
Per quanto riguarda le tipo II abbiamo, in base all'andamento della curva di luce, le IIP (dove P sta per *plateau*), per le quali la curva di luce dopo il massimo mostra appunto un "plateau" e le IIL (dove L sta per *linear*)

che invece dopo il massimo hanno una decrescita lineare. Oltre a questi due tipi "normali" sono state aggiunte altre due sottoclassi: le IIn, caratterizzate da righe strette nello spettro (n sta per *narrow*), e le IIb, che hanno un inviluppo sottile di H e hanno alcune caratteristiche proprie delle SN Ib.

1.2.1 Supernovae Ia

Tra i vari tipi di supernovae quelle di tipo Ia sono gli oggetti più brillanti ed omogenei. Le SNe Ia sono associate generalmente alle popolazioni stellari più vecchie e si osservano in galassie di tutti i tipi morfologici.

Lo **spettro** di questi oggetti è caratterizzato dall'assenza di idrogeno in ogni fase e da un evidente assorbimento a $\lambda 6150$Å nei giorni intorno al massimo. Questo assorbimento è dovuto al SiII il cui *blend* di righe a $\lambda\lambda 6347, 6371$Å è fortemente spostato nel blu a causa dell'elevata velocità di espansione della fotosfera, che raggiunge velocità tra i $10000 kms^{-1}$ e i $13000 kms^{-1}$ al massimo per poi calare a $9000 kms^{-1}$ un paio di mesi dopo. Lo spettro nel periodo prossimo al massimo è caratterizzato da elementi di massa intermedia quali O, Mg, S, Si e Ca mentre in epoche più tarde (a partire da una ventina di giorni a tre mesi dopo) domina il [FeII], anche se resta visibile del CaII in assorbimento. Più tardi, durante la fase nebulare, lo spettro è dominato da emissioni di [FeII], [FeIII]. In fig. 1.2 è riportato lo spettro al massimo di tre supernovae Ia (1987D, 1987N, 1990N), in fig. 1.3 è mostrata invece l'evoluzione nel tempo dello spettro della supernova Ia 1996X. Se si considera lo spettro di corpo nero che si ricava da osservazioni nel visibile e lo si confronta con l'andamento di quello osservato fuori dall'ottico, si ha che spettro delle SNe Ia mostra un deficit nell'ultravioletto, dovuto probabilmente ad un effetto *blanketing* generato da una moltitudine di transizioni, principalmente relative al [FeII] e [Co]. Anche nell'infrarosso appare una depressione rispetto a quanto ci si aspetterebbe dall'andamento nel visuale; per esempio nei giorni prossimi al massimo mentre dal continuo in ottico si ricavava per la SN 1981B[1] una temperatura di corpo nero pari a T=15800 K, in UV e IR si ricavava invece un valore intorno ai 9400K.

La **curva di luce** delle SNe Ia classiche è molto omogenea, caratterizza-

[1] Blair & Panagia 1987

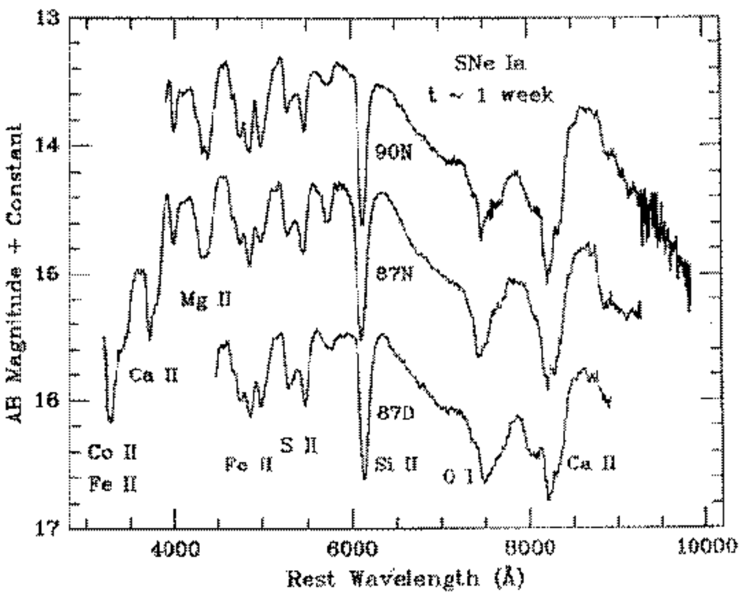

Figura 1.2: Spettro di tre supernovae di tipo Ia intorno al massimo. (1987D, 1987N, 1990N)

ta da un picco nel blu a $M_B = -19.52 \pm 0.07$ [27]. Il picco, largo complessivamente una trentina di giorni, è caratterizzato da una rapida salita al massimo ed una veloce decrescita lineare con pendenza media $\beta_B = 10mag/100giorni$ (circa 3 magnitudini in un mese). Dopo circa 50 giorni il declino di luminosità diventa meno ripido con una pendenza variabile tra $\gamma_B = 0.012 - 0.015 magd^{-1}$. Il punto dove cambia la pendenza è detto *"inflection point"*. Anticipando i risultati di questa tesi mostriamo in fig.1.4 le curve di luce di tutte le supernovae prese in considerazione, sovrapposte in modo da far coincidere epoca e magnitudine del massimo. Si noti la notevole omogeneità che le caratterizza. A partire dalla banda V e spostandosi verso l'infrarosso compare sempre più evidente, almeno fino ai $2\mu m$, un secondo picco a 20-30 giorni dal massimo principale. Questo comportamento potrebbe essere collegato al silicio presente negli *ejecta* che potrebbe formare grani e molecole e causare un temporaneo assorbimento in queste bande prima di disperdersi nello spazio. Le SNe Ia non sembrano fortemente polarizzate e

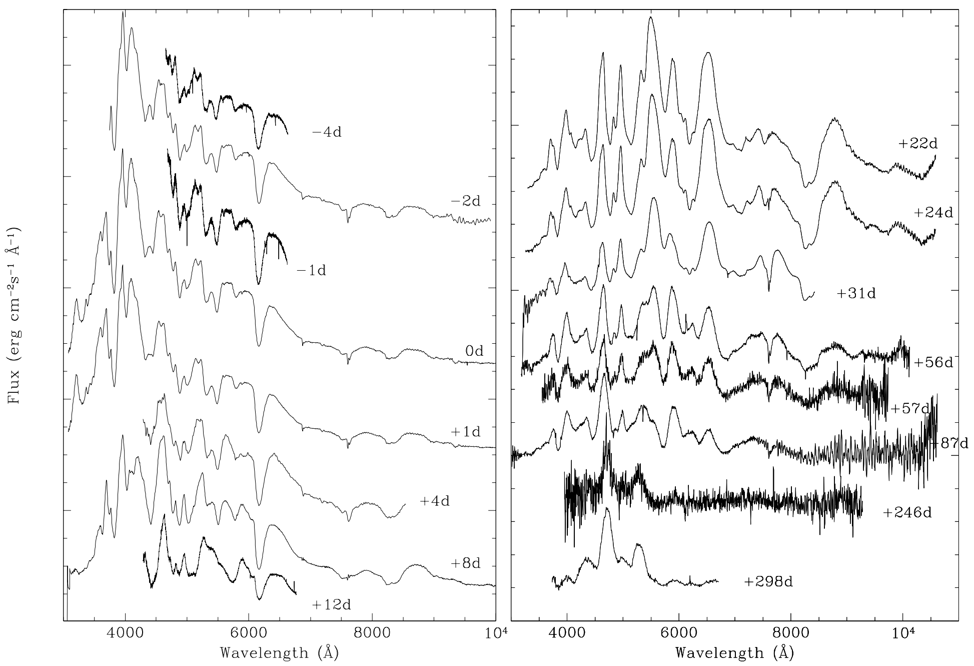

Figura 1.3: Evoluzione nel tempo dello spettro di una supernova Ia (1996X). Il numero associato ad ogni spettro indica la fase dal massimo.

non sono sorgenti radio o X, segno quest'ultimo di debole o assente interazione con il mezzo interstellare. A dispetto della notevole omogeneità ci sono, all'interno di questa classe, alcuni oggetti peculiari che presentano delle caratteristiche che li differenziano dalle SN Ia "canoniche"; due esempi opposti sono la SN 1991T e la SN 1991bg. La 1991T è stata in V circa 0.6 mag. più brillante di una SN Ia classica, dalla quale si differenzia anche per un picco più largo e un più lento declino dal massimo. Il secondo picco infrarosso è apparso in ritardo e più debole della media. Anche per quanto riguarda lo spettro la SN 1991T ha mostrato delle anomalie (per esempio l'assenza del SiII al massimo e la presenza del FeII). All'altro estremo troviamo la SN 1991bg che fu più debole in V di 1.4 mag. rispetto alla norma, con un picco più rosso e più stretto di una SN Ia tipica, senza secondo massimo in IR

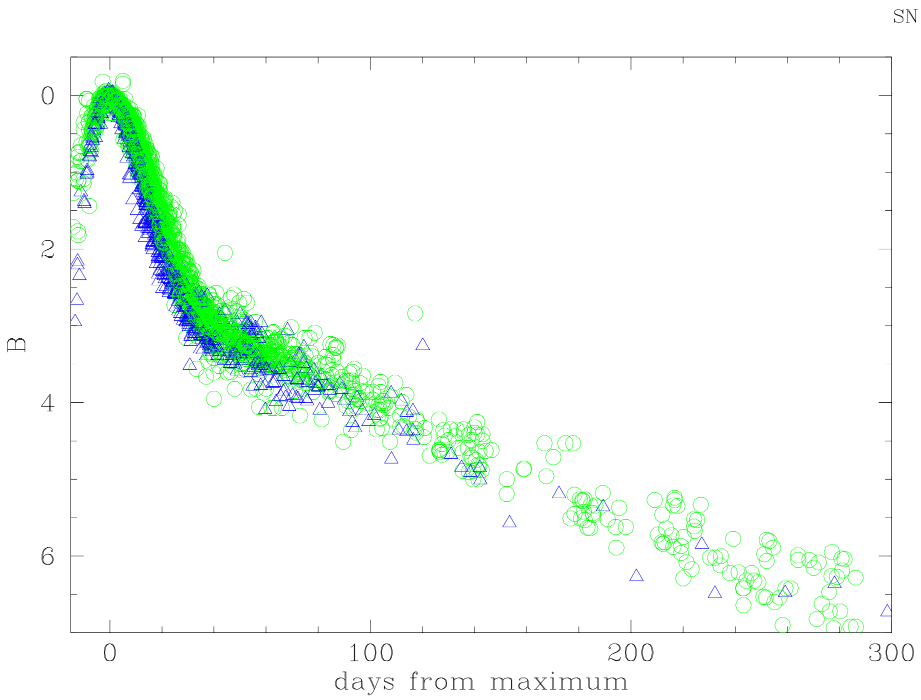

Figura 1.4: Sovrapposizione di 87 curve di luce prese in considerazione in questa tesi. Con i cerchietti sono rappresentati gli oggetti con $\Delta m_{15} < 1.3$ e con i triangoli quelli con $\Delta m_{15} > 1.3$ (vedi cap. 4).

e con altre anomalie nello spettro (come ad esempio scarsità di Fe). Non è ancora ben chiaro se queste supernovae "anomale" siano delle eccezioni relativamente rare ed a sè stanti o se siano gli estremi di una distribuzione uniforme.

Il modello standard che spiega abbastanza bene le osservazioni delle SNe Ia consiste in una nana bianca (prodotto finale di stelle con una massa tra $1-8M_{\odot}$) in un sistema binario stretto. La nana bianca, dopo essersi liberata dell'inviluppo esterno ricco di idrogeno, riceve da una compagna massa sufficiente per raggiungere il limite di Chandrasekhar ($M_{Ch} = 1.4M_{\odot}$). Superato questo limite la pressione degli elettroni degeneri non riesce più a sostenere la nana bianca e temperatura e densità raggiungono valori tali da innescare il bruciamento termonucleare del carbonio. Dato che l'esplosione avviene sempre una volta raggiunta la medesima massa, si spiegherebbe perchè le SNe Ia siano una classe molto omogenea. In condizioni degeneri la pressione è insensibile alla temperatura per cui l'aumento di temperatura non viene bilanciato da una espansione della stella ma anzi accelera sempre più le reazioni (si ha un *"runaway termico"*) del carbonio prima e dell'ossigeno poi. Questo processo instabile è la causa della violenta esplosione che origina la supernova. L'energia dell'esplosione è E=(nuclear energy release)-(binding energy of the white dwarf)=1.3×10^{51}erg, più che sufficiente a distruggere completamente la nana bianca. L'energia dell'esplosione va in energia cinetica nell'espansione e, se fosse l'unica sorgente di energia, la SN non brillerebbe come si osserva. Tuttavia nella nucleosintesi esplosiva viene prodotta una grande quantità di ^{56}Ni, circa $0.6 M_\odot$ [2]. È proprio il decadimento radioattivo del ^{56}Ni a sostenere la curva di luce (il ^{56}Ni decade in ^{56}Co con un tempo di dimezzamento di 6.6 giorni; il ^{56}Co decade poi in ^{56}Fe con un tempo di dimezzamento di 77 giorni). Questi decadimenti producono raggi γ che degradano in radiazione X attraverso *scattering* Compton. L'assorbimento fotoelettrico della radiazione X e la ionizzazione collisionale dovuta agli elettroni energetici riscalda finalmente il materiale in espansione e produce radiazione visibile. La curva di luce sostenuta da questi processi raggiunge il massimo 15 giorni dopo l'esplosione e declina successivamente a causa della crescente trasparenza degli *ejecta* alla radiazione γ e della diminuzione del materiale radiattivo. La curva di luce così calcolata è in ottimo accordo con i dati sperimentali.

All'interno di questo schema generale ci sono comunque più scenari che descrivono i **progenitori** e i meccanismi di esplosione in dettaglio, in modo da accordare quanto più possibile le previsioni teoriche con i dati sperimentali. Sempre a partire da una nana bianca di C+O si sono ipotizzati diversi modelli che spiegherebbero il raggiungimento della massa di Chandrasekhar: nel modello **DD** (*double degenerate*) si ipotizza la fusione di 2 nane bianche che hanno perso momento angolare tramite onde gravitazionali orbitando in un inviluppo comune. Nello scenario **SD** (*single degenerate*) invece la nana

[2] "Type Ia Supernovae: Their Origin and Possible Applications in Cosmology" Ken'ichi Nomoto, Koichi Iwamoto, Nobuhiro Kishimoto

bianca riceverebbe materia da una compagna meno evoluta che, allo stadio di gigante rossa, riempe il suo lobo di Roche. Lo scenario **SD-sub-Ch** prende invece in considerazione l'esplosione di una nana bianca al di sotto del limite di Chandrasekhar [11] [12] [13]; in questo caso sarebbe un flash dell'elio, sempre originato da accrescimento da una compagna, ad innescare la detonazione del nucleo di C/O.
Per quanto riguarda l'esplosione stessa si hanno modelli che prevedono una propagazione subsonica dell'onda d'urto (e quindi una **deflagrazione**), oppure una propagazione supersonica (**detonazione**), oppure una deflagrazione seguita da una detonazione (**delayed detonation**) [10] [16]; in ogni caso il fronte d'urto brucia al suo passaggio parte del materiale rimasto incombusto e, a seconda delle modalità con cui avviene questo processo, si hanno diverse abbondanze di elementi prodotti nella nucleosintesi finale e diverse caratteristiche spettrofotometriche delle SNe Ia.
La curva di luce, sostenuta dal decadimento radioattivo

$$^{56}Ni \rightarrow ^{56}Co \rightarrow ^{56}Fe$$

dipende principalmente dal tempo di diffusione $\tau_m \propto (kM_{Ni}/v_{exp}c)^{1/2}$ dove k è l'opacità, c la velocità della luce e $v_{exp} \propto (E/M)^{1/2}$. Per τ_m lunghi il declino della curva di luce è più lento, per M_{Ni} maggiori la supernova è più brillante. L'omogeneità di M_{Ni} e dell'energia E prodotta (secondo il modello W7: $M_{Ni} \simeq 0.6 \pm 0.1 M_\odot$ ed $E = 1.3 \pm 0.1 \times 10^{51} erg$) spiegherebbe automaticamente l'uniformità osservata nelle curve di luce. Allo stesso modo le variazioni osservate nel picco delle curve di luce potrebbero essere dovute a piccole variazioni della quantità di ^{56}Ni prodotto. Dato che maggiore è ^{56}Ni, più lungo è τ_m, si ha che le SNe Ia più brillanti hanno un declino più lento della curva di luce, come si è effettivamente osservato.

1.2.2 Supernovae di tipo Ib e Ic

Le SN Ib furono introdotte formalmente nel 1985 con la scoperta della SN 1985F, anche se non mancavano dei precedenti. Già nel 1964 Bertola [4] [5] aveva notato che gli spettri delle SNe 1962L e 1964L si accordavano molto bene con quello di una SN I classica eccetto che per l'assenza della riga del Si a 6150Å. Inizialmente questi oggetti furono classificati come SN I "peculiari" e poi dimenticati fino a quando non furono scoperti oggetti simili negli anni '80 e '90.

Le SNe Ib sono caratterizzate nel periodo del massimo dall'assenza della riga del Si e da evidenti righe di He I specialmente a $\lambda 5876 Å$. Le supernovae di tipo Ic sono invece prive sia del SI che dell'He. Non è ben chiaro se le supernovae di tipo Ib ed Ic siano effettivamente classi di oggetti ben distinti o se ci sia una transizione graduale dalle une alle altre al variare dell'He. Le Ib sono comunque più rare delle Ic. A differenza delle SNe Ia standard le Ib/Ic sono spesso sorgenti radio durante i primi mesi dall'esplosione. Mentre le SNe Ia sono osservate in tutti i tipi di galassie, le Ib/Ic esplodono solo in galassie a spirale, preferibilmente di tipo Sbc o più evolute; sono spesso associate a regioni HII e a regioni con intensa formazione stellare, sono tipicamente più deboli delle Ia e sono più rosse. Nel periodo del massimo mostrano un deficit nell'UV ma non nell'IR (a differenza delle Ia) rispetto alla curva di corpo nero ricavata nel visibile. Lo spettro relativo alle SN Ib in periodi successivi al massimo è dominato da righe in emissione di [OI], CaII, Na, Mg, estremamente allargate dall'elevata velocità di espansione. Gli spettri in fase nebulare delle SN Ib/Ic sono molto simili tra di loro.
Una interessante eccezione a questa classificazione è la SN 1987K: mentre al massimo mostrava chiaramente righe di H, 4 mesi dopo, in fase nebulare, non c'era più traccia di H ed anzi lo spettro era molto simile a quello di una SN Ib/Ic alla stessa fase. Questa transizione suggerisce una maggiore affinità delle SN Ib/c con le SN II piuttosto che con le SN Ia.

La **curva di luce** delle Ib mostra un declino con una pendenza pari a 0.06mag/giorno per i primi 40 giorni dopo il massimo e 0.010mag/giorno successivamente. Come per le SNe Ia, il ^{56}Ni gioca un ruolo importante nella curva di luce, sostenendola e contribuendo alle variazioni osservate tra un oggetto e l'altro. A differenza delle Ia (escluse le subluminose come la SN 1991bg Filippenko *et al.* 1992, Porter *et al.* 1993) esse non mostrano alcun secondo picco nelle bande IR.

Per quanto riguarda i **progenitori**, la loro localizzazione in regioni di formazione stellare in galassie a spirale induce a pensare che le SNe Ib/Ic siano associate a stelle relativamente massicce. Modelli studiati per spiegare la curva di luce coinvolgono *ejecta* di $5 - 6 M_{\odot}$, valori troppo grandi per uno scenario collegato ad esplosioni termonucleari come quello delle SN Ia. Per questo si pensa che le SN Ib/Ic derivino da stelle massicce che hanno perso l'inviluppo esterno di H. Ci sono vari modelli che spiegano la perdita di tale inviluppo: attraverso forti venti stellari, quali quelli dovuti alla pressione di radiazione in stelle molto luminose, come ad esempio stelle Wolf-Rayet, oppure attraverso il trasferimento di massa ad una compagna, nell'ambito di un sistema binario. Il tasso di esplosione delle SN Ib/Ic è troppo elevato perchè derivino solo da progenitori abbastanza massicci da perdere l'inviluppo di H attraverso venti stellari, l'altra possibilità è proprio quella che derivino da sistemi binari. Un'ipotesi ragionevole, ma che non è stata ancora dimostrata, è quella che considera le SN Ib/Ic identiche alle SN IIP, se non fosse per l'aver perso tutto l'inviluppo di H. Si pensa quindi che i progenitori siano stelle di elio di circa $3M_{\odot}$, prodotto finale di stelle con massa iniziale maggiore di $12M_{\odot}$.

Se queste ipotesi sono giuste il **meccanismo di esplosione** è il collasso del nucleo: la stella di elio che ne deriva infatti evolve esattamente come farebbe l'equivalente nucleo di He all'interno di una stella massiccia, innescando l'esplosione che origina la supernova attraverso il collasso del *core* di ferro, come accade nelle SN II. L'esplosione inoltre lascia come residuo una stella di neutroni; se tale stella di neutroni resta all'interno di un sistema binario, l'evoluzione successiva del sistema può dar luogo ad una sorgente X. Recentemente in un certo numero di casi le SNe Ib/Ic sono state associate al misterioso fenomeno dei *gamma-ray bursts*.

1.2.3 Supernovae di tipo II

Le SNe di tipo II sono osservate solo in galassie a spirale e soprattutto nei bracci di tali galassie. All'interno di tale classe c'è una forte disomogeneità. Tra le SNe di tipo II "normali" possiamo distinguere le **IIL** e le **IIP**.
Prendendo in considerazione le **curve di luce** si osserva che le IIP mostrano dopo il massimo una specie di gradino o *"plateau"* largo $30-80$ giorni, durante il quale la loro luminosità rimane circa costante. Le SNe IIL sono caratterizzate da una curva di luce simile a quella delle Ia. Dopo essere salite al massimo in circa 2 settimane la loro curva di luce declina in modo lineare ad un tasso di 0.05 mag/giorno. Come nelle Ia la curva di luce, almeno dopo

il *"plateau"*, è sostenuta dal decadimento $^{56}Ni \rightarrow ^{56}Co \rightarrow ^{56}Fe$. Secondo alcuni studi [3] una SN II dovrebbe produrre da $\sim 10^{-3} M_{\odot}$ (per una SN di $10 M_{\odot}$) fino a $\sim 10^{-1} M_{\odot}$ di ^{56}Ni (per una SN di $40 M_{\odot}$).
E' ancora oggetto di dibattito se le SN IIP e IIL siano due classi distinte o gli estremi di una distribuzione continua. Considerando le SNe II in generale si ha una magnitudine al massimo, in banda B, pari a $M_B = -17.5 + 5 log_{10} h$. Bisogna tener conto però del fatto che queste supernovae mostrano una dispersione del picco anche di 2 magnitudini; è presente una elevata dispersione anche nelle velocità di espansione che variano tra i 2000 e i $20000 kms^{-1}$. In fig. 1.5 sono confrontate le curve di luce tipiche delle supernovae di tipo Ia, IIP e IIL.

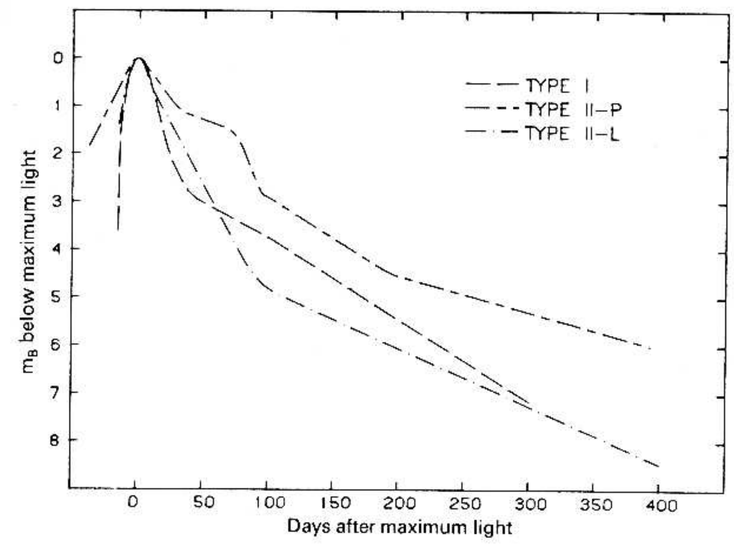

Figura 1.5: Confronto delle curve di luce relative a supernovae di tipo Ia, IIP e IIL.

Lo **spettro** delle SN II al momento del massimo mostra un'andamento praticamente continuo, con solo una debole traccia di H e talvolta He in assorbimento. Più tardi H diventa sempre più intenso in emissione e compaiono assorbimenti del Ca II, Na I, Fe II, Ti II e ScII. In fig. 1.6 è mostrato un tipico spettro di una supernova di tipo II circa un mese dopo il massimo.

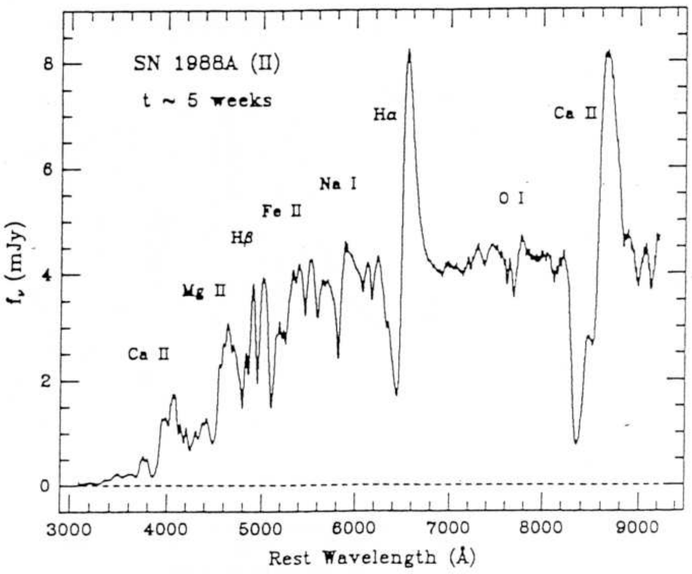

Figura 1.6: Spettro di una supernova di tipo II circa un mese dopo il massimo.

Per quanto riguarda i **progenitori** si suppone che le SN II siano originate da supergiganti rosse di massa pari a $10 - 25M_\odot$ e comunque maggiore di $8M_\odot$ (considerata la massa minima per generare una stella di neutroni) e inferiore a $40M_\odot$, valore oltre il quale l'instabilità pulsazionale e intensi venti stellari possono privare la stella dell'esteso inviluppo ricco di H che contraddistingue questo tipo di supernovae. Il limite superiore comunque non è ben certo. SN 1987A ha mostrato che almeno alcune SN II subluminose possono essere originate anche da supergiganti blu. Probabilmente alcune variazioni delle caratteristiche all'interno di questa classe sono dovute proprio alla diversa massa dei progenitori. Si suppone addirittura che ci sia sovrapposizione tra l'intervallo di masse delle SN II e delle SN Ib/Ic, e la metamorfosi da tipo II a Ib della SN 1987K sembrerebbe a sostegno di questa ipotesi. La transizione da tipo II a Ib sarebbe quindi graduale, dovuta a variazioni della quantità di H presente nell'inviluppo esterno.

Per quanto concerne il **meccanismo di esplosione** la SN 1987A ha confermato la correttezza del modello che prevede il collasso del nucleo della stella con conseguente formazione di una stella di neutroni (o al limite di un buco nero), sulla quale "rimbalzano" gli strati più esterni che, grazie all'energia assorbita dal flusso di neutrini, esplodono verso l'esterno. Osservazioni della 1987A hanno rilevato questa fuga di neutrini, evidenza del collasso gravitazionale.

Oltre alle SNe IIP e IIL, distinte in base a caratteristiche fotometriche, esistono anche delle classi peculiari spettroscopiche: le **SN IIn**, il cui prototipo è la SN 1988Z (scoperta da Candeo ad Asiago) e le **SN IIb**.
La caratteristica principale delle IIn è la forma particolare delle righe della serie di Balmer: strette e senza assorbimento P-Cygni. Anche la curva di luce risulta anomala, con un massimo brillante e largo cui segue un declino molto lento. Si pensa che siano originate dall'esplosione di stelle molto massicce immerse in un denso mezzo circumstellare. La radiazione che ci arriva sarebbe dovuta alla conversione dell'energia cinetica dell'inviluppo della SN nell'urto con il materiale circostante. Questo sembra essere confermato dalla presenza nello spettro di righe coronali, indice dello shock. Anche alcune SNe di tipo IIn sono associate a *gamma-ray burst*.
Infine, il caso delle SNe 1987K e 1993J, che hanno mostrato una metamorfosi da tipo II al massimo a tipo Ib/Ic in fase nebulare, ha portato alla designazione della classe IIb.

1.3 Supernova *Rate*

La determinazione della frequenza di esplosione delle SNe è ancora argomento di discussione in quanto presenta diversi problemi che la rendono difficoltosa.
Questo perchè le osservazioni possono essere soggette ad effetti di selezione; in particolare è difficile stimare l'estinzione delle galassie, specie di quelle fortemente inclinate e, soprattutto per quanto riguarda le osservazioni effettuate tramite lastra fotografica, si possono perdere eventi vicini al nucleo sovraesposto delle galassie.

Da un recente lavoro di Cappellaro et al. (1999) [6], nel quale è stato considerato il più grande campione statistico mai raccolto per il calcolo del tasso di esplosione delle supernovae, si ottengono i valori della frequenza di SNe elencati in tab.1.1. Come si vede il tasso di esplosione delle SNe Ia è simile in tutti i tipi morfologici di galassie, mentre quello relativo alle SNe di tipo Ib/c e II è più alto nelle spirali di tipo avanzato ed irregolari. Questi dati confermano le idee sugli scenari dei progenitori descritti nei paragrafi precedenti: le supernove originate da *core collapse* sono più frequenti in spirali avanzate che ospitano stelle giovani e massicce, mentre le SNe Ia, che derivano dall'esplosione nucleare di nane bianche, sono presenti anche dove ci sono stelle di popolazione II.

Galaxy	N. SNe*			rate [SNu]			
Type	Ia	Ib/c	II	Ia	Ib/c	II	all
E-S0	22.0			0.18 ± 0.06	< 0.01	< 0.02	0.18 ± 0.06
S0a-Sb	18.5	5.5	16.0	0.18 ± 0.07	0.11 ± 0.06	0.42 ± 0.19	0.72 ± 0.21
Sbc-Sd	22.4	7.1	31.5	0.21 ± 0.08	0.14 ± 0.07	0.86 ± 0.35	1.21 ± 0.37
Other**	6.8	2.2	5.0	0.40 ± 0.16	0.22 ± 0.16	0.65 ± 0.39	1.26 ± 0.45
All	69.9	14.9	52.5	0.20 ± 0.06	0.08 ± 0.04	0.40 ± 0.19	0.68 ± 0.20

Tabella 1.1: Tasso di esplosione delle supernovae (in unità di SNu) * 10 supernovae non classificate sono state ridistribuite tra i tre tipi principali secondo la distribuzione osservata e cioè: il 100% di quelle osservate in galassie di tipo E-S0 sono state considerate Ia, tra quelle osservate in galassie a spirale il 35% è stato classificato come Ia, il 15% come Ib e il 50% come tipoII. ** include le galassie di tipo Sm, Irregolari e Peculiari ($1SNu = 1SN(100yr)^{-1}(10^{10}L_{\odot}^{B})^{-1}$)

Capitolo 2

Supernovae Ia come indicatori di distanza

Fin dal dibattito Curtis-Shapley del 1920 le supernovae e la corretta determinazione della loro luminosità hanno avuto un ruolo molto importante nella misura delle distanze extragalattiche.
Mentre Shapley argomentava contro "l'universo a isole" (popolato cioè da più galassie come la nostra, simili ad isole nel mare del cosmo), sostenendo che se così fosse alcune novae, come *S Andromedae* dovevano raggiungere una magnitudine incredibilmente alta come M=-16, Curtis ribatteva sostenendo che le novae potevano avere una ampia dispersione di magnitudini, e che forse potevano essercene di diversi tipi. La distinzione tra le novae e le supernovae, conseguenza della natura extragalattica delle *nebule*, cioè delle galassie, fu esplicitamente fatta da Baade e Zwicky alla metà degli anni '30. Successivamente Baade (1938) mise in evidenza come le supernovae avessero un comportamento molto più uniforme rispetto alle novae, misurando una dispersione al picco di 1.1 magnitudini. La confidenza in questi oggetti come indicatori di distanza andò via via aumentando in seguito alla loro migliore comprensione, alla distinzione tra supernovae di tipo I e di tipo II e alla ulteriore ramificazione di queste in ulteriori sottoclassi. In particolare per quanto riguarda le SNe di tipo I, la cui dispersione al picco ammontava a $0.6 - 0.8$ mag, escludendo quelle supernovae "peculiari" successivamente classificate come di tipo Ib e Ic, si otteneva un campione dalle caratteristiche molto omogenee, con una dispersione ancor più ridotta: $0.4 - 0.7$ mag. Di

conseguenza erano possibili misure di distanza sempre più precise. Questi studi sono andati avanti e procedono tuttora, sfruttando i mezzi sempre più potenti e le tecniche sempre più raffinate rese possibili dagli sviluppi e dal progresso in campo tecnologico e scientifico. Un esempio è la calibrazione di supernovae vicine attraverso stelle cefeidi osservate con il telescopio spaziale Hubble portata avanti da vari gruppi (per esempio quello di Sandage). Sulla base di un campione di 7 supernovae Ia, Sandage et al.[7] hanno ottenuto una magnitudine assoluta $M_B(max) = -19.52$ ed una dispersione, limitatamente a queste supernovae, di sole 0.18 mag (oltre che una costante di Hubble pari a $H_0 = 56 \pm 4kms^{-1}Mpc^{-1}$). L'utilizzo delle supernovae Ia come indicatori di distanza non è supportato solo da risultati empirici ma anche da studi teorici, già discussi nel cap.1, che prevedono scenari "standard" e costanti per l'innesco dell'esplosione di una nana bianca di C-O. Da qui l'omogeneità nel comportamento della curva di luce. Tuttavia l'accurata fotometria resa possibili dalle moderne osservazioni tramite CCD ha evidenziato anche il carattere peculiare di alcune supernovae Ia: ad esempio la 1991bg (circa 2 mag. più debole della media e 2.5 mag. più debole della 1957B, esplosa significativamente nella stessa galassia), e, all'altro estremo, la 1991T che risulta $0.3 - 0.5$ mag. più brillante della media (addirittura 0.9 mag. se si tiene conto dell'assorbimento dedotto dalle righe del sodio [8]). Sono anzi in continuo aumento fra le supernovae ben osservate gli oggetti che mostrano peculiarità nello spettro o nella curva di luce. Già in passato del resto era stato messo in evidenza un certo grado di variabilità ed in particolare era stata suggerita l'esistenza di due sottoclassi (Barbon 1973 [9]), che distinguevano le supernovae in *fast*, cioè con un rapido declino della luminosità dopo il massimo, e *slow*, caratterizzate da una più lenta diminuzione della luminosità. La scoperta sempre più frequente di supernovae Ia peculiari poteva compromettere il loro utilizzo come indicatori di distanza; per questo si sono cercate e si cercano tuttora possibile correlazioni tra la magnitudine al massimo ed eventuali altri parametri osservabili, in modo da poter calibrare accuratamente le supernovae. In tal senso sono molto importanti i risultati di M.M. Phillips [19] [25], M. Hamuy [17] [24] e A. G. Riess [21] [23]. Grazie a questi sforzi le supernovae Ia hanno recuperato il loro ruolo di indicatori di distanza.

2.1 Supernovae Ia e il destino dell'universo

Soprattutto negli ultimi anni l'utilizzo delle supernovae Ia come indicatori di distanza ha preso spazio anche in cosmologia. Anche se esistono altri indicatori di distanza secondari [37] come la relazione di Tully-Fisher (TF), le fluttuazioni di brillanza superficiale (SBF), la funzione luminosità delle nebulose planetarie (PNLF) e degli ammassi globulari (GCLF), il piano fondamentale (FP) e la relazione $D_n - \sigma$, nessuno offre le stesse opportunità date dalle supernovae. Ricordiamo che le supernovae, raggiungendo una luminosità paragonabile all'intera galassia che le ospita, permettono di misurare distanze oltre $\sim 10^3$Mpc.
Si sono così sviluppati alcuni gruppi di ricerca con lo scopo preciso di misurare i parametri cosmologici dell'universo tramite l'osservazione di supernovae Ia come quello del *"The High-Z SN Search"* o del *"The Supernova Cosmology Project"*, entrambi con ampie collaborazioni internazionali. Prima di esporre i risultati per ora raggiunti da questi due gruppi, introduciamo brevemente alcuni concetti base di cosmologia [14] [15].
Su grandi scale l'universo risulta essere con buona approssimazione omogeneo ed isotropo, osservativamente infatti non risultano posizioni o direzioni in qualche modo privilegiate. Tale proprietà è il fondamento del **principio cosmologico**. Se tale principio è valido la geometria dell'universo sarà descritta dalla *metrica di Robertson-Walker*:

$$ds^2 = (cdt)^2 - a(t)^2 \left[\frac{dr^2}{1 - Kr^2} + r^2(d\vartheta^2 + sin^2\vartheta d\varphi^2) \right]$$

dove r, ϑ, φ sono le coordinate polari (r è adimensionale), t è il tempo proprio, $a(t)$ è il fattore di scala o parametro di espansione (una funzione con dimensioni di lunghezza) e K il parametro di curvatura che può assumere i valori costanti di 1, 0, -1 determinando rispettivamente uno spazio chiuso, piatto ed aperto. Solo nel caso di universo piatto ($K = 0$) avremo le proprietà geometriche dello spazio euclideo. Nel 1917 Einstein modificò le equazioni trovate che mettevano in relazione la metrica dello spazio-tempo con il tensore energia-momento introducendo una costante Λ, detta costante cosmologica, in modo da ottenere un universo statico, l'unico che si supponeva possible all'epoca. Dopo la scoperta dell'espansione dell'universo tale costante perse di significato ed anzi Einstein la definì il suo più grande errore. La costante cosmologica è però stata riportata all'attualità dalle misure

dei parametri cosmologici ottenute tramite le SNe Ia.
Le relazioni che legano le proprietá geometriche dello spazio-tempo con la materia-energia sono date dalle *equazioni cosmologiche di Friedmann*:

$$\ddot{a} = -\frac{4}{3}\pi G\left(\rho + 3\frac{p}{c^2}\right)a$$

$$\dot{a}^2 + Kc^2 = \frac{8}{3}\pi G\rho a^2$$

la curvatura in tal caso è data da:

$$\frac{K}{a^2} = \frac{1}{c^2}\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2\left(\frac{\rho}{\rho_c} - 1\right)$$

$$\rho_c = \frac{3}{8\pi G}\left(\frac{\dot{a}}{a}\right)^2$$

dove ρ_c indica la densità critica. Lo spazio è chiuso $(K = 1)$, piatto $(K = 0)$ o aperto $(K = -1)$ a seconda che il parametro di densità

$$\Omega(t) = \frac{\rho}{\rho_c}$$

sia maggiore, uguale o minore di uno, come riassunto in tab. 2.1.

$\Omega(t)$	K	spazio
> 1	1	chiuso
0	0	piatto
< 1	-1	aperto

Tabella 2.1: dipendenza delle proprietà dello spazio dal parametro di densità $\Omega(t)$

Considerando poi la *legge di Hubble*:

$$v_r = \frac{\dot{a}}{a}d_{pr}$$

dove v_r è la velocità radiale e d_{pr} la distanza propria, si definisce la *costante di Hubble* come:

$$H(t) = \frac{\dot{a}}{a}$$

Il valore di tale costante per il tempo attuale: $H(t_0) = H_0$ è ancora oggetto di dibattito. Il valore misurato da Hubble nel 1929, $H_0 = 500 kms^{-1}Mpc^{-1}$, è andato via via diminuendo nel tempo, passando al valore di $H_0 = 250$ misurato da Baade negli anni '50 e riducendosi ad un valore compreso tra 50 e 100 in seguito alle ricalibrazioni di Sandage nel 1958. Da allora i valori della costante di Hubble oscillano in tale intervallo, anche se sembra esserci una convergenza verso valori compresi nell'intervallo $60-70 kms^{-1}Mpc^{-1}$ [40] ($H_0 = 58.5 \pm 6.3 kms^{-1}Mpc^{-1}$ Parodi et al. (2000) [41], $H_0 = 65 \pm 2 kms^{-1}Mpc^{-1}$ Filippenko et al. (1999) [39], $H_0 = 68 \pm 8 kms^{-1}Mpc^{-1}$ Gibson et al. (2000) [27]; non mancano comunque stime superiori: $H_0 = 85 \pm 5 kms^{-1}Mpc^{-1}$ J.A. Willick & P. Batra (2000) [44]).
Un modo per stimare la costante di Hubble è quello di determinare la luminosità intrinseca L di una sorgente lontana e, tramite il flusso l misurato dall'osservatore, calcolare la distanza (detta distanza di luminosità):

$$d_L = \left(\frac{L}{4\pi l}\right)^{\frac{1}{2}}$$

considerando la magnitudine apparente ed assoluta di una sorgente possiamo riscrivere la relazione precedente nella forma:

$$m - M = 5 log(d_L) - 5$$

la differenza $m - M$ è detta anche "modulo di distanza":

$$\mu = m - M$$

Noto inoltre il redshift $z = v_r/c = \Delta\lambda/\lambda$ per via spettroscopica, si può quindi ricavare la costante H_0 della legge di Hubble

$$v_r = H_0 d \tag{2.1}$$

Questo metodo funziona correttamente solo per un certo intervallo di velocità: è necessario infatti che la distanza d sia tale che la velocità di recessione associata renda trascurabili i moti peculiari e al tempo stesso non implichi una velocità di recessione relativistica (sono quindi ammissibili valori del *redshift* nell'intervallo: $10^{-2} \leq z \leq 10^{-1}$). La legge di Hubble 2.1 è infatti solo l'approssimazine al primo ordine dell'espansione in serie della formula completa (valida solo nel caso di costante cosmologica nulla):

$$d_L = \frac{c}{H_0}\frac{1}{q_0^2}\{q_0 z + (q_0 - 1)[-1 + (2q_0 z + 1)^{1/2}]\} \simeq \frac{c}{H_0}\left[z + \frac{1}{2}(1 - q_0)z^2\right] \quad (2.2)$$

in cui compare il parametro di decelerazione:

$$q_0 = -\frac{\ddot{a}(t_0)a_0}{\dot{a}(t_0)^2}$$

ed il *redshift* $z(t) = a_0/a - 1$. La costante di Hubble H_0 è il primo parametro che compare nelle equazioni cosmologiche di base e determina (assumendo $h \equiv H_0/100$):

- la scala delle distanze:

  $$l_{0H} \simeq \frac{c}{H_0} \simeq 3000 h^{-1} Mpc$$

  dove l_{0H} rappresenta l'orizzonte cosmologico attuale;

- la scala dei tempi

  $$t_{0H} \simeq \frac{1}{H_0} \simeq 0.98 \times 10^{10} h^{-1} anni$$

  dove t_{0H} è il tempo trascorso a partire dal *big-bang*;

- la scala delle densità:

  $$\rho_{0c} = \frac{3H_0^2}{8\pi G} \simeq 1.9 \times 10^{-29} h^2 g cm^{-3}$$

  dove ρ_{0c} è la densità critica attuale.

Vale inoltre la relazione (per $t = t_0$):

$$q_{0,w} = \frac{1 + 3w}{2}\Omega_w$$

dove w è un parametro costante che compare nell'equazione di stato dei fluidi:

$$p = w\rho c^2$$

con $w = 0$ per un universo di polvere-materia e $w = 1/3$ per un universo radiativo.
Per ricavare la costante H_0 si costruisce il diagramma di Hubble, in cui si considera in ascisse il *redshift*, o meglio il $log(cz)$, ed in ordinate la differenza tra la magnitudine apparente e la magnitudine assoluta di determinate sorgenti. Un esempio di tale diagramma è riportato in fig.2.1, tratta da Filippenko et al. 1999 [39]. È evidente in tale diagramma come le curve calcolate in base a diverse combinazioni dei parametri cosmologici diventino significativamente diverse solamente ad alto *redshift*. Se consideriamo poi l'inevitabile dispersione dei punti osservativi dovuta agli errori, risulta evidente l'importanza di popolare il diagramma ad alti z, in modo da avere dei vincoli più stringenti sui vari modelli cosmologici.
Se si considera la presenza della costante cosmologica si ha che il parametro di decelerazione può essere riscritto nel seguente modo:

$$q_0 = \frac{1}{2}\Omega_M - \Omega_\Lambda$$

dove Ω_M e Ω_Λ sono rispettivamente il parametro densità relativo alla materia e alla costante cosmologica Λ. Ω_M e Ω_Λ sono dati dalla densità di materia o di energia divisi per la rispettiva densità critica:

$$\Omega_M = \frac{8\pi G}{3H_0^2}\rho_M$$

$$\Omega_\Lambda = \Lambda/(3H_0^2)$$

Il parametro densità Ω_M ha l'effetto di rallentare l'espansione dell'universo, mentre il parametro cosmologico Ω_Λ ha l'effetto di accelerare l'espansione dell'universo.
Se indichiamo con R la scala dell'universo si la seguente relazione:

$$\left(\frac{\dot{R}}{R}\right)^2 = H_0^2(\Omega_M + \Omega_\Lambda) - K\frac{c^2}{R^2}$$

In particolare nel modello di universo inflazionario si assume $\Omega_M + \Omega_\Lambda = 1$ e $K = 0$.
Dato che le supernovae Ia sono osservabili anche a grandi distanze diventa

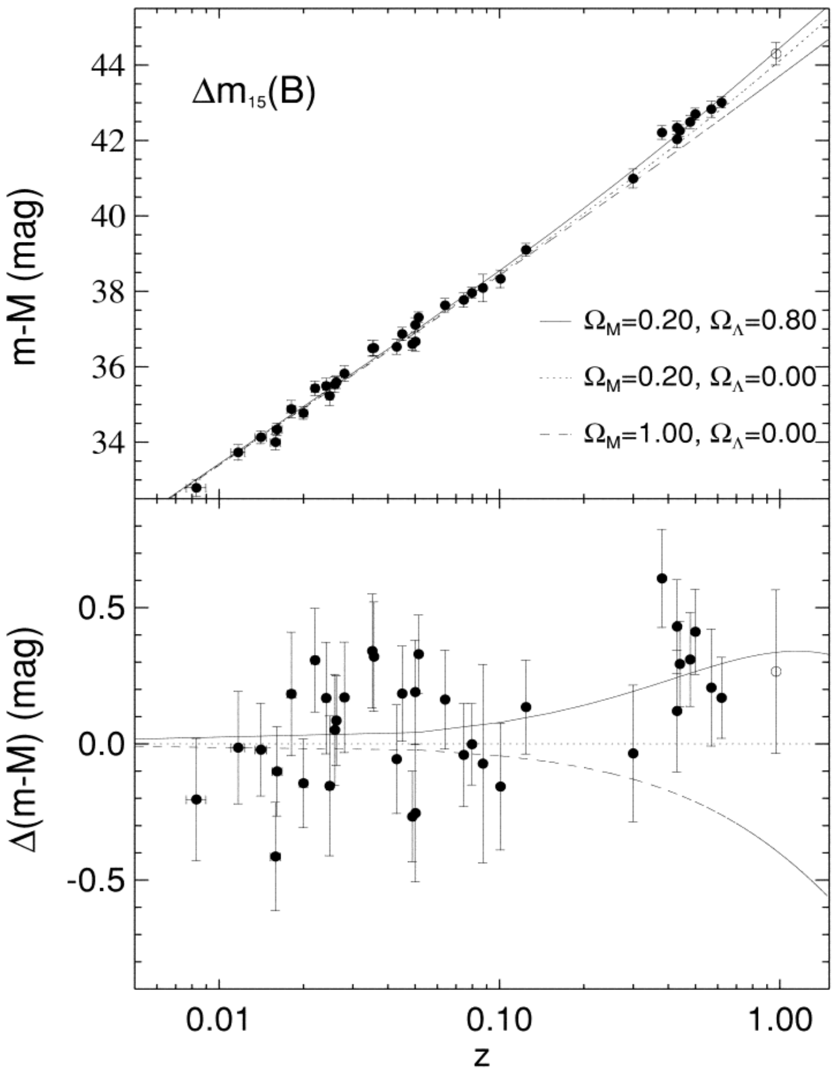

Figura 2.1: Diagramma di Hubble. Filippenko et al. 1999

possibile l'estensione del diagramma di hubble alto *redshift*, dove comincia-no ad essere apprezzabili gli effetti dovuti ai parametri cosmologici. Da qui l'importanza dello studio delle supernovae. La loro bontà come candele standard è assicurata dalle correlazioni tra la magnitudine al massimo e la

forma della curva di luce o le caratteristiche spettrali [38] che hanno ridotto la dispersione del picco a circa 0.2 magnitudini.
Tutto questo discorso funziona se le supernovae non sono soggette ad effetti evolutivi. Secondo Riess et al. 1999 [42] le supernovae ad alto *redshift* ($0.3 < z < 1$) sembrerebbero mostrare una più rapida salita al massimo nella curva di luce; come mostrato in fig. 2.2 l'eventuale evoluzione nella curva di luce potrebbe mimare l'effetto di una costante cosmologica diversa da zero. In un recente lavoro di G. Aldering et al. (2000) [43] viene affermata invece la sostanziale uguaglianza del *rise time* (cioè della salita al massimo) per le supernovae a basso ed alto *redshift*, in contrasto con i risultati di Riess appena citati.
Data la dipendenza della distanza $d_L(z; \Omega_M; \Omega_\Lambda)$ dai parametri cosmologici, è possibile valutare quest'ultimi per esempio attraverso lo studio delle magnitudini apparenti a diversi *redshift* [45]. In fig.2.3 è mostrato come attraverso la misura della magnitudine apparente di una candela standard (quale può essere una supernova) ad un certo *redshift* si definisca una linea nel diagramma $\Omega_\Lambda - \Omega_M$; associando a tale misura una certa indeterminazione otteniamo una striscia di ampiezza proporzionale all'errore. La misura della magnitudine apparente di una supernova a *redshift* diverso determina un'altra striscia. L'intersezione tra le due individua nel piano i possibili valori per $(\Omega_\Lambda, \Omega_M)$. In fig. 2.3 tale regione ha una forma romboidale, tuttavia la regione determinata da un errore pari ad 1σ ha una forma ellittica, come mostrato in fig.2.4.
Esponiamo ora brevemente i risultati ottenuti in cosmologia tramite le supernovae e le misure dell'esperimento BOOMERanG.
Il gruppo del *"The High-Z SN Search"* dal 1995 ricerca e studia supernovae Ia ad alto *redshift* ($0.3 < z < 1.0$) con lo scopo preciso di determinare il parametro di decelerazione q_0 e fissare dei limiti alla combinazione dei parametri cosmologici Ω_M, Ω_Λ. Fino ad oggi ha individuato 45 supernovae confermate spettroscopicamente come Ia. Di queste 14 sono state analizzate ed i risultati pubblicati (Garnavich et al. 1998, Schmidt et al. 1998, Riess et al. 1998). I dati sembrano in favore di un universo eternamente in espansione, con una costante cosmologica positiva (che implica infatti una espansione accelerata) [47].
Il gruppo del *"Supernova Cosmology Project"* ha attualmente analizzato 42 delle 80 supernovae scoperte ($0.18 < z < 0.83$). Già nel 1998 questo grup-

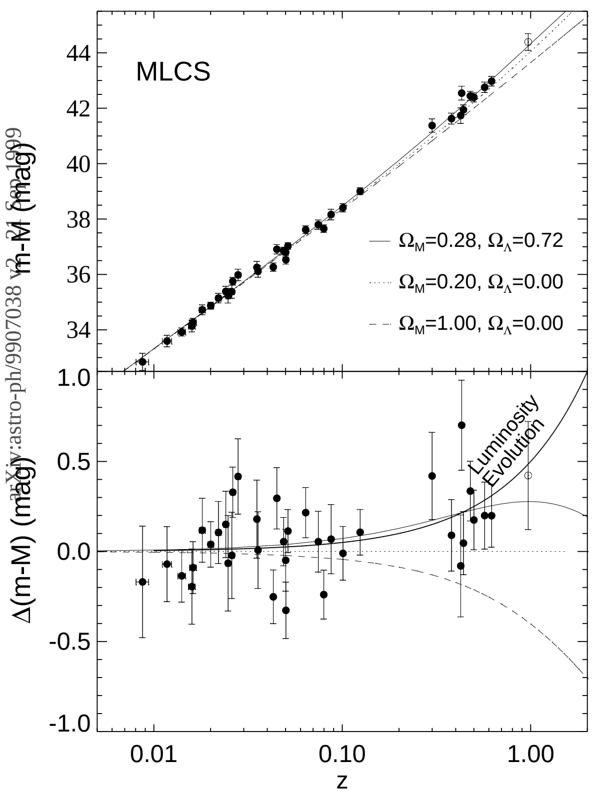

Figura 2.2: Effetti dell'evoluzione nella curva di luce delle supernovae ad alto *redshift* sulla determinazione dei parametri cosmologici. Per $z < 1$ dovrebbero mimare l'effetto di $\Omega_\Lambda > 0$, per $z > 1$ gli effetti dovrebbero essere separabili. Riess et al. 1999 [42]

po ottenne risultati in favore di una espansione accelerata dell'universo e di una costante cosmologica $\Lambda \neq 0$, come confermato successivamente dal *"The High-Z SN Search"*. In un recente lavoro di Perlmutter et al. (in press) [49] viene misurata una probabilità $P(\Lambda > 0) = 99\%$.
Le ellissi di errore associate alle misure effettuate tramite lo studio delle supernovae e quelle ottenute dall'esperimento *BOOMERanG* [46] (*Balloon Observations Of Millimetric Extragalctic Radiation ANd Geophysics* [1]) che ha misurato il fondo cosmico a microonde (CMB), cioè la radiazione "fos-

[1] http://www.physics.ucsb.edu/ boomerang/index.html

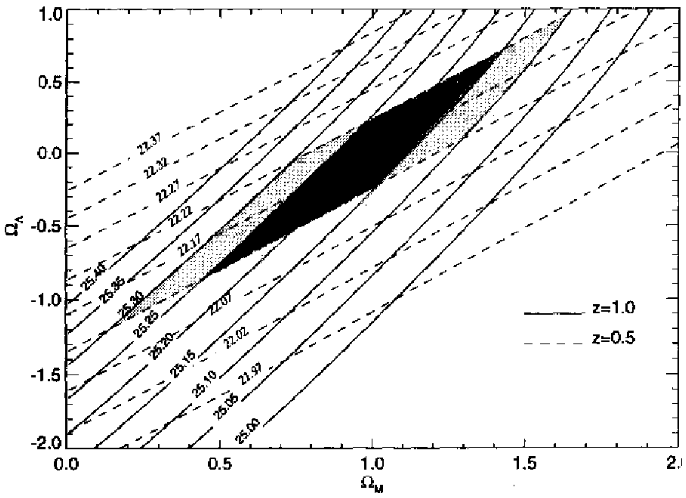

Figura 2.3: Contorni di magnitudine apparente costante (in banda R) predetto per un campione di candele standard di magnitudine assoluta $M_B = -18.86 + 5log(H_0/75)$. Le linee tratteggiate e continue mostrano la magnitudine apparente calcolata, tenendo conto della correzione-K, per una candela standard rispettivamente a $z = 0.5$ e a $z = 1$. La regione più scura indica la regione "permessa" alle coppie di valori $(\Omega_\Lambda; \Omega_M)$ nel caso fossero misurate una magnitudine apparente $m_R = 22.17 \pm 0.05$ a $z = 0.5$ e $m_R = 25.20 \pm 0.05$ a $z = 1$. La regione in grigio implica una incertezza di 0.1 mag. per la supernova a $z = 1$. Goobar et al. (1995) [45]

sile" del *big-bang*, determinano singolarmente un ampio intervallo di valori permessi. Grazie alla loro diversa orientazione nel piano la loro intersezione definisce invece una zona relativamente ristretta per le coppie di valori $(\Omega_\Lambda, \Omega_M)$ possibili (vedi fig.2.4). Le misure effettuate sul CMB da BOOMERanG risultano essere molto più dettagliate dalle analoghe misure effettuate dal satellite COBE che, già nel 1991, aveva evidenziato delle anisotropie della radiazione di fondo (a 2.73 K sopra lo zero assoluto), che risultano dell'ordine di 10 parti per milione. In fig. 2.5, sono visibili le disomogeneità del plasma primordiale misurate da *BOOMERanG* che sono poi evolute negli ammassi e super-ammassi di galassie attuali. Il confronto di tali disomoge-

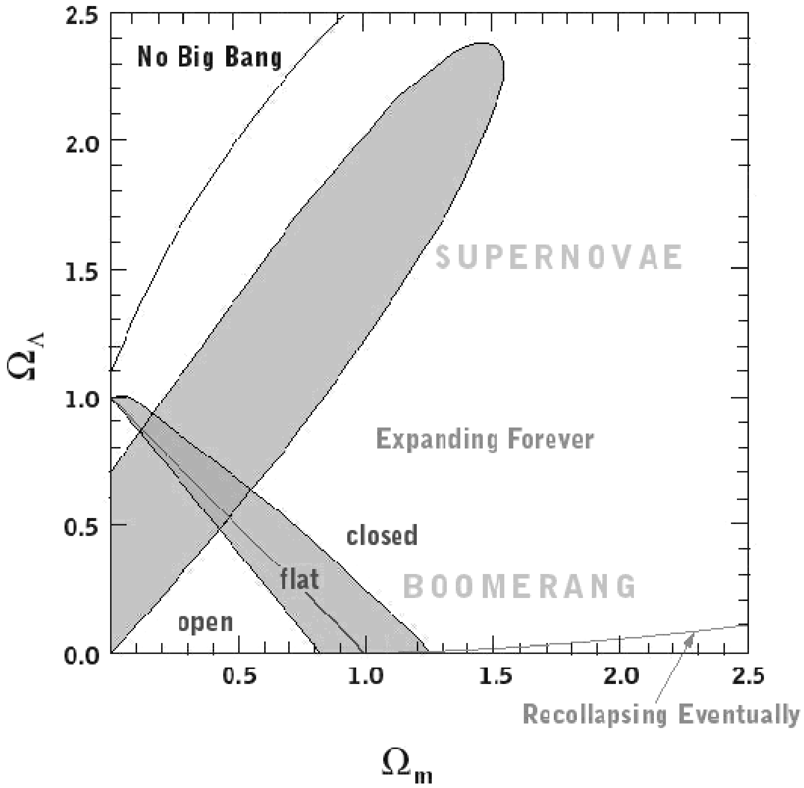

Figura 2.4: Diagramma $\Omega_\Lambda - \Omega_M$. Sono mostrate le ellissi di errore relative ai valori misurati tramite lo studio delle supernovae e a quelli ottenuti dall'esperimento *BOOMERanG*.

neità con quelle previste da simulazioni effettuate per i tre tipi di universo (piatto, chiuso o aperto) indica che viviamo in un universo con geometria piatta (vedi fig. 2.6). Anche dalla fig. 2.4, considerando l'intersezione tra i dati ricavati dalle supernovae e da *BOOMERanG*, in accordo con questi risultati, risulta che l'universo è cosmologicamente piatto, è iniziato con il *big-bang* e non ricollasserà.

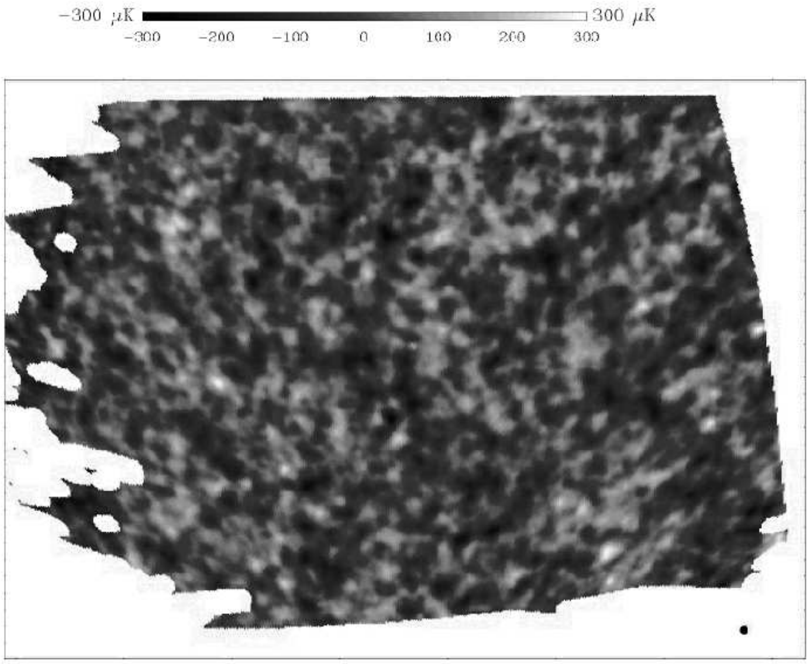

Figura 2.5: Immagine dell'universo primordiale visto da *BOOMERanG*. In basso a destra è riportata la dimensione apparente della Luna nella stessa scala.

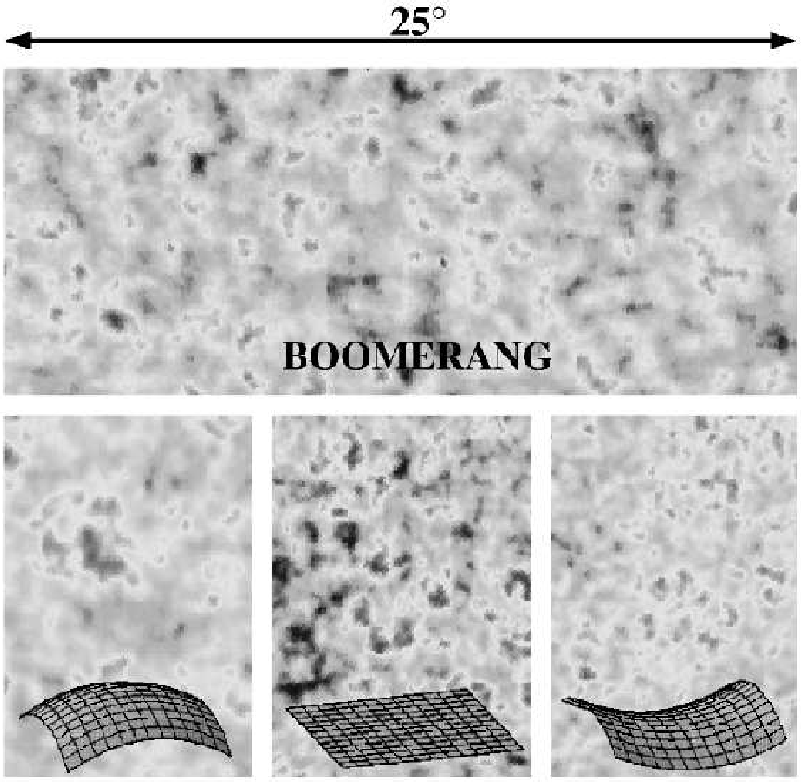

Figura 2.6: Confronto dei dati ottenuti da *BOOMERanG* con i risultati ottenuti simulando un universo chiuso (immagine in basso a sinistra), piatto (immagine in basso al centro), aperto (immagine in basso a destra).

Capitolo 3

Riduzione dati

3.1 Fotometria

Nel corso di questa tesi, pur utilizzando curve di luce preesistenti, abbiamo compiuto anche misure su dati originali. In questo questo modo abbiamo aggiunto punti ad alcune curve di luce, studiando le procedure da seguire e rendendoci conto delle problematiche connesse.
Il materiale utilizzato è costituito da immagini digitali ottenute tramite CCD (Charge Couple Device). Tali dispositivi sono caratterizzati da una elevatissima efficienza quantica (in banda V ed R possono arrivare all'80 $\sim$ 90% contro una valore minore dell'1% per le lastre fotografiche) e dalla linearità della risposta per un esteso *range* dinamico, a differenza della risposta logaritmica delle lastre fotografiche (risposta tra l'altro variabile da una lastra all'altra), soggette a molti altri problemi come ad esempio il difetto di reciprocità, la necessità di trattamenti di ipersensibilizzazione, scarsa sensibiltà nel rosso, ristretto *range* dinamico.
Per le misure fotometriche sono stati utilizzati i programmi (*task*) presenti in **IRAF** (Image Reduction and Analysis Facilities), un sistema software interattivo progettato dall'IRAF Team del National Optical Astronomy Observatories (NOAO) di Tucson, in Arizona, per la riduzione e l'analisi di dati in astronomia (http://tucana.tuc.noao.edu/). IRAF consiste in un insieme di programmi (*packages*) sviluppati appositamente per la riduzione di immagini e spettri astronomici.

Per la fotometria tramite CCD, oltre alle immagini degli oggetti di interesse, è necessaria una serie di immagini di calibrazione. In particolare occorrono immagini di *bias*, di *flat field*, di *dark* ed immagini di stelle standard.
Inoltre, se i *frames* sono affetti da evidenti difetti "cosmetici" quali *hot column* o *bad column*, si può procedere alla creazione di una "maschera" (*bad pixel mask*) per tenerne conto. Il risultato di tale procedimento è ben visibile in fig.3.1. In generale una *hot column* è identificabile come una riga con

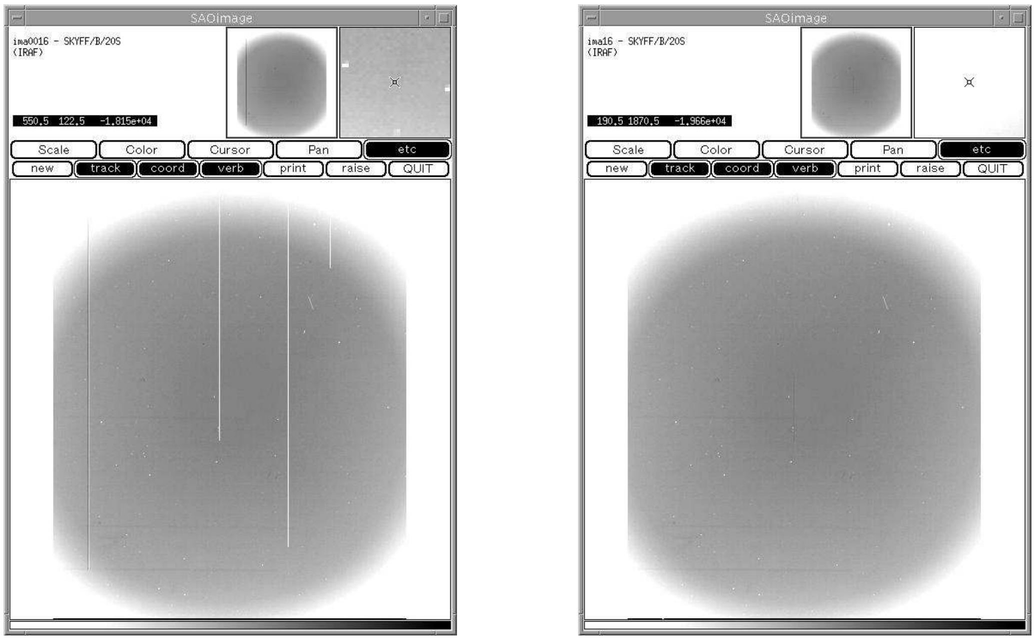

Figura 3.1: Applicazione di una *bad pixel mask*

conteggi molto superiori alla media in una immagine di *bias*, mentre una *cold column* è visibile come una riga con conteggi molto inferiori alla media in un *flat field*.
Per poter utilizzare queste immagini sono necessarie alcune operazioni preliminari, comuni a tutti i *frames*:

- Correzione per OVERSCAN: in genere l'immagine ottenuta tramite CCD contiene una regione non esposta ad un lato del *frame*. Tale fascia serve a monitorare il livello del *bias*.

- TRIMMING: le immagini CCD presentano solitamente un degrado ai margini dell'immagine, eventuali bordi non esposti ai lati del *frame*, o risposta irregolare ai margini estremi della'area esposta. Tracciando l'andamento dei conteggi lungo le righe e le colonne (per esempio con `implot`), si può determinare l'area utile da ritagliare.

Utilizzando le immagini di *bias* posso costruire un *bias* medio. Dopo aver corretto il *bias* medio per il livello medio misurato nell'*overscan* e dopo aver ritagliato le immagini, si procede ad eliminare la *detector signature* (l'insieme di quelle caratteristiche dell'immagine dovute allo strumento di ripresa) dai *frames* di interesse, e cioè dai campi standard e, nel nostro caso, dalle immagini delle supernovae.
Per far questo si utilizzano i *bias*, i *flat field* e i *dark*.

- La correzione per DARK consiste nel sottrarre a ciascuna immagine scientifica un *frame* ottenuto con il corrispondente tempo di posa ma con l'otturatore chiuso in modo tale da determinare il contributo del rumore termico. Dato che nei moderni *chip* il rumore termico è trascurabile anche per pose molto lunghe, non abbiamo mai effettuato questa correzione.

- Sottrazione del BIAS: i *bias* non sono altro che immagini prese con un tempo di esposizione nullo ed otturatore chiuso; tali immagini mostrano quindi solo l'*offset* che viene introdotto elettronicamente ma che deve essere sottratto dalle immagini che dobbiamo analizzare. Sottraendo il *bias* medio, ottenuto attraverso numerosi *bias* acquisiti durante l'osservazione, si rimuovono le eventuali disomogeneità residue tra un pixel e l'altro.

- Correzione per FLAT FIELD: i *flat field* sono immagini acquisite per ogni banda puntando il telescopio verso una sorgente luminose uniforme, quale può essere un telo adeguatamente posizionato e illuminato in cupola (*dome-flat*) o il cielo al tramonto o all'alba (*sky-flat*). Tali *frames*, o meglio la loro media normalizzata, servono a correggere la diversa risposta dei vari pixel del CCD. Infatti, anche se idealmente una sorgente uniforme dovrebbe dare dei conteggi costanti su tutta l'area del *chip*, in realtà la risposta può variare da zona a zona. Per correggere per questo effetto basta dividere ogni immagine per il *flat* medio relativo alla banda corrispondente.

A questo punto le immagini sono pronte per essere analizzate.

3.2 La magnitudine di apertura

Per la misura della magnitudine apparente della SNe nelle varie bande di osservazione è necessario misurare la magnitudine strumentale dell'oggetto e determinare le costanti di calibrazione (relative alla particolare combinazione telescopio, filtri, rivelatore).
Per fare questo si utilizzano i *frames* relativi alle stelle dei campi standard e si misura la magnitudine strumentale delle stelle standard tramite fotometria di apertura.
Questa misura consiste nella somma dei conteggi all'interno di un'area circolare centrata sulla stella e di raggio generalmente pari a 3 volte la *Full Width Half Maximum* (FWHM), somma alla quale viene sottratto il valore relativo al *background* mediato su un'aureola concentrica al cerchio precedente. Per eseguire queste misure è stato utilizzato il *task* di IRAF `imexamine`. E' evidente che tale procedimento garantisce buoni risultati solo per oggetti stellari isolati e posti su di un fondo uniforme mentre può risultare poco soddisfacente per oggetti sovrapposti ad un *background* poco uniforme, come nel caso di SNe sovrapposte a galassie. Per la misura della magnitudine strumentale delle SNe abbiamo seguito una procedura diversa che illustreremo in seguito. Tramite `imexamine` abbiamo misurato la magnitudine di apertura delle stelle dei campi standard, di magnitudine nota. I dati relativi alle stelle standard sono stati tratti dal catalogo: *"UBVRI photometric standard stars in the magnitude range* $11.5 < V < 16.0$ *around the celestial equator"* di A.U.Landolt[50].
Prima di tutto abbiamo corretto le magnitudini misurate per tempo di posa (riportandole ad 1 secondo) ed estinzione atmosferica.
Se consideriamo

$$m = -2.5log_{10}I$$

dove m indica la magnitudine ed I è la somma dei conteggi, la magnitudine strumentale m', corretta per tempo di posa e massa d'aria, è data da:

$$m' = m + 2.5log_{10}(t_{exp}) - K \cdot airmass \tag{3.1}$$

con K coefficiente di estinzione atmosferica. I coefficienti di estinzione atmosferica variano da sito a sito e col tempo. Tuttavia per le osservazioni ESO abbiamo assunto validi i valori $K_U = 0.46$, $K_B = 0.27$, $K_V = 0.12$, $K_R = 0.09$, $K_I = 0.02$. Una volta corrette in questo modo le magnitudini per le stelle standard misurate in una certa banda, per esempio la B, si costruisce un grafico con in ascissa l'indice di colore B-V e in ordinata b-B, cioè la differenza tra la magnitudine strumentale (corretta per tempo di esposizione ed estinzione atmosferica) e la magnitudine vera, nota da catalogo [50]. I punti relativi alle varie stelle si dispongono in prima approssimazione lungo una retta. La regressione lineare su questi punti sarà del tipo

$$m' - M = +a + b(B - V) \tag{3.2}$$

dove m' è data dalla 3.1 ed M indica la magnitudine vera della stella standard.
L'intercetta a e la pendenza b sono rispettivamente il "termine costante" e il "termine di colore" per passare dalle magnitudini strumentali a quelle standard. Mentre in prima approssimazione il termine di colore, per una data combinazione strumentale, rimane costante nel tempo, la costante dipende dalla trasparenza del cielo ed è quindi variabile da notte a notte. L'errore sul termine di colore è trascurabile, l'errore sulla costante invece possiamo definirlo a posteriori attraverso il confronto delle misure relative ad alcune stelle di campo (fig. 3.9). Operando analogamente per ogni altra banda e costruendo il relativi grafici (mag. misurata-mag. vera) su colore (B-V) si ottengono termini correttivi per ogni banda, come mostrato in fig.3.2. Attraverso i coefficienti così determinati possiamo calcolare la magnitudine vera di una qualsiasi sorgente (nel nostro caso della supernova), a partire dalla magnitudine strumentale misurata.
In pratica, se consideriamo per esempio le magnitudini strumentali b e v, e quelle vere (non conosciute) B, V, tenendo conto delle relazioni $v - V = a_v + b_v(B - V)$, $b - B = a_b + b_b(B - V)$, dove a_x è il termine costante e b_x il termine di colore relativo alla banda x, si ha, sottraendo membro a membro

$$B - V = \frac{v - b - a_v + a_b}{b_v - b_b - 1}$$

Noti il termine costante, il termine di colore, b, v posso ricavare $B - V$ e quindi, riutilizzando la relazione

$$b - B = a_b + b_b(B - V)$$

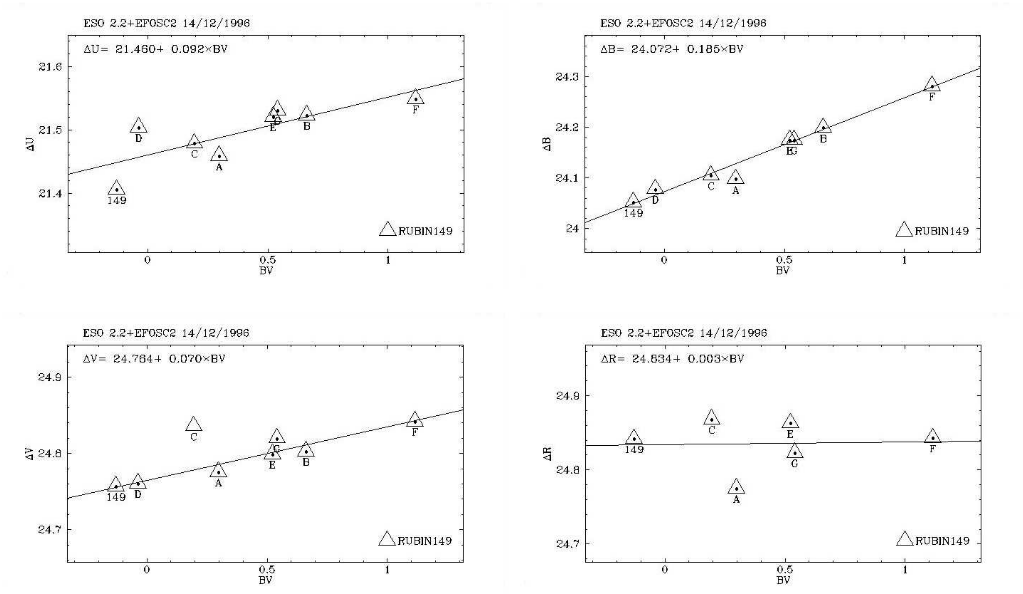

Figura 3.2: Termini di calibrazione per la combinazione EFOSC2+telescopio 2.2m+CCD#40 per la notte del 14 dicembre 1996.

si può calcolare la magnitudine vera B. Analogamente per le altre bande.
Si procede ora all'analisi dei *frames* relativi alla supernova: nello stesso campo in cui appare la SN viene selezionata una sequenza di stelle che servirà a determinare i parametri della *Point Spread Function* (PSF), con cui verrà poi fittato il profilo della supernova, per valutare la qualità fotometrica della notte, come esporremo più avanti, e per valutare la correzione di apertura per passare dalla magnitudine di PSF a quella di apertura. Le "stelle di sequenza" (di cui vediamo un esempio in fig.3.3) sono scelte tra quelle abbastanza vicine all'oggetto di interesse, ma ben isolate e lontane dagli eventuali disturbi dovuti alla galassia. Tali stelle verranno utilizzate in tutte le osservazioni successive, fino alla scomparsa della SN. Esse devono quindi distribuirsi su di un *range* di magnitudini adeguato: stelle di confronto troppo deboli introdurrebbero del rumore inutile, stelle troppo brillanti potrebbero essere sature e quindi inutilizzabili quando la SN diventa molto debole e si rendono necessari tempi di esposizione lunghi per osservarla. Bisogna tener conto poi

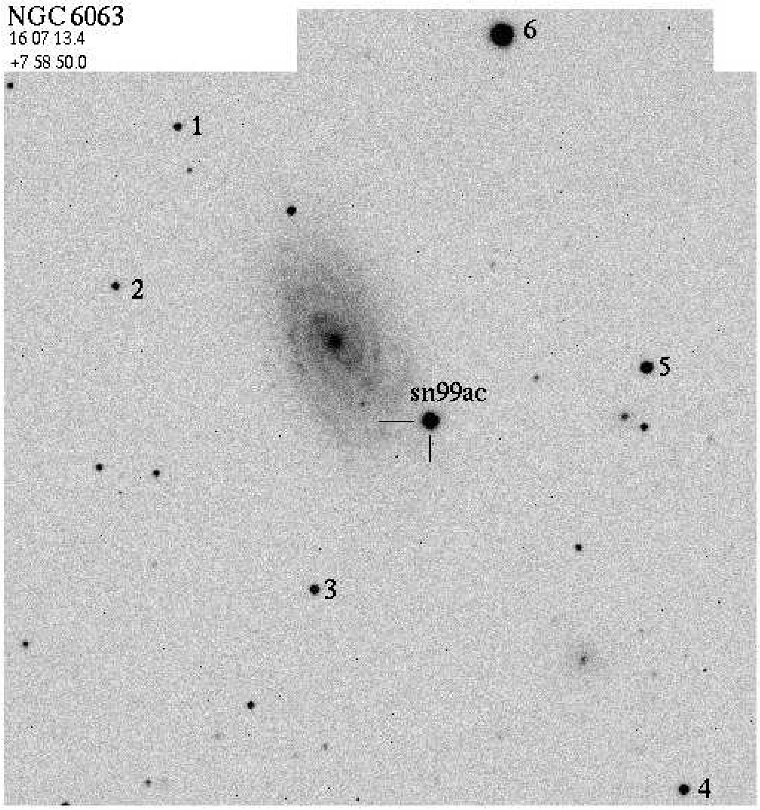

Figura 3.3: Stelle di sequenza

che alcune delle stelle scelte potrebbero risultare variabili o, a causa di colori estremi, potrebbero non essere visibili in determinate bande.

3.3 Fotometria su immagini CCD

Nella misura di una supernova risulta problematica la trattazione del *background*, che rappresenta uno dei maggiori ostacoli per ottenere curve di luce di buona qualità. Per meglio rispondere alle particolari esigenze della foto-

metria di SNe, sono stati costruiti dei programmi che, integrando comandi DAOPHOT (P.B. Stetson, 1987 [51]) in ambiente IRAF, consentono di affrontare in modo adeguato il problema.
Tali programmi, denominati **ECINIT**, **ECPSF**, **ECSN**, si basano sul *fitting* della PSF e sull'interpolazione del *background*; operano in modo interattivo e consentono di adattare i parametri principali ad ogni caso specifico.
Questa è una delle possibili soluzioni che possono essere adottate per la misura della supernova. Alcuni autori, vedi per esempio Riess (1999) [54], oltre ad adottare un metodo concettualmente simile a quello da noi utilizzato, suggeriscono l'utilizzo di una immagine della galassia in cui non appare la supernova, in modo da poter sottrarre correttamente il *background* nell'esatta posizione dell'oggetto osservato. Se non si hanno a disposizione immagini precedenti all'esplosione bisogna attendere che la supernova diventi invisibile; in ogni caso però l'immagine deve essere paragonabile a quella contenente la supernova: è necessario infatti farle coincidere perfettamente sia spazialmente, sia come intensità. Anche la PSF (*Point Spread Function*) deve essere simile. E' evidente la difficoltà nell'ottenere le stesse condizioni osservative (sia dal punto di vista strumentale che meteorologico) per immagini riprese a distanza di molto tempo e magari tramite telescopi diversi situati in luoghi diversi. Non sempre quindi questa tecnica è attuabile praticamente, anche se ineccepibile teoricamente. Diamo ora una descrizione delle procedure da noi utilizzate.

3.3.1 Inizializzazione delle procedure

`ECINIT` serve a definire alcuni parametri costanti che verranno poi utilizzati dalle successive procedure `ECPSF` ed `ECSN`.
Si stabilisce così l'intervallo di conteggi utile: per valori superiori ad certo numero, che dipende dalle caratteristiche tecniche di ciascun CCD, i pixel diventano "saturi", cioè non c'è più una relazione lineare tra conteggi e luminosità. Se si osserva il profilo di una stella satura si nota come il profilo, descrivibile in prima approssimazione come una gaussiana, abbia in realtà il picco "piatto" (vedi fig. 3.4).
Vengono poi fissati il *readout noise* ed il *gain*, entrambi specifiche tecniche proprie di ciascun CCD. Il *readout noise* (R.O.N) indica il "rumore di lettura" del *chip*. Il R.O.N si misura in elettroni (e^- per pixel) e, per lo stesso

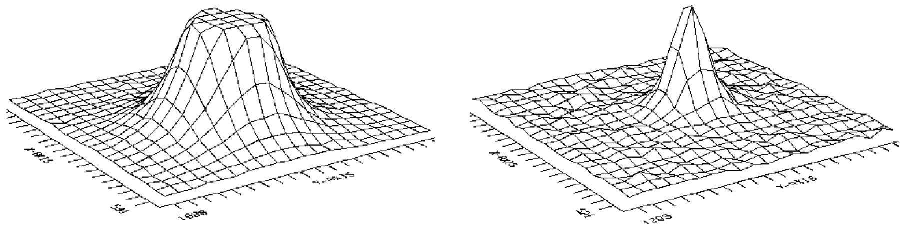

Figura 3.4: Profilo di una stella satura (a sinistra) e non satura (a destra).

CCD, è tanto maggiore quanto più velocemente è effettuata la lettura.
Il *gain* o *conversion factor* si misura in e^-/ADU ed indica a quanti elettroni equivale un singolo conteggi.
Sono poi definite le *keyword* relative al tempo di esposizione, alla massa d'aria e ai filtri utilizzati in ciascun *frame*: ad ogni immagine infatti è associata una dettagliata descrizione che riporta il nome dell'immagine, la data, l'ora, le coordinate, il nome del detector e così via. In questo modo i programmi potranno "leggere" queste informazioni direttamente dalle immagini.
Da ultimo si definisce il punto zero della scala delle magnitudini strumentali.

3.3.2 *Fitting* della PSF

Il *task* `ECPSF` analizza le stelle di sequenza nel campo della supernova ricavando i parametri che regolano la *point spread function* (PSF), che descrivono cioè la distribuzione bidimensionale dei conteggi dell'immagine di una stella sul *detector*. Lanciato tale programma viene richiesto il *frame* da esaminare, viene quindi visualizzata l'immagine e sono mostrati i suoi dati principali, per esempio:
`#file=ima0032 title=SN96Z/V/10M filter=0 expt=600 airmass=1.452`
Il passo successivo consiste nel marcare le stelle di sequenza, come mostrato nella prima immagine in fig.3.5. Selezionando direttamente sull'immagine le stelle di sequenza vengono mostrati anche alcuni dati ad esse relativi, tra i quali la magnitudine di apertura, i conteggi del picco, l'ellitticità, la FWHM (*Full Width Half Maximum*). Si può verificare subito se una stella

scelta è satura o meno attraverso i conteggi relativi al picco. Possiamo poi scartare eventuali oggetti non stellari identificandoli in base ad eventuali valori anomali della FWHM o dell'ellitticità $E = (a - b)/a$ (dove a, b sono i semiassi maggiore e minore della stella). Inserito un valore di riferimento per la la FWHM il programma prosegue identificando le stelle selezionate con un numero, per un ulteriore controllo, e in una nuova finestra mostra il profilo bidimensionale di ciascuna stella selezionata (vedi la seconda e terza immagine in fig.3.5); è possibile ora accettare o scartare (per esempio perchè vicina o sovrapposta ad una *spike* dovuta ad un cosmico) ciascuna stella selezionata.
Vengono quindi effettuate le misure relative al raggio e alla magnitudine di apertura di ciascuna stella; la magnitudine è misurata sia con `imexamine` che con DAOPHOT, per ciascun metodo è mostrata la correzione d'apertura e l'errore. Sull'immagine è mostrata poi la sottrazione delle stelle così *fittate* all'originale, come visibile nell'ultima immagine in fig.3.5.

3.3.3 Misura della supernova

La misura della supernova è in genere molto più complessa rispetto a quella di stelle isolate. Bisogna infatti tener conto del fatto che l'oggetto di interesse è associato alla galassia ospite. Se in alcuni casi la SN è relativamente lontana dal nucleo della galassia ed il fondo risulta relativamente uniforme, in altri casi la SN è immersa nel nucleo luminoso della galassia oppure è sovrapposta a fondi irregolari, come nel caso di bracci di spirali; in tali casi è molto difficile effettuare una buona sottrazione del *background*, cruciale ai fini di una corretta determinazione della magnitudine. La situazione è tanto peggiore quanto più la SN è debole. Il contributo della galassia di fondo può essere responsabile di variazioni della magnitudine del picco e del diverso declino della curva di luce successivo al massimo [57]; in particolare si potrebbe avere un aumento della magnitudine (poco importante al massimo quando la supernova domina sul fondo ma significativo in fasi successive) ed un appiattimento della curva di luce complesiva. Ci si può aspettare effetti tanto più significativi all'aumentare della distanza perchè in tal caso le osservazioni includono una maggior frazione di radiazione emessa dal background (al limite la supernova può apparire sovrapposta all'intera galassia). In particolare, come discusso in un lavoro di J.R. Boisseau e J.C. Wheeler [57],

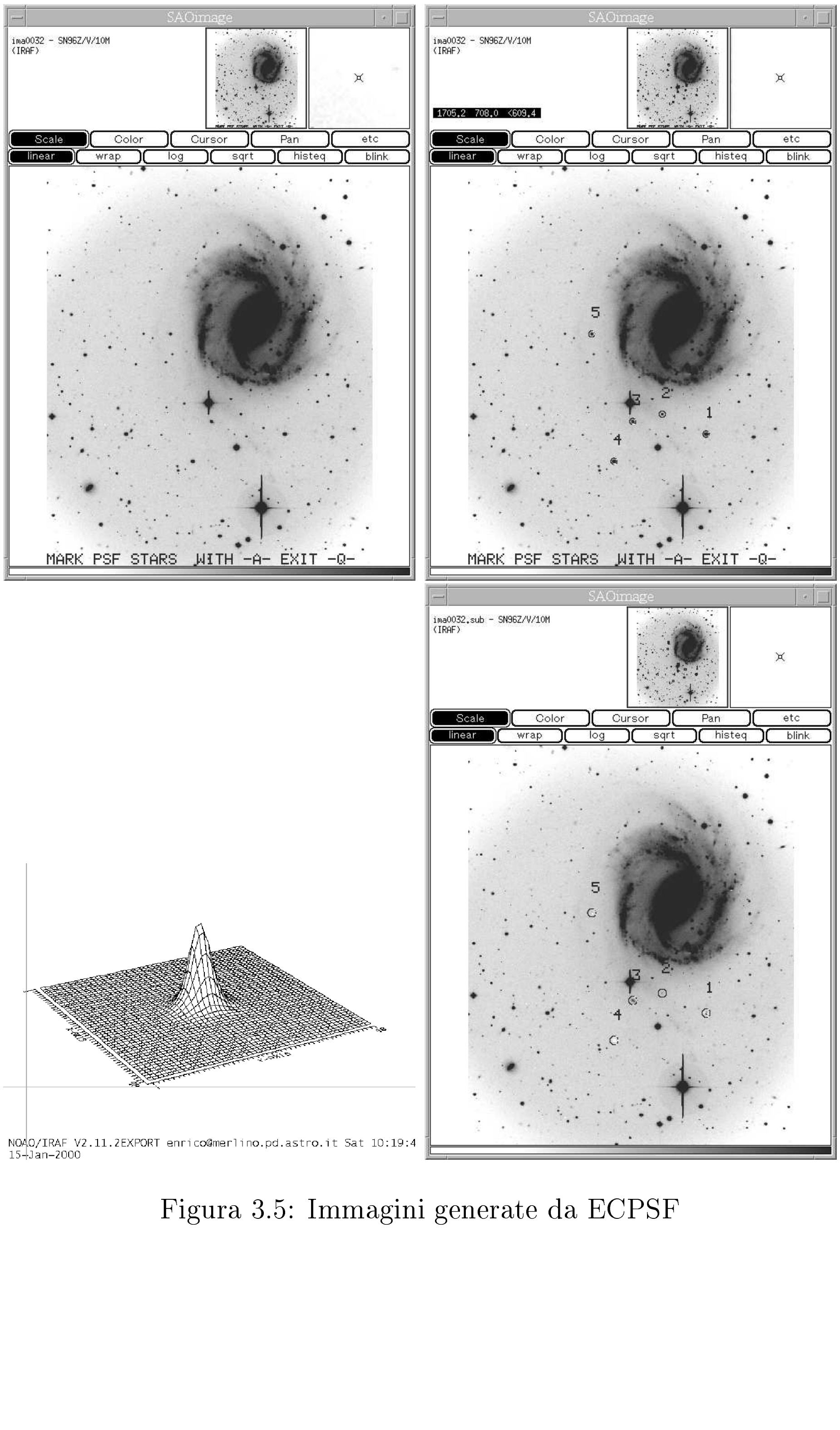

Figura 3.5: Immagini generate da ECPSF

al crescere della distanza la pendenza β della retta che interpola il primo tratto lineare del declino della curva di luce dovrebbe decrescere mentre la magnitudine assoluta del massimo $M_{B,peak}$ dovrebbe diventare più brillante. Tali effetti sarebbero tanto maggiori all'indebolirsi della supernova e dipenderebbero anche dalle tecniche di osservazione e riduzione dell'osservatore.
La nostra procedura per misurare la supernova consiste nel *task* `ECSN`. Tale programma utilizza la PSF costruita da `ecpsf`, con i valori della FWHM e di correzione di apertura già determinati, ed analizza la SN, alla quale *fitta* la PSF ricavata dalle stelle di sequenza e sottrae il *background* interpolato dall'area circostante. La procedura procede per passi successivi, come esporremo in dettaglio qui di seguito.
Prima di tutto viene chiesto di indicare la regione contenente la supernova e viene ingrandita la regione selezionata, come visibile nelle prime due immagini in fig.3.6. E' quindi necessario indicare la posizione esatta della SN e le dimensioni del *box* da tracciare intorno ad essa, entro cui interpolare il *background* (vedi la terza immagine in fig.3.6). Alla SN viene quindi sottratto il valore del *background*, interpolato nella sua posizione a partire dall'andamento circostante attraverso una funzione del grado richiesto. A questo punto si hanno l'immagine originale, l'immagine del *fit* del *background* e l'immagine della supernova estratta (vedi l'ultima immagine in fig.3.6).
Il *fit* della SN così ottenuto (prima immagine in fig.3.7) viene sottratto all'immagine originale (seconda immagine in fig.3.7) ottenendo l'immagine della galassia priva della della SN (terza immagine in fig.3.7). Dalla qualità di questa immagine, e cioè dalla mancanza di "residui" della SN, si può valutare la bontà del procedimento. Eventualmente si può iterare il processo, utilizzando come *background* quello dato dal "residuo", fino ad avere il risultato migliore. Quanto meno tracce della SN sono visibili, tanto meglio è stata effettuata la sottrazione del *background*, tanto più realistiche saranno le misure.
Per associare a tali misure un errore si è proceduto inserendo nel *frame* delle stelle create artificialmente tramite l'apposito *task* `mkobject` di IRAF. Tali stelle, simili alla SN per conteggi e forma, posizionate in regioni simili a quelle della SN vera, sono misurate secondo le stesse procedure seguite per la SN. Ottenute le misure viene stimata la deviazione standard e quindi l'errore da associare alla misura della magnitudine della SN. Il risultato grafico di tale applicazione è mostrato in fig.3.8. La presenza di residui in tale im-

magine è dovuta al fatto che il *background* sottratto alle stelle artificiali non è ricalcolato volta per volta ma viene utilizzato sempre quello ottenuto per la SN originale.
Come risultato finale si ha, oltre all'indicazione della posizione della SN, la magnitudine di apertura misurata sull'originale, quella misurata una volta sottratto il *background* e la la magnitudine della SN misurata applicando la PSF, con l'errore ricavato dalla misura delle stelle artificiali e da DAOPHOT.

Ricavate le magnitudini strumentali bisogna riportarle al sistema fotometrico standard di Johnson-Cousins. Secondo il procedimento esposto in precedenza nel paragrafo 3.2 si utilizzano i termini correttivi (termine costante e termine di colore) calcolati tramite le stelle di sequenza.
Alla fine di questo procedimento si ha un punto da aggiungere alla curva di luce della SN in esame. Tuttavia, per recuperare misure effettuate in condizioni non fotometriche, potrebbe esserci bisogno di alcune correzioni. Confrontando infatti le misure delle stelle di sequenza relative a ciascuna banda con quelle ottenute in altre notti, si dovrebbero avere dei valori costanti nei limiti di errore. Per osservazioni effettuate in notti fotometriche la dispersione della magnitudine misurata per le stelle di sequenza è mediamente di 0.02 mag. Se ci sono delle misure che scartano significativamente da tale andamento costante probabilmente è a causa della qualità non fotometrica della notte in cui sono state effettuate le osservazioni. In tal caso si possono correggere le misure in modo da riportarle al valore "costante" e si applica questa correzione alla supernova. Un risultato di questo confronto è mostrato in fig.3.9.
L'errore sulla misura della supernova è dato dalla somma di vari contributi: l'errore sul "termine costante", che in notti fotometriche è intorno al centesimo, l'errore sulla correzione di apertura, anche questo di pochi centesimi, l'errore sulla misura della supernova, che oscilla tra pochi centesimi quando l'oggetto è brillante, per arrivare a 1-2 decimi di magnitudine quando è più debole. In tal caso l'errore sulla determinazione del *background* è dominante, specie per SNe poste su sfondi poco omogenei, quali ad esempio bracci di spirali.
L'errore finale sulla misura della supernova oscilla mediamente tra alcuni centesimi ed 1-2 decimi di magnitudine.

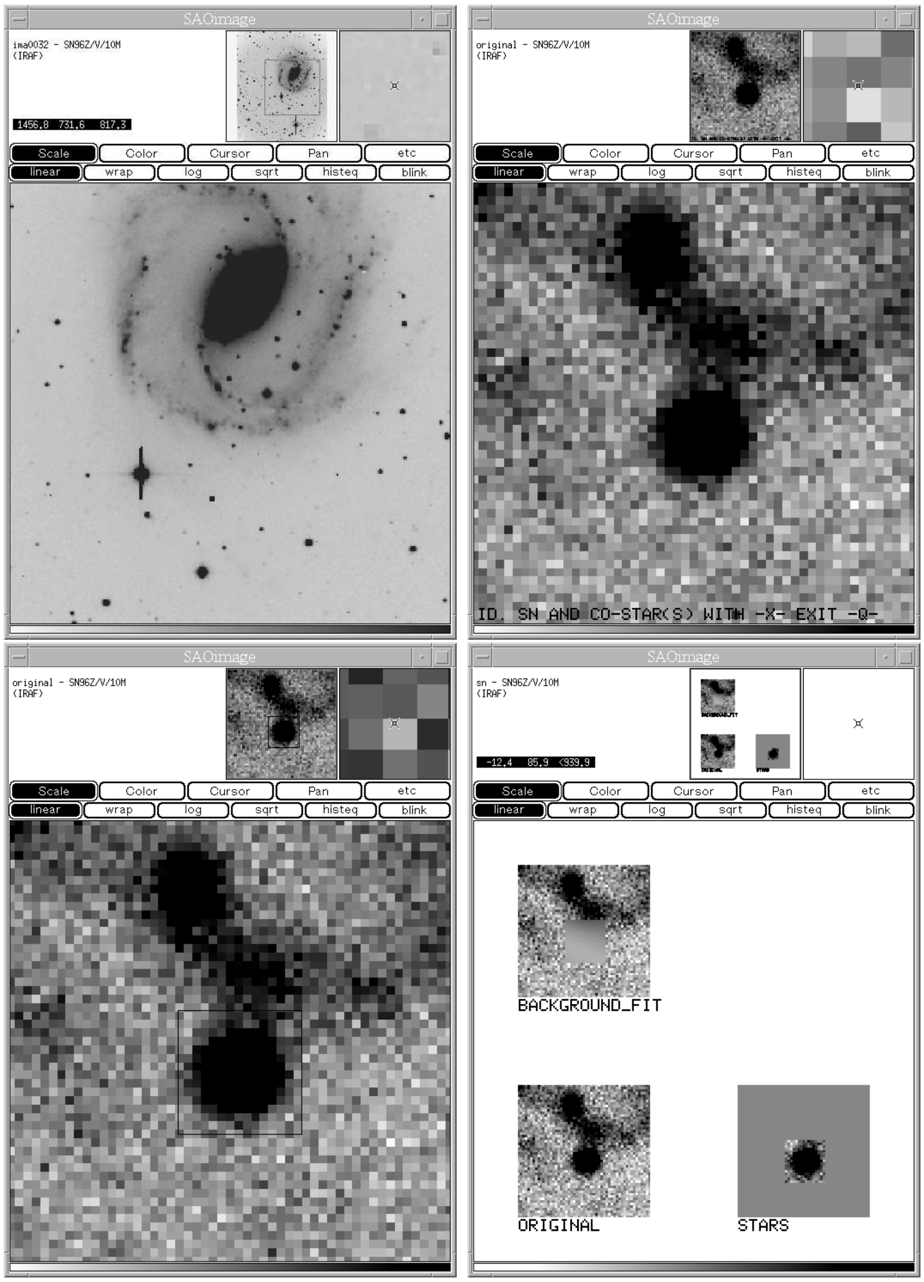

Figura 3.6: Immagini prodotte da `ECSN`

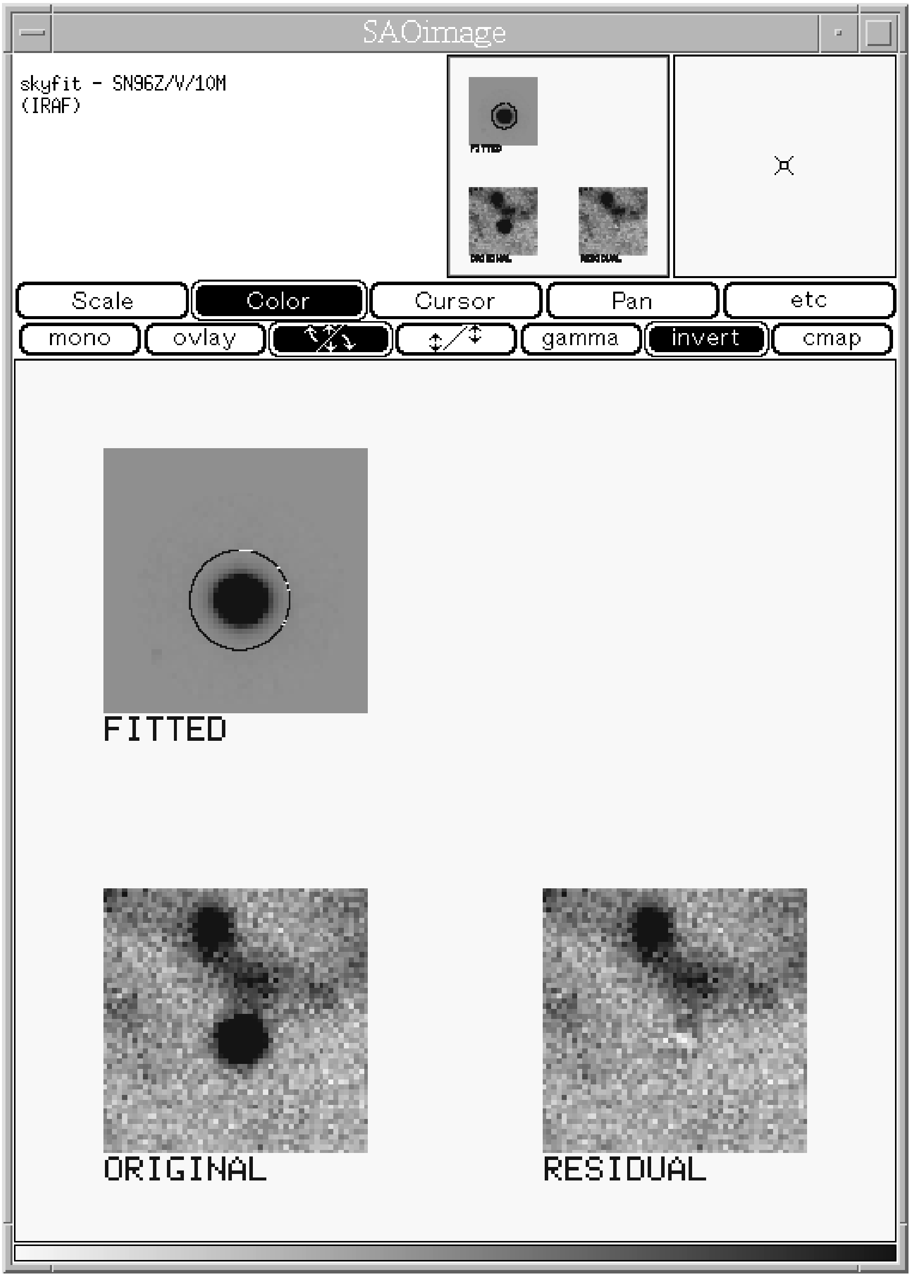

Figura 3.7: Immagini prodotte da `ECSN`

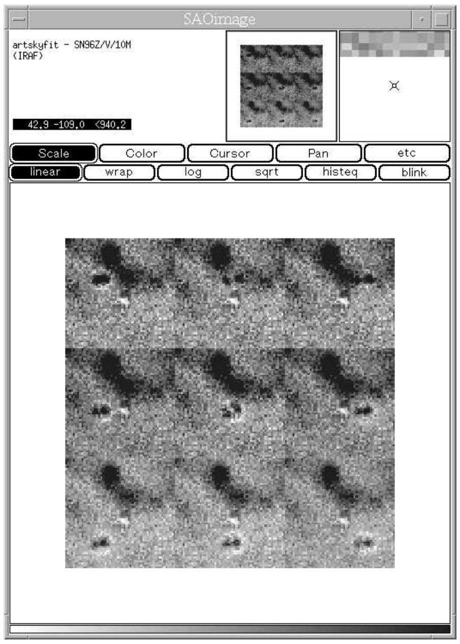

Figura 3.8: Esperimento delle stelle artificiali

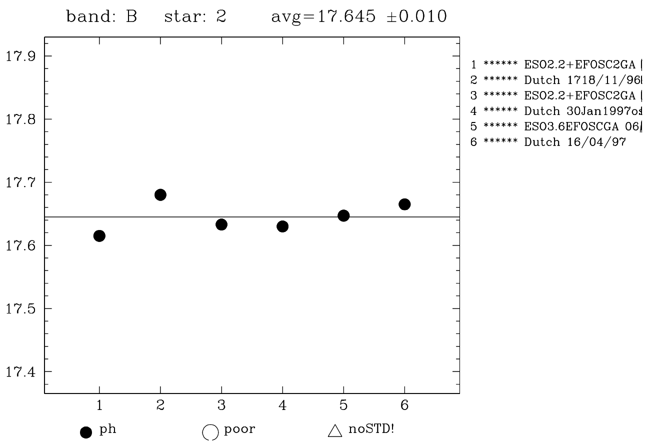

Figura 3.9: Calibrazione di una stella di sequenza

SN	sorgente	data
1995ac	NTT+EMMI	13/11/1995
	ESO 3.6	02/10/1995
1996Z	ESO 2.2 EFOSC2	18/05/1996
	ESO 2.2 EFOSC2	13/12/1996
	ESO 3.6 EFOSC	05/02/1997
1999aa	Dutch 0.92	16/03/1999
	Dutch 0.92	17/03/1999
1999E	Dutch 0.92	16/03/1999
	Dutch 0.92	17/03/1999
1999ac	Dutch 0.92	16/03/1999
	Dutch 0.92	17/03/1999
1998ew	Dutch 0.92	16/03/1999
	Dutch 0.92	17/03/1999

Tabella 3.1: Supernovae misurate (dati originali ESO)

Seguendo le procedure appena descritte abbiamo misurato le supernovae in tab. 3.1.

Capitolo 4

Morfologia delle curve di luce

Le curve di luce delle supernovae costituiscono, insieme agli spettri, le principali fonti di informazione riguardo questi oggetti. In genere le osservazioni sono effettuate attraverso filtri a banda larga, definiti da Bessel [52] per il sistema fotometrico di Johnson (Johnson & Harris 1954) e Cousins (1980).
Per avere dei risultati statisticamente significativi è importante avere un vasto campione su cui operare. In questa tesi sono stati presi in esame tutti i dati già presenti nel catalogo digitale ALiCE (*Asiago Light Curve Environment*) relativi a supernovae di tipo Ia: il catalogo è stato ulteriormente ampliato e completato aggiungendo, oltre ai risultati delle nostre riduzioni, i dati ottenuti in alcuni lavori, principalmente quelli di M.Hamuy et al. [53] e A. Riess et al. [54]. Il campione di Riess è costituito da 22 supernovae osservate nelle bande B, V, R, I, principalmente con un telescopio di 1.2m al FLWO (*Fred Lawrence Whipple Observatory*). Il campione di Hamuy è costituito invece da 29 supernovae scoperte o osservate nel corso della *Calán/Tololo Survey* tra il 1990 ed il 1993 come una collaborazione tra gli astronomi del CTIO (*Cerro Tololo Inter-American Observatory*) ed il *Cerro Calán Observatory* dell'università del Cile. Anche in questo caso le osservazioni sono state effettuate nelle bande U, B, V, R, I.
Sono stati poi aggiornati i dati relativi alle supernovae meno recenti al formato attualmente utilizzato per archiviare le informazioni, sono stati inseriti eventuali dati mancanti e per alcune vecchie supernovae sono stati rivisti i dati alla luce di studi successivi [55], aggiornando, quando possibile, le magnitudini fotografiche al sistema di *Johnson-Cousins*. Per quanto riguarda

la 1937C abbiamo integrato i dati di Schaefer [59] con quelli di Pierce [58]. Questa fase del lavoro ha richiesto molto tempo ma era necessaria per costruire l'insieme di dati su cui lavorare.
Alla fine di questo lavoro avevamo a disposizione 101 supernovae di tipo Ia, partendo dalla sn1919A per arrivare alla sn1999ac; su questo campione abbiamo effettuato le successive analisi.

4.1 Analisi delle curve di luce

Anche se abbiamo cercato di rendere il nostro campione fotometrico il più possibile omogeneo, bisogna tener conto della diversa modalità di aquisizione delle immagini, che distingue in modo sostanziale le misure fotometriche effettuate su lastre fotografiche e su immagini CCD (subentrate alle lastre fotografiche a partire dalla seconda metà degli anni '80).
Come già accennato nel cap.3, tali dispositivi sono caratterizzati da una elevatissima efficienza quantica e dalla linearità della risposta per un esteso range dinamico. La risposta non lineare delle lastre fotografiche, la necessità di curve di calibrazione, il difetto di reciprocità, la scarsa sensibiltà nel rosso, il ristretto range dinamico non possono non ripercuotersi sulla qualità delle misure effettuate tramite lastre rispetto a quelle ottenute tramite CCD. E' prevedibile quindi una certa discrepanza tra i dati ottenuti tramite CCD o lastre. Anche se i moderni CCD danno la possibiltà di ottenere misure accurate resta la difficoltà intrinseca dello studio fotometrico delle supernovae, come accennato nel par. 3.3.3.
Gli errori sulla fotometria oltre che dalla difficoltà di estrazione della supernova e dalla sua misura dipendono anche dalla calibrazione di tali misure e dal sistema fotometrico utilizzato. Per quanto riguarda la calibrazione infatti non sempre le osservazioni sono effettuate in notti fotometriche, cioè in buone condizioni di seeing e trasparenza del cielo. Spesso però ciò può essere evidenziato solo a posteriori, dopo l'analisi delle immagini ed il confronto delle misure effettuate sulle stelle delle sequenza locale con quelle ottenute in notti fotometriche. Rimane poi il problema del sistema fotometrico: per riprodurre il sistema di *Johnson-Cousins* è necessaria una determinata combinazione telescopio-filtri-detector. Non sempre però è possibile riprodurre al meglio tale sistema; per questi motivi, come si è verificato, sono possibili

scarti sistematici nella fotometria di autori diversi.
Prima di procedere oltre introduciamo le grandezze che caratterizzano la curva di luce di una supernova e che ne riassumono le caratteristiche principali [17].
In banda B si possono determinare i seguenti parametri (vedi fig.4.1):

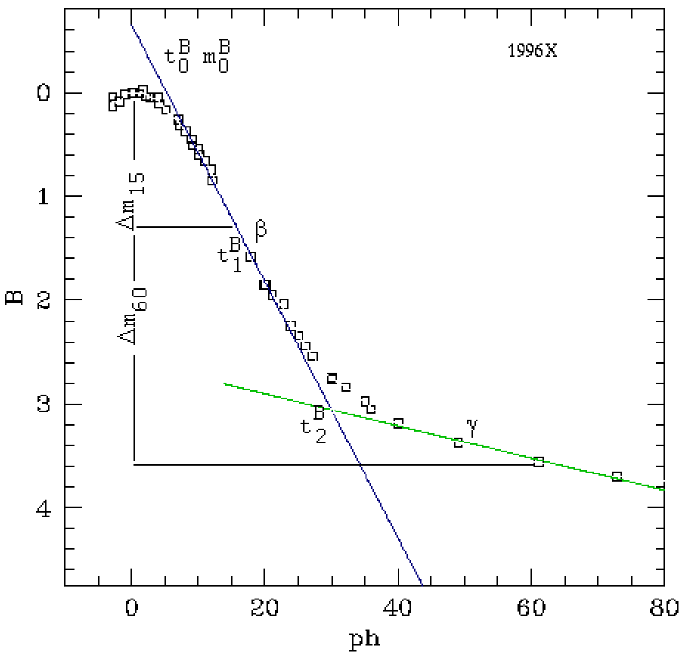

Figura 4.1: Parametri di una curva di luce in banda B

- (t_0^B, m_0^B) rappresentano l'epoca e la magnitudine del massimo;
- Δm_{15} rappresenta la differenza tra la magnitudine del massimo e quella misurata 15 giorni dopo;
- β è la pendenza della retta che interpola il primo tratto lineare della curva successivo al picco;

- γ è la pendenza della retta che interpola il secondo tratto lineare della curva;

- t_1^B è l'epoca in cui la derivata prima della curva di luce raggiunge il massimo, quando cioè la curva cambia concavità;

- t_2^B rappresenta l'epoca relativa all'intersezione delle due rette che interpolano la curva;

- Δm_{60} rappresenta la differenza tra la magnitudine del picco e quella misurata 60 giorni dopo;

- il *rise time* è il tempo che intercorre tra l'esplosione della supernova e il picco della curva di luce (della durata di circa 19 giorni [56]);

- l'*inflection point* è rappresentato dal punto in cui il declino della curva di luce cambia pendenza.

Analogamente gli stessi parametri possono essere definiti in V, anche se, per la più lenta evoluzione della luminosità in questa banda, si preferisce misurare il Δm_{20} piuttosto che il Δm_{15}. In banda I invece, poichè la curva ha un andamento diverso da quello in B e V, presentando spesso un secondo picco $20 \sim 30$ giorni dopo il picco in B, si misurano, oltre alla data e la magnitudine del massimo (t_0^I, m_0^I) e al Δm_{60}, anche l'epoca e la magnitudine del secondo massimo (t_2^I, m_2^I) e del minimo compreso tra i due (t_1^I, m_1^I).
Se si hanno a disposizione delle supernovae ben osservate, con curve di luce ben definite e punti ad intervalli ravvicinati soprattutto in prossimità del massimo, è possibile determinare facilmente tutti questi parametri direttamente sui punti originali. Non sempre però si hanno a disposizione curve del genere: ci possono essere dei "buchi" nella copertura della curva di luce o, specie quando si integrano dati con misure effettuate da più osservatori, può capitare di avere delle curve non ben definite, con i punti "dispersi". In tal caso non è facile determinare la posizione e la magnitudine del massimo e gli altri parametri, alcuni dei quali, come il Δm, dipendono in modo cruciale da tale punto. Per poter compiere misure significative anche in questi casi si è proceduto per gradi, come segue.

4.1.1 Determinazione delle curve *template*

Si sono passate in rassegna tutte le curve di luce presenti in catalogo selezionando quelle che avevano la migliore copertura. Si sono così selezionate 28 supernovae per la banda B e 25 per la banda V. Per queste supernovae si sono determinati, per le bande B e V, i parametri fondamentali e cioè fase e magnitudine del massimo, Δm_{15}, Δm_{20}, β e, quando possibile, γ, t_2^B, t_2^V, Δm_{60}. A questo scopo si è proceduto in modo analogo ad un lavoro di M. Hamuy [17]: è stato effettuato un *fit* delle curve selezionate mediante una *spline* cubica [1] mediando i dati originali in intervalli più brevi in prossimità del massimo, dove la luminosità cambia rapidamente, e più lunghi a fasi avanzate. Questa procedura evita oscillazioni della *spline* dovuta a valori discordanti della magnitudine a date coincidenti o molto vicine. Sul tale *fit* sono stati determinati i parametri di cui sopra. All'interno di ciascuna banda poi abbiamo raggruppato le supernovae con Δm_{15} (Δm_{20}) simile (misurato sia tramite la *spline* che sulla retta che interpola il primo tratto, ricavando ovviamente valori simili) ottenendo 7 sottoinsiemi in B e 6 in V, come visibile nelle tabelle 4.1, 4.2. Per effettuare queste operazioni sui dati, come anche tutte le altre descritte in seguito, si è utilizzato **SM** [2], un programma di *plotting* interattivo con un versatile linguaggio di programmazione. In tale ambiente è possibile costruire delle *macro* (insiemi di comandi per eseguire determinate operazioni) finalizzate alle proprie necessità. Tale programma è particolarmente adatto alla gestione di tabelle di dati da rappresentare graficamente, tuttavia non è molto veloce nell'esecuzione; in genere questo non ha costituito un problema, data la non eccessiva quantità di dati da trattare di volta in volta (solo in pochi casi si avevano più di un centinaio di punti per la curva di luce di una supernova). Solo per operazioni più complesse e impegnative, come il confronto di curve di luce e la ricerca del miglior *fit*, tale linguaggio ha mostrato i suoi limiti, impiegando tempi dell'ordine dei minuti per l'esecuzione.
Data l'accentuata curvatura della curva relativa alla 1991bg non è stato possibile interpolare con una retta il tratto intorno ai 15 giorni, per alcune supernovae invece non è stato possibile effettuare alcuna misure a causa della scarsità o assenza di punti a fasi avanzate.

[1] "Numerical Recipies" W.H.Press, B.P. Flannery, S.A. Teukolsky, W.T. Vetterling
[2] R. Lupton & P. Monger (1991)

sn	Δm_{15} spline	$\Delta m_{15} retta$	t_2^B	Δm_{60}	β	γ
1995ac	0.81	0.80	33.17	3.20	0.114	0.012
1992bc	0.82	0.80	38.76	3.36	0.096	0.014
1994S	0.87	0.90			0.109	
1995bd	0.88	0.88	37.21	3.06	0.080	0.017
1995al	0.89	0.94	33.56	3.25	0.103	0.016
1994ae	0.94	0.96	35.72	3.34	0.096	0.016
1995D	1.03	1.03	34.77	3.37	0.104	0.012
1997br	1.04	1.09	28.86	3.05	0.107	0.016
1992al	1.09	1.08	32.48	3.48	0.113	0.015
1990N	1.12	1.10			0.109	
1991T	1.03	1.03	28.43	3.12	0.107	0.016
1998bu	1.15	1.15	29.98	3.38	0.113	0.019
1995E	1.19	1.13			0.111	
1937C	1.21	1.18	30.63	3.37	0.102	0.015
1996X	1.32	1.32	29.61	3.53	0.122	0.015
1996bo	1.23	1.22	23.90	3.02	0.116	0.021
1993O	1.26	1.26	31.50	3.67	0.114	0.020
1989B	1.28	1.25	28.65	3.38	0.124	0.014
1996bl	1.30	1.28	28.68	3.68	0.112	0.028
1974G	1.40	1.41	26.16	3.54	0.013	0.027
1980N	1.42	1.47	31.18	3.39	0.106	0.014
1992bp	1.42	1.40	25.32	4.11	0.129	0.040
1992A	1.45	1.46	28.35	3.55	0.127	0.013
1994D	1.38	1.38	28.11	3.62	0.132	0.017
1990af	1.62	1.53			0.135	
1992bo	1.62	1.61	22.85	3.70	0.150	0.025
1986G	1.69	1.60	23.87	3.46	0.120	0.022
1991bg	1.94			3.18		0.022

Tabella 4.1: Modelli banda B

Le curve di luce all'interno di ciascun gruppo sono state poi mediate in modo da ottenere dei modelli o *template* da usare come riferimento. Sia in B che in V nella costruzione dei *template* è stata esclusa la sn 1991T (classificata come Ia peculiare perchè superluminosa) il cui andamento sembra discostarsi da quello delle supernovae con Δm_{15} simile. Le curve medie così ottenute sono visibili in fig.4.2 ed in fig.4.3. I dati ad esse relativi sono raccolti in appendice A. In ciascun grafico sottostante le curve è mostrata la

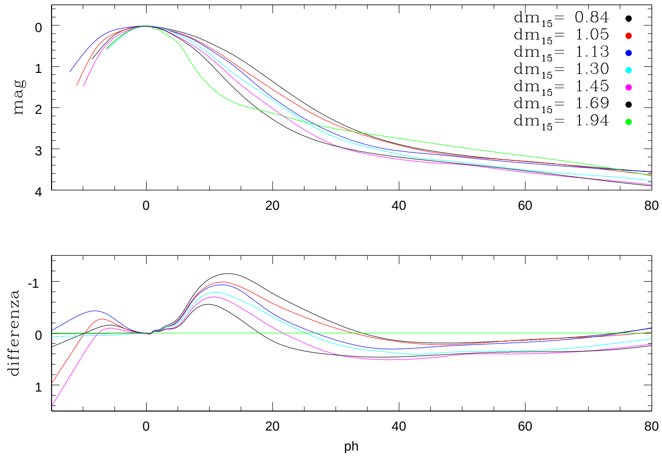

Figura 4.2: *Template* banda B e loro differenza rispetto alla curva con Δm_{15} maggiore.

differenza tra una curva *template* generica e quella con declino più rapido (scelta solo per avere un riferimento fisso). Come si vede in fig.4.2 ed in fig.4.3 le curve relative ai diversi Δm differiscono tra di loro soprattutto tra i 15 ed i 20 giorni dopo il massimo. E' questo il motivo per cui il Δm sembra funzionare così bene per descrivere le curve di luce
Si è quindi costruita una procedura che confronta una generica curva di luce con ciascun *template*, calcola la traslazione in fase e magnitudine necessaria per farli coincidere al meglio (minimizzando il χ^2) e seleziona il modello con il χ^2 minore. Un esempio è mostrato in fig.4.4. In fig.4.5 è illustrato l'andamento del χ^2 che si ottiene traslando la generica curva di luce in magnitudine

sn	Δm_{20} spline	$\Delta m_{20} retta$	t_2^V	Δm_{60}	β	γ
1995al	0.82	0.82	39.91	2.47	0.053	0.031
1994ae	0.85	0.84	40.34	2.50	0.058	0.026
1989B	0.86	0.86	41.70	2.63	0.058	0.029
1997br	0.90	0.89	32.97	2.33	0.056	0.028
1991T	0.90	0.90	33.84	2.46	0.055	0.030
1992bc	0.91	0.91	36.88	2.54	0.060	0.028
1990N	0.93	0.92	65.02	3.49	0.059	0.014
1995bd	0.94	0.94	41.02	2.44	0.047	0.028
1995E	0.95	0.94	36.46	2.52	0.059	0.027
1995D	0.96	0.93	44.12	2.48	0.049	0.025
1993O	0.96	0.96	40.02	2.72	0.064	0.026
1998bu	0.99	1.00	36.94	2.67	0.057	0.030
1993ag	1.01	1.01	35.78	2.70	0.065	0.027
1992al	1.03	1.03	37.19	2.67	0.060	0.027
1996X	1.03	1.05	34.57	2.69	0.066	0.028
1980N	1.06	1.07	34.27	2.65	0.066	0.025
1981B	1.08	1.11	33.33	2.57	0.066	0.026
1992bp	1.14	1.15			0.073	
1994D	1.18	1.20	32.36	2.84	0.067	0.031
1992bo	1.27	1.20	31.82	2.84	0.077	0.026
1992A	1.28	1.25	35.06	2.91	0.066	0.028
1990af	1.30	1.30			0.083	
1986G	1.36	1.34	28.16	3.03	0.082	0.032
1993H	1.44	1.43	29.02	3.04	0.081	0.029
1991bg	1.70	1.80	22.92	3.28	0.100	0.032

Tabella 4.2: Modelli banda V

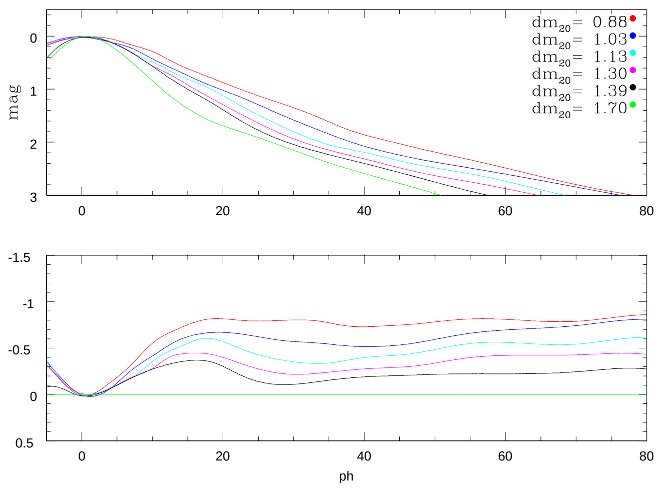

Figura 4.3: *Template* banda V e loro differenza rispetto alla curva con Δm_{20} maggiore.

e fase per cercare il miglior adattamento con un dato *template*. Per avere una stima indicativa della bontà del *fit* abbiamo introdotto un "indice di affidabilità", definito semplicemente come $I.A. = 100 \cdot (1 - bestfit/worstfit)$, dove $bestfit$ è il χ^2 relativo al *template* che meglio approssima la curva di luce in esame, opportunamente centrata in fase e magnitudine, e $worstfit$ è il valore relativo al *template* che più se ne discosta; quanto più la generica curva somiglia ad un solo template piuttosto che a tutti gli altri avremo un valore di $I.A.$ prossimo a 100. In tal modo sono ottenute fase e magnitudine del picco anche per quelle supernovae con minore copertura osservativa. Tenendo conto di questi due valori è stato possibile determinare il Δm e gli altri parametri delle curve di luce. Nel caso di curve con un numero eccessivamente basso di punti si sono assegnati alla supernova i parametri del *template* più simile. Si è costruita così la tabella 4.4, contenente la caratterizzazione fotometrica di tutte le supernovae Ia catalogate; il secondo numero della coppia di valori riportata all'interno di ciascuna colonna rappresenta l'errore associato alla misura. Per determinare gli errori si sono fatte delle prove ripetendo le misure, eliminando alternativamente punti discordanti. Si sono

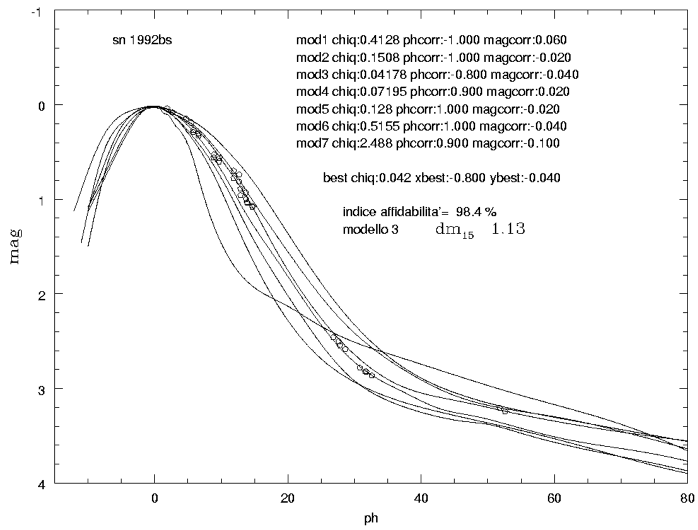

Figura 4.4: Esempio del confronto di una generica curva di luce con i *template*

così associati alla magnitudine del massimo degli errori variabili generalmente tra 0.04 $\sim$ 0.2 magnitudini (nei casi in cui non si è riusciti a determinarla si associato un errore simbolico pari ad 1 magnitudine) mentre per quanto riguarda la fase l'indeterminazione oscilla generalmente tra 0.4 $\sim$ 2 giorni, con punte fino a 10 giorni per casi difficilmente misurabili (come nel caso di supernovae seguite solo a fasi avanzate). Per quanto riguarda il parametro β si è considerata la variazione della pendenza della retta ripetendo le misure su tratti leggermente diversi o, quando non si avevano curve ben definite, si è considerata la differenza tra il β associato ad un certo template e quello dei template immediatamente vicini. Analogamente si è fatto per il Δm.
Bisogna tener conto del fatto che misure effettuate su una curva ben definita, con punti molto fitti, possono dar luogo ad una sottostima degli errori: per esempio ci possono essere misure di autori diversi relative alla stessa supernova, entrambe "buone" prese singolarmente, ma significativamente diverse tra di loro. In tal caso, anche se gli errori "interni" della singola fotometria sembrano molto bassi, tenendo conto delle misure ottenute da autori diversi si può avere una stima più realistica degli errori. Per valutare l'importanza di questo aspetto abbiamo selezionato quelle supernovae presenti in catalogo

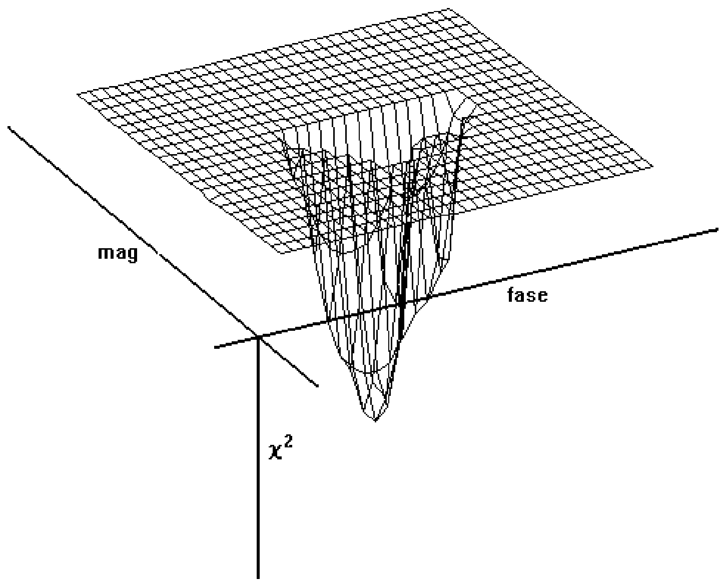

Figura 4.5: χ^2 in funzione della fase e della magnitudine del picco

che erano state seguite accuratamente da più osservatori e abbiamo ripetuto le misure sui dati di ciascuno presi singolarmente. Abbiamo così selezionato le seguenti supernovae:

1937C Schaefer (1994) ApJ 426, 493 - M.J.Pierce AJ (1995) 110,6;
1974G Ciatti & Rosino (1977) AS 57,73 - Patchett et al. MNRAS 175.595;
1981B Tsevtkov (1982) SA 8,L115 - Buta & Turner (1983) PASP 95, 72;
1994D Patat et al. - Richmond et al. (1995) AJ 109, 2121;
1995D Riess (1999) AJ, 117, 707 - Sadakane et al. (1996) PASJ 48, 51;
1996X Salvo et al. - Riess 1999 AJ, 117, 707;
1998bu Suntzeff et al. (1999) AJ, 117, 1175 - Jha et al. (1999) ApJS, 125, 73

Il caso più evidente di discrepanza tra due osservatori diversi è rappresentato dalla SN 1937C, mostrata in fig.4.6, dove sono indicati i dati di Schaefer (simboli pieni) e Pierce (simboli vuoti). E' evidente come in prossimità del massimo i due gruppi di dati delineino delle curve separate. I dati di Pierce

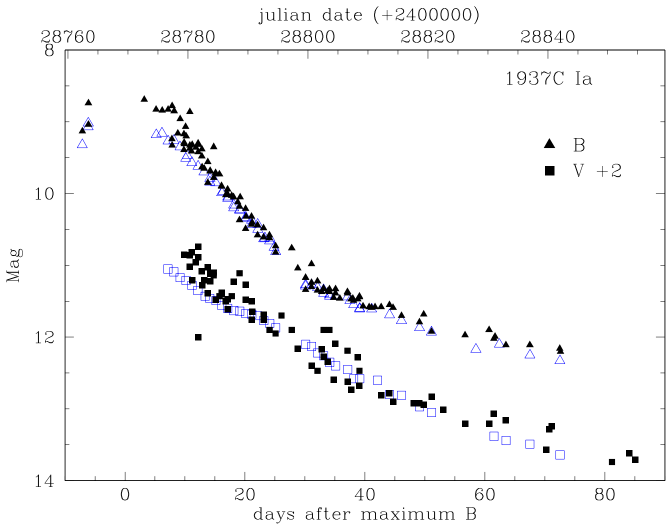

Figura 4.6: Confronto dei dati di Pierce e Schaefer relativi alla SN 1937C

[58] sono stati ottenuti rielaborando materiale di quasi 60 anni prima, digitalizzando le lastre ottenute da Baade e Zwicky con il telescopio Schmidt del Palomar. Il processo non proprio diretto e la necessità di trasformare magnitudini fotografiche in magnitudini B e V può render conto degli scarti da noi osservati tra i suoi valori e quelli di Schaefer [59] (Pierce dà per il picco B il valore di $B_{max} = 8.94 \pm 0.03$ mentre Schaefer misura 8.71 ± 0.14; come evidente i due valori non sono sovrapponibili nei limiti di errore).
Che le misure relative alle supernovae più vecchie siano quelle che più differiscono tra di loro non stupisce, è invece significativo che anche i punti ottenuti da autori diversi, con osservazioni effettuate tramite CCD (come ad esempio la 1998bu e la 1995D), pur non scartando in modo evidente tra di loro, diano però luogo a misure di magnitudine e fase del massimo o Δm_{15} differenti oltre i limiti di errore (tab. 4.3). Quindi, per quanto le moderne

tecniche di osservazione tramite CCD consentano di fare teoricamente misure anche al centesimo di magnitudine, gli errori da associare alle misure effettuate sulle curve di luce sono almeno di un ordine di grandezza maggiore. Questo aspetto è spesso sottovalutato.
Risulta che in media le misure della magnitudine del massimo B differiscono anche di 0.10 (1994D) magnitudini mentre la fase può variare facilmente di un giorno (1998bu). Per quel che riguarda il Δm_{15} invece si ha una differenza anche di 0.15 magnitudini (1998bu). Questi sono comunque i valori estremi. Se si considera la dispersione relativa alle misure da fotometrie diverse, si ha $\sigma(B) = 0.05$, $\sigma(jd) = 0.7$, $\sigma(\Delta m_{15}) = 0.06$. (Introducendo anche la 1974G e la 1937C i valori salgono a $\sigma(B) = 0.09$, $sigma(jd) = 1.43$, $\sigma(\Delta m_{15}) = 0.15$). I risultati ottenuti sono raccolti in tab. 4.3.

SN	diff $jd_{max}(B)$	diff $m_{max}(B)$	diff $\Delta m_{15}(B)$
1994D	-0.51	-0.1	-0.02
1998bu	-1.37	-0.05	-0.15
1996X	-0.32	-0.04	-0.05
1981B	0.29	0.02	-0.08
1937C	2.6	-0.16	0.28
1974G	-1.04	-0.22	0.03
media (σ)	-0.05 (1.43)	-0.09 (0.09)	0.01 (0.15)

Tabella 4.3: Differenza tra le misure ottenute sui punti dati da autori diversi per 6 supernovae.

Per le analisi successive abbiamo preparato anche un'altra tabella (4.5) con tutti i dati relativi alla galassia ospite di ciascuna supernova, in cui sono indicati il tipo morfologico, l'assorbimento galattico (ABg), la velocità di recessione (dati tratti dal Nasa/ipac Extragalactic Database [3]) oltre che il modulo di distanza tratto dal catologo *"Nearby galaxies Catalog"* di R.B. Tully (1988). La velocità v_{3k} è quella misurata rispetto alla radiazione di fondo a 2.73K.

[3]`http://nedwww.ipac.caltech.edu/` (per l'assorbimento galattico sono stati presi in considerazione i dati di Schlegel et al. 1998 *ApJ*, **500** 525S, per tutti gli altri dati la fonte è il catalogo RC3)

Una volta raccolti tutti i dati abbiamo proceduto alla loro analisi. In particolare abbiamo confrontato tra di loro i vari parametri caratteristici delle curve di luce per cercare eventuali correlazioni.

Banda B						Banda V			
sn	tipo	m_{Bmax}	$JD(maxB)$	β	$\Delta m_{15}(B)$	m_{Vmax}	$JD(maxV)$	β	$\Delta m_{20}(V)$
1937C	Ia	8.60 .20	28769.49 1.0	0.10 .01	1.21 .20	7.7 .20	28762.50 3.0	0.12 .020	1.70 .20
1960F	Ia	11.65 .20	37041.00 2.0	0.10 .01	0.82 .10	11.85 .20	37047.00 2.0	0.098 .005	1.56 .20
1960R	Ia	12.00 .20	37291.17 1.0	0.10 .01	1.23 .10				
1965I	Ia	11.78 .20	38919.50 2.0	0.10 .01	1.06 .10				
1968E	Ia	13.80 .20	39920.10 2.0	0.10 .01	1.15 .15				
1969C	Ia	13.70 .20	40255.00 2.0	0.13 .01	1.37 .10	13.10 .20	40252.60 2.0	0.103 .005	1.67 .20
1970J	Ia	15.10 .10	40866.65 2.0	0.11 .01	1.23 .05	14.90 .10	40870.30 1.0	0.075 .020	1.22 .20
1971G	Ia	13.80 .20	41053.90 2.0	0.13 .01	1.50 .05	13.50 .10	41057.95 2.0		
1971L	Ia	13.20 .07	41133.62 0.4	0.09 .01	0.80 .05	13.01 .10	41134.60 0.5	0.056 .005	0.85 .10
1972E	Ia	8.38 .04	41446.70 0.4	0.10 .01	1.04 .05	8.34 .05	41445.10 0.4	0.050 .005	0.85 .04
1972H	Ia	14.30 .20	41515.00 5.0	0.10 .01	0.85 .10	14.45 .20	41527.00 2.0	0.050 .020	1.05 .20
1972J	Ia	14.80 .20	41550.30 2.0	0.13 .01	1.17 .05	14.65 .10	41555.50 1.0	0.074 .005	1.34 .05
1972R	Ia	13.30 1.0	41626.00 10	0.10 .05					
1973B	Ia	15.00 1.0	41685.50 5.0	0.11 .05					
1973F	Ia	15.50 .20	41784.60 2.0	0.14 .01	1.86 .08	16.15 .20	41785.75 2.0	0.056 .010	0.88 .20
1974G	Ia	12.34 .04	42169.64 0.4	0.11 .01	1.40 .04	11.80 .20	42165.25 4.0	0.06 .030	1.03 .20
1974J	Ia	13.60 1.0	42316.00 10	0.10 .03		16.35 .10	42332.40 3.0	0.06 .030	0.88 .20
1975G	Ia	14.60 .04	42575.00 0.4	0.11 .01	1.28 .08				
1975N	Ia	14.00 .20	42721.30 3.0	0.10 .03	1.16 .10	13.25 .20	42724.00 3.0	0.08 .020	1.39 .30
1975O	Ia	15.50 .20	42748.29 0.4	0.14 .01	1.94 .20	15.45 .20	42744.69 3.0	0.056 .010	0.88 .30
1975P	Ia	14.60 1.0	42729.00 10	0.10 .03					
1976J	Ia	14.40 .20	43132.00 1.0	0.13 .01	1.30 .15				
1977F	Ia	15.10 .20	43138.80 1.0	0.10 .02	0.84 .20				
1980N	Ia	12.45 .04	44586.60 0.8	0.10 .01	1.38 .04	12.42 .05	44588.70 0.4	0.067 .005	1.06 .05
1981B	Ia	11.96 .04	44671.90 0.8	0.10 .01	1.13 .05	11.90 .05	44674.56 0.4	0.064 .005	1.08 .05
1982B	Ia	13.35 .20	45011.30 3.0	0.10 .01	0.85 .05	13.15 .10	45010.40 1.0	0.052 .005	0.87 .05
1983G	Ia	12.87 .10	45430.90 2.0	0.11 .01	1.26 .10	12.62 .20	45429.25 5.0	0.055 .005	0.88 .30
1983U	Ia	13.00 .20	45635.50 2.0	0.10 .01	1.05 .20				
1986G	Ia	12.48 .04	46561.00 0.5	0.12 .01	1.69 .04	11.44 .05	46562.10 0.4	0.082 .005	1.36 .05
1989B	Ia	12.38 .12	47565.60 0.1	0.12 .01	1.28 .04	11.96 .05	47565.20 0.4	0.063 .005	0.86 .05
1989M	Ia	12.70 .20	47713.46 1.0	0.10 .01	1.13 .10				

Tabella 4.4: Dati supernovae. (continua)

Banda B						Banda V			
sn	tipo	m_{Bmax}	$JD(maxB)$	β	$\Delta m_{15}(B)$	m_{Vmax}	$JD(maxV)$	β	$\Delta m_{20}(V)$
1990N	Ia	12.78 .04	48083.60 1.0	0.11 .01	1.12 .05	12.73 .05	48085.10 0.4	0.058 .005	0.93 .05
1990O	Ia	16.56 .04	48074.80 0.8	0.10 .01	0.89 .05	16.51 .05	48077.00 0.4	0.053 .005	0.84 .05
1990T	Ia	17.51 .20	48085.34 1.0	0.10 .01	1.15 .10	17.37 .10	48088.24 1.0	0.061 .005	1.01 .05
1990Y	Ia	17.69 .20	48114.87 0.4	0.10 .01	0.85 .15	17.17 .20	48119.27 2.0	0.066 .005	1.14 .10
1990af	Ia	17.91 .04	48195.80 0.4	0.13 .01	1.65 .04	17.85 .05	48197.00 0.4	0.085 .005	1.30 .05
1991S	Ia	17.83 .05	48349.24 .05	0.10 .01	1.14 .08	17.61 .20	48347.94 1.0	0.056 .005	1.02 .05
1991T	IaPec	11.71 .04	48376.71 2.0	0.11 .01	1.03 .04	11.50 .05	48378.32 0.4	0.055 .005	0.90 .05
1991U	Ia	16.75 .04	48358.50 2.0	0.11 .01	1.35 .05	16.49 .05	48357.60 0.4	0.056 .005	0.99 .05
1991ag	Ia	14.65 .04	48412.57 0.4	0.10 .01	0.90 .05	14.54 .05	48413.37 0.4	0.051 .005	0.82 .05
1991bg	IaPec	14.77 .04	48604.40 0.4	0.14 .01	1.94 .04	13.97 .05	48605.49 0.4	0.118 .010	1.70 .05
1992A	Ia	12.58 .04	48640.60 0.4	0.13 .01	1.45 .04	12.53 .05	48643.00 0.4	0.066 .005	1.28 .05
1992J	Ia	18.13 .20	48674.54 1.0	0.13 .01	1.59 .10	17.83 .10	48675.79 0.4	0.071 .005	1.34 .10
1992K	Ia	16.31 .10	48675.60 2.0	0.11 .03	1.94 .20	15.45 .05	48676.60 0.4	0.103 .010	1.71 .05
1992P	Ia	16.10 .20	48717.68 1.0	0.10 .03	0.84 .30	16.13 .05	48718.38 0.4	0.062 .010	0.95 .10
1992ae	Ia	18.64 .04	48806.65 1.0	0.13 .01	1.38 .04	18.45 .05	48803.30 0.4	0.068 .005	1.03 .05
1992ag	Ia	16.64 .20	48806.59 2.0	0.10 .03	1.07 .05	16.44 .05	48805.49 0.4	0.054 .005	0.77 .05
1992al	Ia	14.58 .04	48837.97 0.4	0.12 .01	1.09 .04	14.59 .05	48839.87 0.5	0.060 .005	1.03 .05
1992aq	Ia	19.31 .10	48833.78 0.4	0.13 .01	1.40 .05	19.24 .08	48834.88 1.0	0.062 .008	1.03 .10
1992au	Ia	18.37 .20	48831.54 1.0	0.13 .03	1.41 .10	18.18 .08	48833.54 1.0	0.094 .010	1.43 .10
1992bc	Ia	15.15 .04	48911.71 0.4	0.10 .01	0.82 .04	15.21 .05	48912.61 0.4	0.060 .005	0.91 .05
1992bg	Ia	17.49 .04	48917.00 0.4	0.11 .01	1.30 .05	17.27 .05	48917.10 0.5	0.062 .005	0.95 .05
1992bh	Ia	17.68 .04	48920.22 0.4	0.10 .01	1.08 .08	17.60 .05	48922.03 0.5	0.058 .008	0.94 .08
1992bk	Ia	18.17 .04	48940.90 0.4	0.13 .01	1.67 .08	18.24 .06	48943.20 0.6	0.082 .005	1.34 .05
1992bl	Ia	17.36 .04	48948.55 0.4	0.13 .01	1.56 .08	17.36 .05	48949.75 0.5	0.077 .005	1.26 .05
1992bo	Ia	15.87 .04	48986.31 0.4	0.15 .01	1.62 .04	15.85 .05	48986.92 0.4	0.077 .005	1.27 .05
1992bp	Ia	18.53 .04	48980.89 0.4	0.13 .01	1.42 .04	18.52 .05	48982.87 0.4	0.073 .005	1.14 .05
1992br	Ia	19.36 .04	48980.94 0.4	0.13 .01	1.69 .10	19.39 .05	48984.72 0.5	0.092 .005	1.48 .10
1992bs	Ia	18.29 .04	48985.07 0.4	0.10 .01	1.13 .05	18.27 .05	48987.27 0.5	0.061 .005	0.99 .06
1993B	Ia	18.73 .04	49004.90 0.4	0.11 .01	1.21 .05	18.65 .05	49006.25 0.5	0.058 .005	0.87 .05
1993H	Ia	16.99 .04	49068.42 0.4	0.13 .01	1.54 .04	16.72 .05	49071.28 0.5	0.081 .005	1.44 .05
1993L	Ia	13.59 .20	49097.50 2.0	0.10 .03	1.20 .08	13.18 .05	49099.20 0.8	0.067 .005	1.10 .06

Tabella 4.4: Dati supernovae. (continua)

		Banda B				Banda V			
sn	tipo	m_{Bmax}	$JD(maxB)$	β	$\Delta m_{15}(B)$	m_{Vmax}	$JD(maxV)$	β	$\Delta m_{20}(V)$
1993O	Ia	17.79 .04	49134.13 0.4	0.11 .01	1.27 .04	17.83 .05	49135.03 1.0	0.064 .005	0.96 .10
1993ac	Ia	18.47 .20	49271.60 2.0	0.11 .01	1.32 .10	18.21 .08	49273.20 0.8	0.061 .030	1.15 .10
1993ae	Ia	15.70 .20	49288.90 1.0	0.10 .03	1.11 .08	15.47 .08	49292.60 1.0	0.074 .010	1.29 .20
1993ag	Ia	18.30 .04	49316.01 0.4	0.13 .01	1.20 .08	18.12 .05	49318.45 0.4	0.065 .005	1.01 .05
1993ah	Ia	16.47 .04	49304.77 0.4	0.13 .01	1.46 .10	16.70 .08	49306.67 1.0	0.059 .010	1.08 .05
1994D	Ia	11.88 .04	49432.58 0.4	0.13 .01	1.38 .04	11.91 .05	49434.05 0.4	0.067 .005	1.18 .05
1994M	Ia	16.36 .06	49475.96 1.0	0.13 .01	1.39 .05	16.27 .05	49476.26 1.0	0.062 .008	1.01 .05
1994Q	Ia	16.44 .04	49495.20 0.4	0.10 .01	0.84 .08	16.46 .08	49499.00 0.6	0.054 .008	0.81 .06
1994S	Ia	14.82 .04	49517.60 0.4	0.11 .01	0.88 .08	14.85 .08	49519.65 1.0	0.059 .005	0.96 .05
1994T	Ia	17.23 .10	49510.60 1.0	0.13 .03	1.51 .10	17.21 .08	49513.00 1.0	0.064 .008	1.09 .08
1994ae	Ia	13.18 .04	49684.97 0.4	0.10 .01	0.94 .04	13.09 .05	49684.56 0.5	0.058 .005	0.85 .05
1995D	Ia	13.39 .04	49768.60 0.4	0.10 .01	1.03 .04	13.41 .05	49771.39 0.5	0.049 .005	0.96 .05
1995E	Ia	16.82 .04	49774.70 0.4	0.11 .01	1.19 .04	16.09 .05	49777.15 0.5	0.059 .005	0.95 .05
1995ac	Ia	17.24 .04	49991.64 0.4	0.11 .01	0.80 .04	17.22 .05	49995.22 0.5	0.062 .005	0.91 .05
1995ak	Ia	16.09 .04	50022.89 1.0	0.13 .01	1.55 .10	16.12 .06	50024.59 0.6	0.060 .005	1.09 .08
1995al	Ia	13.36 .04	50029.10 0.4	0.10 .01	0.89 .04	13.25 .05	50030.30 0.5	0.053 .005	0.82 .05
1995bd	Ia	17.26 .04	50085.50 0.4	0.80 .01	0.87 .04	16.49 .06	50088.40 0.6	0.049 .010	0.94 .08
1996C	Ia	16.65 .04	50127.74 0.4	0.10 .01	0.81 .06	16.49 .05	50128.04 0.5	0.055 .005	0.88 .06
1996X	Ia	13.25 .04	50191.64 1.0	0.12 .01	1.32 .04	13.22 .05	50192.94 0.5	0.066 .005	1.03 .05
1996Z	Ia	14.67 .04	50219.00 0.4	0.11 .01	1.30 .10	14.11 .10	50215.20 3.0	0.059 .010	0.94 .20
1996ab	Ia	19.71 .20	50224.70 1.0	0.10 .03	1.10 .08	19.44 .10	50223.60 1.0	0.063 .008	1.10 .08
1996ai	Ia	16.94 .40	50254.80 0.4	0.10 .01	0.81 .08	15.25 .08	50256.20 0.8	0.053 .010	0.90 .08
1996bk	Ia	14.84 .20	50367.60 1.0	0.13 .03	1.45 .20	14.33 .20	50368.60 2.0	0.118 .050	1.70 .30
1996bl	Ia	17.02 .04	50377.70 0.4	0.11 .01	1.30 .04	16.98 .06	50376.50 0.8	0.056 .005	0.82 .08
1996bo	Ia	16.15 .04	50386.80 0.4	0.12 .01	1.22 .04	15.75 .06	50388.40 0.8	0.057 .006	0.96 .08
1996bv	Ia	15.69 .04	50402.80 0.4	0.10 .01	0.84 .08	15.38 .06	50402.60 1.0	0.049 .006	0.80 .08
1997bp	Ia	14.05 .10	50544.90 1.0	0.10 .03	0.83 .05	13.95 .08	50550.10 1.0	0.052 .006	0.86 .08
1997br	Ia	14.08 .04	50559.40 0.4	0.11 .01	1.07 .05	13.78 .05	50563.70 0.5	0.056 .005	0.90 .05
1997cn	IaPe	17.20 .04	50588.50 0.4	0.14 .01	1.88 .08	16.46 .05	50588.00 0.5	0.109 .005	1.71 .05
1998bu	Ia	12.20 .04	50953.41 0.4	0.11 .01	1.15 .04	11.86 .05	50954.23 0.5	0.057 .005	0.99 .05

Tabella 4.4: Dati supernovae.

sn	galassia	tipo	ABg	v_{3K}	μ_{Tully}
1937C	IC4182	SA	0.060	543	28.22
1960F	NGC4496A	SB	0.106	2069	30.56
1960R	NGC4382	SA	0.129	1036	31.13
1965I	NGC4753	I	0.148	1566	30.89
1968E	NGC2713	SB	0.183	4215	
1969C	NGC3811	SB	0.082	3317	
1970J	NGC7619	E	0.351	3444	
1971G	NGC4165	SAB	0.150	2188	
1971L	NGC6384	SAB	0.532	1640	32.12
1972E	NGC5253	I	0.240	671	27.53
1972H	NGC3147	SA	0.103	2875	
1972J	NGC7634	SB0	0.200	2865	
1972R	NGC2841	SA	0.066	807	30.39
1973B	A1512+02		0.197		
1973F	NGC4944	SA0	0.034	7229	
1974G	NGC4414	SA	0.084	992	29.93
1974J	NGC7343	SB	0.289	5784	
1975G	M+09-23-25	S0	0.038	1889	
1975N	NGC7723	SB	0.127	1536	31.88
1975O	NGC2487	SBb	0.224	5028	
1975P	NGC3583	SB	0.063	2345	32.65
1976J	NGC0977	SAB	0.115	4322	
1977F	UGC05912	SA	0.163	6596	
1980N	NGC1316	SAB	0.090	1678	31.14
1981B	NGC4536	SAB	0.079	2141	
1982B	NGC2268	SAB	0.277	2203	32.68
1983G	NGC4753	I0	0.146	1566	30.89
1983U	NGC3227	SAB	0.098	1472	31.57
1986G	NGC5128	S0	0.495	547	28.45
1989B	NGC3627	SAB	0.139	1067	29.09
1989M	NGC4579	SAB	0.178	1843	31.13

Tabella 4.5: Dati galassie ospiti. (continua)

sn	galassia	tipo	ABg	v_{3K}	μ_{Tully}
1990N	NGC4639	SAB	0.112	1322	31.13
1990O	MCG+03-44-003	SBa	0.403	9193	
1990T	PGC063925	SA	0.230	11992	
1990Y	FCCB1147	E	0.036	11752	
1990af	A2135.0-6244	SB	0.152	15080	
1991S	UGC05691	Sb	0.113	16489	
1991T	NGC4527	SAB	0.095	2070	30.65
1991U	IC4232	Sbc	0.268	9426	
1991ag	IC4919	SB	0.269	0.38	
1991bg	NGC4374	E	0.176	1282	31.13
1992A	NGC1380	SA0	0.076	1737	31.14
1992J	M92b100643-2624.0	S	0.246	13491	
1992K	ESO269G57	SAB	0.435	3324	
1992P	IC3690	Sb	0.090	7939	
1992ae	A2128.3-6133	E	0.154	22560	
1992ag	ESO508-G067	S	0.417	7795	
1992al	E234-G69	SAB	0.146	4214	
1992aq	[HM92]230149-3736.8	Sa?	0.053	30279	
1992au	A0010.6-4956	E	0.074	18420	
1992bc	ESO300-G009	Sab	0.096	5996	
1992bg	[MH92d]074119.0-622406	Sa	0.797	10793	
1992bh	LSBGF119-024	Sbc	0.096	13491	
1992bk	E156-G08	E	0.063	17598	
1992bl	ESO291-G011	SB	0.049	12891	
1992bo	E352-G57	SB	0.118	5396	
1992bp	[M92n]033422.3-183104	E/S0	0.300	23684	
1992br	A0145.7-5605	E0	0.113	26382	
1992bs	FCCB0602	Sc	0.049	18887	
1993B	A1034.9-3427	SBb	0.340	20686	
1993H	E445-G66	SB	0.258	7523	
1993L	IC5270	SB	0.059	1387	

Tabella 4.5: Dati galassie ospiti. (continua)

sn	galassia	tipo	ABg	v_{3K}	μ_{tully}
1993O	A1331.1-3312	E5/S01	0.229	15589	
1993ac	CGCG307-023	E	0.702	14690	
1993ae	UGC1071	S?	0.165	5405	
1993ag	[HM93a]100125-3513.1	E3/S01	0.481	21285	
1993ah	ESO471-G027	SB	0.087	8604	
1994D	NGC4526	SAB	0.096	793	31.13
1994M	NGC4493	E+pec	0.101	6943	
1994Q	CGCG224-104	S0	0.075	8956	
1994S	NGC4495	Sab	0.091	4829	
1994T	CGCG016-058	Sa	0.127	10396	
1994ae	NGC3370	SA	0.131	1609	31.85
1995D	NGC2962	SAB	0.250	2289	32.43
1995E	NGC2441	SAB	0.116	3510	
1995ac	J224541-0845.2	S	0.182	14990	
1995ak	IC1844	Sbc	0.165	6811	
1995al	NGC3021	SA	0.059	1797	32.00
1995bd	UGC3151	S	2.150	4377	
1996C	MCG+08-25-47	Sa	0.058	8094	
1996X	NGC5061	E	0.297	2325	32.29
1996Z	NGC2935	SAB	0.274	2592	32.43
1996ab	J152109.75+275508		0.139	38973	
1996ai	NGC5005	SAB	0.061	1177	31.64
1996bk	NGC5308	S0	0.077	2147	32.55
1996bl	[P96]J003618.17+112334.7	SBc	0.398	10793	
1996bo	NGC673	SAB	0.331	4898	
1996bv	UGC3432	Scd	0.454	5016	
1997bp	NGC4680	Pec	0.191	2824	
1997br	ESO576-G40	SBd	0.489	2399	
1997cn	NGC5490	E	0.117	5246	
1998bu	NGC3368	SAB	0.109	1238	29.54

Tabella 4.5: Dati galassie ospiti.

Capitolo 5

Calibrazione delle supernovae Ia ed applicazioni

5.1 Calibrazione relativa delle supernovae Ia

Come abbiamo anticipato nel cap.2, la scoperta di supernovae peculiari avrebbe potuto mettere in discussione la possibilità di poter utilizzare le SNe Ia come "candele standard". La scoperta di correlazioni tra la magnitudine al massimo ed alcuni parametri osservabili (come la forma della curva di luce o la velocità di espansione della supernova) ha reso possibile il loro recupero come indicatori di distanza.
Come mostrato da Phillips (1993) [19]) c'è una correlazione tra il $\Delta m_{15}(B)$ e la magnitudine del picco, come evidenziato nella fig.5.1, tratta da un suo articolo [19]. Attraverso una interpolazione lineare dei dati Phillips ottiene i valori esposti nelle relazioni 5.1, 5.2, 5.3:

$$M_B max = -21.726(\pm 0.498) + 2.698(\pm 0.359)\Delta m_{15}(B) \qquad (5.1)$$

$$M_V max = -20.883(\pm 0.417) + 1.949(\pm 0.292)\Delta m_{15}(B) \qquad (5.2)$$

$$M_I max = -19.591(\pm 0.415) + 1.076(\pm 0.273)\Delta m_{15}(B) \qquad (5.3)$$

Anche se, come vedremo in seguito, i coefficienti che regolano queste relazioni saranno rivisti in lavori successivi da altri autori e dallo stesso Phillips, è molto importante il fatto che sia stato messo in evidenza come le supernovae più luminose presentino un declino più lento della curva di luce. Utilizzando

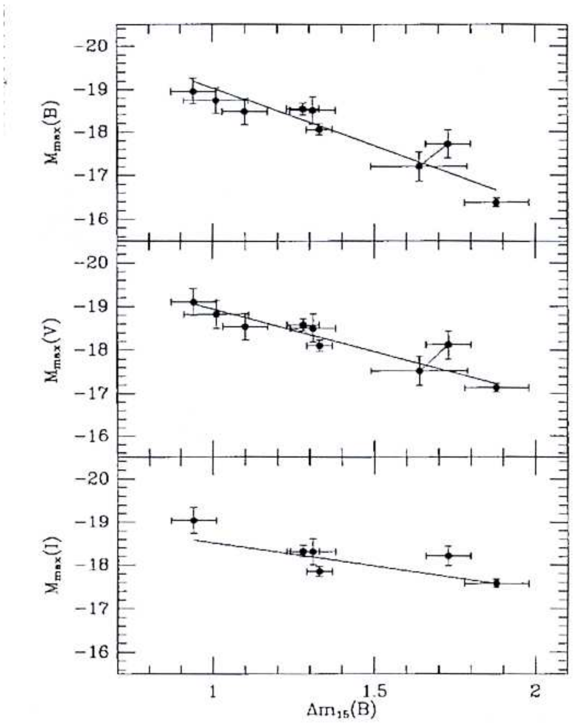

FIG. 1.—Decline rate–peak luminosity relation for the nine best-observed SN Ia's. Absolute magnitudes in B, V, and I are plotted vs. $\Delta m_{15}(B)$, which measures the amount in magnitudes that the B light curve drops during the first 15 days following maximum.

Figura 5.1: Relazione tra Δm_{15} e magnitudine massima nelle bande B, V, I Phillips (1993)

tali relazioni la dispersione in banda B si riduce da 0.8 a 0.36 mag. Altri autori hanno quindi affrontato il problema cercando di verificare e migliorare la calibrazione della magnitudine del massimo in vari modi.
L'approccio di Hamuy, che poi è stato quello seguito anche in questa tesi, è stato quello di costruire dei modelli (*"template"*) attraverso supernovae ben osservate [17], con i quali studiare una curva di luce generica, ricavando in tal modo i parametri fondamentali quali fase e magnitudine del massimo, Δm_{15}, β e ogni altro parametro utile.
Riess invece, a partire dal 1995 [20], ha sviluppato un algoritmo per la stima

della luminosità della supernova in base alla forma della curva di luce, sfruttando una matrice i cui termini costituiscono i fattori correttivi per riportare una curva di luce generica ad una curva standard. Questo metodo, chiamato LCSs (*"Light Curve Shapes"*) è stato successivamente sviluppato fino ad arrivare al metodo MLCSs (*Multicolor Light Curve Shapes*), passando da un algoritmo lineare [21] ad uno non lineare [23]. Questo procedimento ha il pregio di determinare, a partire solo dalle curve di luce, la luminosità, il modulo di distanza e l'estinzione totale lungo la linea di vista della supernova osservata, discriminando, nel caso del MLCSs, tra supernovae lontane, intrinsecamente più deboli oppure oscurate da polveri. Il procedimento va però calibrato su un campione di oggetti di cui si conoscono con precisione distanze relative ed assorbimenti. Applicando il primo metodo Riess ha ridotto la dispersione del diagramma di Hubble a 0.21 magnitudini, applicando invece il MLCSs a 20 supernovae lontane ha ottenuto una dispersione di sole 0.12 mag [22]. Il principio su cui si basa il MLCSs è quello di assumere che tutte le curve di luce possano essere derivate da una curva di luce standard, attaverso il parametro "correzione di luminosità" $\Delta = M_V - M_{V,standard}$ misurato all'epoca del massimo in banda B. Il metodo accurato prende in considerazione le seguenti relazioni:

$$m_V = M_V + \mu_V + R_V\Delta + n_V$$

$$m_B - m_V = (B - V)_0 + E_{B-V} + R_{B-V}\Delta + n_{B-V}$$
$$m_V - m_R = (V - R)_0 + E_{V-R} + R_{V-R}\Delta + n_{V-R}$$
$$m_V - m_I = (V - I)_0 + E_{V-I} + R_{V-I}\Delta + n_{V-I}$$

dove m_V è la magnitudine apparente, M_V quella assoluta, μ_V il modulo di distanza, $R(t)_V$ e $R(t)_{colore}$ rappresentano funzioni variabile nel tempo (*correction templates*) da applicare al parametro Δ ed n_V rappresenta del "rumore". Al variare del parametro Δ otteniamo famiglie di curve di luce e colori del tipo mostrato nella fig. 5.2, tratta da Riess et al (1996) [21]. Anche in questo caso le supernovae più luminose presentano un picco più largo rispetto a quelle più deboli, risultando tra l'altro più blu di quest'ultime. Successivamente Riess ha sviluppato il metodo MLCSs aggiungendo un termine quadratico in Δ, ottenendo relazioni del tipo:

$$m_V = M_V + \mu_V + R_V\Delta + Q_V\Delta^2 + n_V$$

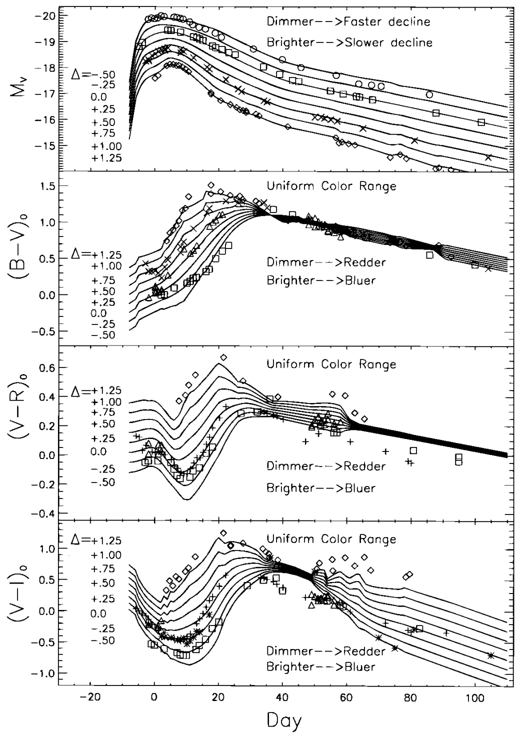

FIG. 1.—Empirical family of SN Ia light and color curves parameterized by luminosity. This sample of empirical V, $B-V$, $V-R$, and $V-I$ curves is derived from the training set and depicts the entire range of light and color curve shapes and their correlation with luminosity (on the Cepheid distance scale). This set is obtained by adding the correction templates, $R_V(t)$ or $R_{\rm color}(t)$, multiplied by various luminosity corrections, Δ, to the standard templates to make the best reconstruction of an SN Ia light and color curves. Intrinsically dim SN Ia's rise and fall faster in V and have redder colors before day 35 than intrinsically bright SN Ia's. After day 35, all SN Ia's have more uniform colors. From the multicolor light-curve shape (MLCS) method, we estimate the luminosity and extinction by dust independently from the distance to measure the extinction-free distance. Data shown as reconstructed. *Open circles:* 91T; *open squares:* 94ae; *crosses:* 86G; *open diamonds:* 91bg; *plus signs:* 92A; *triangles:* 80N.

96

Figura 5.2: Famiglie di curve di luce e colore dipendenti dal parametro Δ. Sono sovrapposti i dati relativi alle supernovae 91T, 94ae, 86G, 91bg, 92A, 80N. Riess et al. (1996)

$$m_B - m_V = (B-V)_0 + E_{B-V} + R_{B-V}\Delta + Q_{B-V}\Delta^2 + n_{B-V}$$

dove Q_V, Q_{B-V} sono i coefficienti che legano il parametro luminosità Δ^2 alla curva di luce, si hanno i risultati mostrati nella figura 5.3, tratta da Riess et al. (1998). Anche in questo caso le supernovae più luminose hanno picchi

1036 RIESS ET AL. Vol. 116

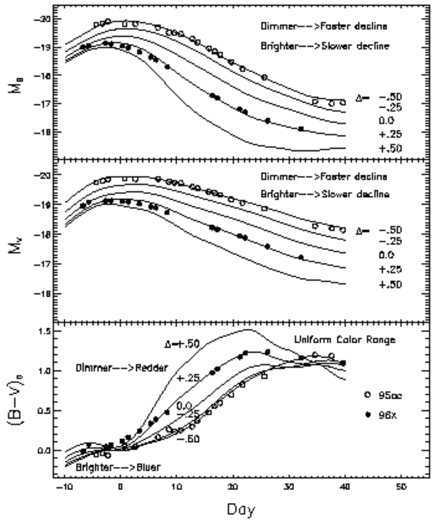

FIG. 13.—MLCS empirical SN Ia light curve families in M_B, M_V, and $(B-V)_0$. The derived light curves are given as a function of the luminosity difference, Δ, between the peak visual luminosity of a SN Ia and a fiducial ($\Delta = 0$) SN Ia. Properties of the SN Ia families are indicated in the figure and the Appendix. The light and color curves of SN 1995ac (*open symbols*) and SN 1996X (*filled symbols*) are overplotted as examples of luminous and dim SNe Ia, respectively.

Figura 5.3: Famiglie di curve di luce e colore dipendenti in modo quadratico dal parametro Δ. Sono sovrapposti i dati relativi alla 96X e alla 95ac, esempi rispettivamente di supernovae deboli e luminose. Riess et al. (1998)

più larghi di quelle deboli e risultano più blu fino a circa 35 giorni dopo il massimo, epoca in cui le curve di colore tendono a coincidere. La principale differenza dal risultato ottenuto in precedenza è che ora il colore tende a coincidere anche nella fase del massimo. Mentre il metodo del Δm_{15} è molto diretto, quello del MLCSs appare forse troppo macchinoso. Prendendo in considerazione un lavoro di Hamuy e dello stesso Phillips [24] che esamina 29 supernovae di tipo Ia osservate nel corso del *Calán-Tololo survey* si hanno invece i valori presentati in tabella 5.1; le coppie di valori relative a ciascuna banda sono state calcolate rispettivamente utilizzando tutto il campione (escludendo però tre supernovae "anomale" quali la 1992K, intrinsecamente rossa e simile alla subluminosa 1991bg, la 1993H e la 1990Y perchè soggette a notevole estinzione) oppure un sottogruppo contenente solo quelle supernovae per le quali si avevano osservazioni entro 5 giorni dal massimo. I risultati, che comunque non sono stati corretti per possibili assorbimenti all'interno della galassia ospite, sono mostrati in fig.5.4, tratta dall'articolo su menzionato [24]. È evidente la differenza tra i valori precedentemente

Banda	a	b	$\sigma(mag)$	n
B	-19.258(0.048)	0.784(0.182)	0.17	26
	-19.256(0.053)	0.860(0.210)	0.20	18
V	-19.267(0.042)	0.707(0.150)	0.14	26
	-19.254(0.046)	0.743(0.173)	0.15	18
I	-18.993(0.044)	0.575(0.178)	0.13	22
	-18.975(0.049)	0.654(0.231)	0.13	14

Tabella 5.1: $M_{MAX} = a + b[\Delta m_{15}(B) - 1.1]$ Hamuy et al. (1996) [24]

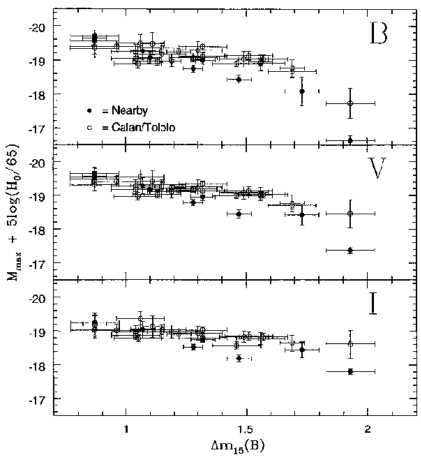

Figura 5.4: Magnitudine assoluta B, V, I contro il Δm_{15} per le 29 supernovae osservate nel corso della *Calán-Tololo survey* (cerchi). I cerchi pieni sono relativi ad un campione indipendente di supernovae vicine (vedi Table 2, Hamuy et al. 1996 [24])

trovati da Phillips riportati nelle relazioni 5.1, 5.2, 5.3.

Nello stesso lavoro (Hamuy 1996 [24]) viene messa in evidenza una correlazione tra Δm_{15} e tipo morfologico della galassia ospite, che ha importanti implicazioni per lo studio dei progenitori. Come mostrato in figura 5.5 risulta che le supernovae più luminose esplodono tendenzialmente in galassie a spirale o irregolari piuttosto che in ellittiche. Tornando alla possibile cor-

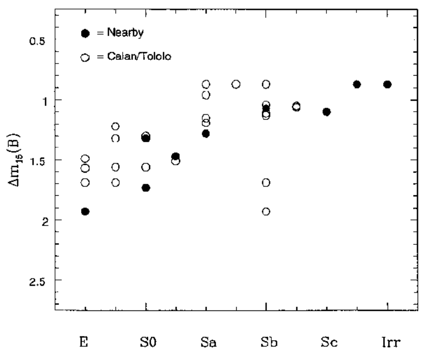

Figura 5.5: Δm_{15} contro tipo morfologico della galassia ospite per le 29 supernovae della *Calán-Tololo survey* e il campione delle supernovae vicine. Hamuy et al. (1996) [24]

relazione tra tasso di declino Δm_{15} e magnitudine assoluta alcuni autori hanno preso in considerazioni relazioni non lineari. In un recente lavoro Phillips (1999) [25] per esempio, oltre ad evidenziare la coincidenza della curva di colore B-V tra i 30 ed i 90 giorni dopo il massimo, già notata da Lira (1998) [26] (fig.5.6), propone un *fit* non lineare per il diagramma Δm_{15} contro magnitudine assoluta (fig.5.7). In tabella 5.2 sono riportati i dati per tale relazione.

Un altro approccio alla calibrazione della magnitudine del picco è quello che tiene conto della larghezza della curva di luce [35]: curve di luce più larghe sono associate a supernovae più brillanti e viceversa curve di luce più strette caratterizzano supernovae meno brillanti . La relazione usata in tal caso è del tipo (Perlmutter et al. 1999 [36]):

$$m_B^{corr} = m_B + \Delta_{corr}(s) \tag{5.4}$$

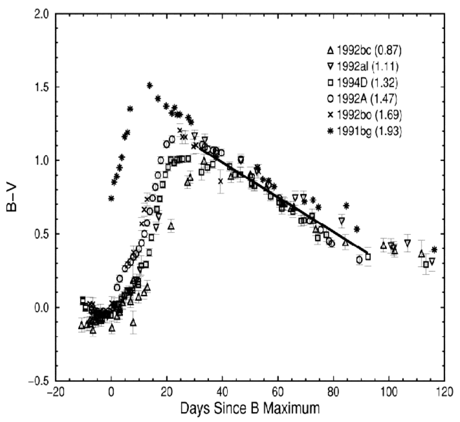

Figura 5.6: Evoluzione della curva di colore per 6 supernovae non soggette o soggette in maniera trascurabile ad estinzione. Phillips et al.(1999)

Banda	a	b	$\sigma(mag)$	n
B	0.786(0.398)	0.633(0.742)	0.11	17
V	0.672(0.396)	0.633(0.742)	0.09	17
I	0.422(0.400)	0.633(0.742)	0.13	15

Tabella 5.2: $\Delta M_{MAX} = a[\Delta m_{15}(B) - 1.1] + b[\Delta m_{15}(B) - 1.1]^2$ $\Delta M_{MAX} = M_{MAX} - M_{MAX}[\Delta m_{15}(B) - 1.1]$ Phillips et al. (1999) [25]

dove

$$\Delta_{corr}(s) = \alpha(s-1) \tag{5.5}$$

$\Delta_{corr}(s)$ è una funzione monotona dello *stretch factor* s, fattore che contrae o dilata l'asse del tempo di una curva *template* in modo da farla coincidere al meglio con la curva di luce osservata. Per supernovae ad alto *redshift* bisogna correggere il *template* per il fattore $1+z$ per tener conto della dilatazione relativistica della curva prima di procedere al *fit* e determinare s. Poichè sia lo *stretch factor* che il Δm_{15} dipendono dalla forma della curva di luce, esiste una relazione che lega i due parametri (Perlmutter et al. 1997 [35]):

$$\Delta m_{15} = 1.96(s^{-1} - 1) + 1.07 \tag{5.6}$$

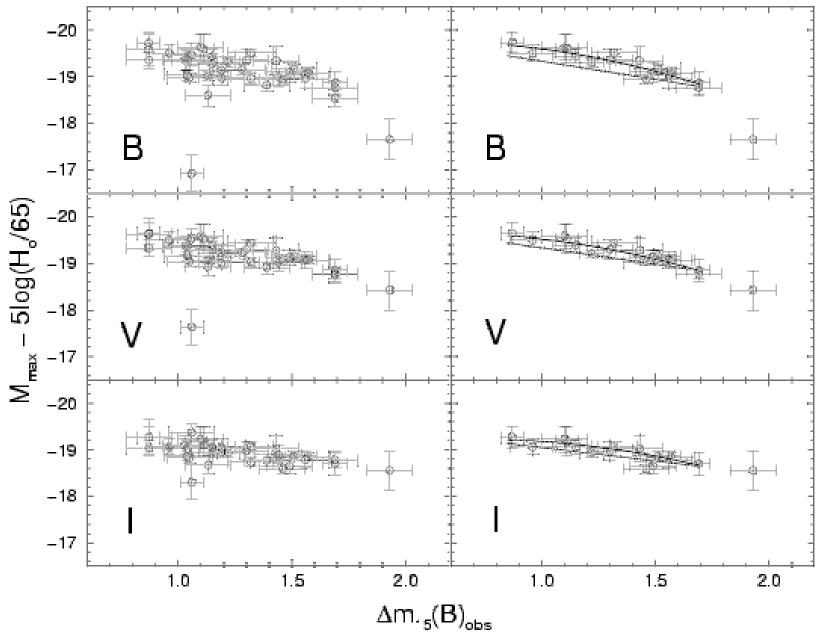

Figura 5.7: Magnitudini B, V, I corrette solo per assorbimento galattico contro Δm_{15}. La colonna di sinistra comprende le 29 supernovae osservate nel corso della *Calán-Tololo survey* e le 12 supernovae osservate dal *Supernova Group* presso l'Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics (CfA). Nella colonna di destra sono state escluse dal campione complessivo 23 supernovae soggette ad un *reddening* significativo dovuto alla galassia ospite. Phillips et al. (1999) [25]. La retta tratteggiata indica il *fit* di Hamuy et al. (1996) [24].

5.2 Calibrazione assoluta delle supernovae Ia

Prima di poter utilizzare come indicatori di distanza le supernovae Ia è necessario conoscere la distanza, e quindi la magnitudine assoluta, di un campione significativo di SNe da utilizzare come riferimento. Il metodo più

affidabile per la calibrazione delle supernovae, almeno per quelle relativamente vicine, è quello che utilizza le stelle cefeidi, variabili pulsanti la cui magnitudine V varia nell'intervallo $-6 < M_V < -2$. Sfruttando la relazione luminosità-periodo [28] [18] $M_V = -2.76 log(P) - 1.40$ è possibile risalire alla magnitudine assoluta e quindi alla distanza.
In tal senso sono importanti i lavori svolti nell'ambito del *"The Hubble Space Telescope Key Project on the Extragalactic Distance Scale"* guidato da Wendy L. Freedman (*Observatories of the Carnegie Institution of Washington, Pasadena, California*), da Robert C. Kennicutt Jr. (*Steward Observatory, Univ. of Arizona, Tucson, Arizona*) e da Jeremy R. Mould (*Mount Stromlo & Siding Springs Observatories, Australia*). Lo scopo principale di questi gruppi è la misura della costante di Hubble con una accuratezza del 10% attraverso l'osservazione sistematica di variabili cefeidi per mezzo del telescopio spaziale HST. Proprio questo gruppo ha pubblicato recentemente un lavoro, vedi Gibson et al. (2000) [27], in cui vengono ricalibrate 7 supernovae (elencate in tab. 5.3, in cui è stata considerata anche la 1974G). Anche il gruppo costituito da Saha (*National Optical Astronomy*

SN	Galassia	$\Delta m_{15}(B)$	μ	$M_B(max)$
1990N	NGC4639	1.07 ± 0.05	31.80 ± 0.09	-19.51 ± 0.12
1981B	NGC4536	1.10 ± 0.07	30.95 ± 0.07	-19.49 ± 0.11
1989B	NGC3627	1.31 ± 0.07	30.06 ± 0.17	-19.25 ± 0.21
1998bu	NGC3368	1.01 ± 0.05	30.20 ± 0.10	-19.51 ± 0.16
1972E	NGC5253	0.87 ± 0.10	27.61 ± 0.11	-19.40 ± 0.20
1937C	NGC4182	0.87 ± 0.10	28.36 ± 0.08	-19.74 ± 0.14
1960F	NGC4496	1.06 ± 0.08	31.02 ± 0.07	-19.30 ± 0.11
1974G	NGC4414	1.11 ± 0.06	31.41 ± 0.10	-19.65 ± 0.31

Tabella 5.3: Supernovae calibrate tramite cefeidi. Dati tratti da Gibson et al. (2000) [27];

Observatories, Tucson), Sandage (*The Observatories of the Carnegie Institution of Washington*), Tammann e Labhardt (*Astronomisches Institut der Universität Basel*), Macchetto e Panagia (*Space Telescope Science Institute*), sta attualmente portando avanti un lavoro analogo (*Cepheid Calibration of the Peak Brightness of Type IA Supernovae*). Attualmente hanno misurato in questo modo le galassie [28]: IC4182 (SN1937C), NGC5253 (1895B, 1972E), NGC4536 (SN1981B), NGC4496A (SN1960F), NGC4639 (SN1990N), NGC3627 (1989B). L'articolo Saha et al. 1999 [28] è per il momento il nono ed ultimo della serie (i riferimenti ai precedenti sono contenuti in quest'ultimo). I dati fino ad ora ricavati sono presentati in tab. 5.4.

SN	Galassia	μ	$M_B(max)$
1990N	NGC4639	32.00 ± 0.23	-19.30 ± 0.23
1981B	NGC4536	31.27 ± 0.05	-19.29 ± 0.13
1989B	NGC3627	30.22 ± 0.12	-19.36 ± 0.18
1972E	NGC5253	28.08 ± 0.10	-19.55 ± 0.23
1895B	NGC5253	28.08 ± 0.10	-19.80 ± 0.28
1937C	IC4182	28.36 ± 0.08	-19.51 ± 0.14
1960F	NGC4496	31.03 ± 0.14	-19.43 ± 0.17

Tabella 5.4: Supernovae calibrate tramite cefeidi. Dati tratti da Saha et al. (1999) [28], [31] [32] [33] [34] [7].

Un altro metodo per ricavare la distanza di galassie ospiti di SNe, ritenuto comunque meno affidabile di quello delle cefeidi, è quello che utilizza la funzione di luminosità degli ammassi globulari (GCLF). Tale funzione è ben rappresentata da una gaussiana il cui picco corrisponde ad una magnitudine assoluta $M_V \approx -7.5$ [37]. In tab. 5.5 sono riportati i moduli di distanza per alcune supernovae calibrate utilizzando questo metodo (G. Drenkhahn & T. Richtler 1999 [29], M. Della Valle et al. 1998 [30]).

5.3 Elaborazione dei dati

Sfruttando i dati da noi raccolti ed esposti nelle tabelle 4.4, 4.5 abbiamo voluto verificare l'esistenza e la solidità delle correlazioni trovate nei lavori discussi.
Per il calcolo della magnitudine assoluta è determinante la misura della distanza della supernova. Per la distanza delle galassie ospiti abbiamo usato dati ottenuti da diverse sorgenti. In particolare abbiamo utilizzato, in ordine di priorità:

SN	Galassia	μ	$M_B(max)$
1994D*	NGC4526	34.40 ± 0.30	-18.69 ± 0.31
1991bg**	NGC4374	31.65 ± 0.36	-19.60 ± 0.37
1992A**	NGC1380	31.35 ± 0.16	-18.99 ± 0.16
1980N*	NGC1316	31.35 ± 0.15	-19.02 ± 0.16

Tabella 5.5: Supernovae calibrate tramite la funzione luminosità degli ammassi globulari e presenti nel nostro campione. * Drenkhahn & Richtler (1999) [29], ** M. Della Valle et al. 1998 [30].

1. il modulo di distanza determinato tramite stelle cefeidi [27] e, in assenza di tale valore, il modulo di distanza determinato tramite ammassi globulari (*GCLF*) [29] [30];

2. per un numero limitato di galassie vicine abbiamo considerato il modulo di distanza dato dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"* di R.Brent Tully;

3. per tutti gli oggetti per i quali non erano disponibili i dati precedenti abbiamo utilizzato la velocità di recessione, prendendo in considerazione la v_{3K} (media pesata delle velocità ottenute dai dati ottici e radio, ridotti al sistema di riferimento della radiazione di fondo a 3K) [1].

Per quanto riguarda le velocità, a causa dei moti peculiari all'interno del gruppo locale, abbiamo deciso di escludere dal nostro campione le galassie con velocità inferiore ad un certo valore ($v = 1200 km/s$), quando non si avevano distanze attenute tramite altri metodi. Questo perchè per basse velocità i moti peculiari, che all'interno di un ammasso di galassie possono raggiungere anche i 1000km/sec, dominano sulla velocità di recessione cosmologica, falsando le misure di distanza basate sulla legge di Hubble. A velocità, e quindi distanze, maggiori la velocità di recessione cosmologica diventa preponderante. Una volta nota la distanza μ, tenuto conto dell'estinzione galattica ABg, di quella interna ABi e della correzione K, è possibile

[1]dati tratti da NED: *Nasa/ipac Extragalctic Database*
http://nedwww.ipac.caltech.edu/index.html

calcolare la magnitudine assoluta:

$$M = m - \mu - K - (ABi + ABg)$$

La distanza μ è nota da catalogo o può essere ricavata dalla velocità di recessione. Riguardo all'estinzione relativa alla nostra galassia ci sono lavori di diversi autori (Burstein & Heiles 1982 [61], Schlegel et al. 1998 [60]). Noi abbiamo utilizzato i dati di Schlegel. Gli altri parametri che compaiono vengono determinati nel seguito.

5.3.1 Correzione K

La *K-correction* serve a correggere gli effetti del *redshift* che tende a spostare il flusso verso le bande più rosse. Tale correzione, funzione del *redshift* ma anche del colore della supernova [23], quantifica la differenza tra il flusso che passa attraverso una determinata banda standard a $z = 0$ e quella che passa attraverso un determinato filtro, usato per osservare oggetti con *redshift* non trascurabile. Differenze del colore di una supernova alle diverse fasi influenzano la correzione K [23]. Per una determinata banda x la correzione K_x (Kim et al. 1996 [64]) si ricava tramite la:

$$K_x = 2.5log(1 + z) + 2.5log\Big(\frac{\int F(\lambda)S_x(\lambda)d\lambda}{\int F(\lambda/(1 + z))S_x(\lambda)d\lambda}\Big)$$

dove $F(\lambda)$ è il flusso della sorgente ed $S_x(\lambda)$ è la trasmissione del filtro. Si ha poi la relazione:

$$m_x(z, t_{obs}) = M_x(t_{rest}) + \mu(z) + K_x(z, t_{rest})$$

dove m_x è la magnitudine apparente di un oggetto a *redshift* z, osservato attraverso la banda x, μ è il modulo di distanza, M_x la magnitudine assoluta, t_{rest} è la fase nel sistema di riferimento della supernova e $t_{obs} = (1 + z)t_{rest}$ è il tempo nel sistema di riferimento dell'osservatore.
Considerando che praticamente tutti gli oggetti da noi considerati hanno *redshift* $z < 0.10$ e che per tale valore si hanno delle correzioni dell'ordine del centesimo di magnitudine [65], dello stesso ordine quindi degli errori sulla fotometria, per i nostri scopi possiamo trascurare questa correzione.

5.3.2 L'estinzione

L'estinzione ha l'effetto di ridurre la magnitudine osservata e, essendo più efficace a brevi lunghezze d'onda, modifica anche il colore della supernova arrossandola. Al secondo ordine, a causa dell'evoluzione del colore della supernova, l'estinzione riduce il tasso di declino della curve di luce dopo il massimo [25]. Per questo è importante correggere tale effetto per avere un grafico Δm_{15} contro magnitudine assoluta corretto.
L'estinzione cui è soggetta una supernova è composta da due termini: la componente galattica e quella relativa alla galassia ospite. L'estinzione relativa alla nostra galassia è nota [60]. L'estinzione relativa alla galassia ospite invece non è in genere ben conosciuta, e la sua stima non è semplice.
Per calcolare il *reddening* dovuto alla galassia ospite $E(B-V)_{host}$ il colore della supernovae deve essere prima corretto per il *reddening* galattico e per il *redshift* tramite la *K-correction.*
Il colore vero $(B-V)_0$ sarà dato da

$$(B-V)_0 = (B-V)_{obs} - E(B-V)_{Gal} - K_{B-V} - E(B-V)_{host}$$

dove $(B-V)_{obs}$ è il colore osservato, $E(B-V)_{Gal}$ è il *reddening* galattico, K_{B-V} è la correzione per *redshift* e $E(B-V)_{host}$ è il *reddening* dovuto alla galassia ospite. Nel nostro caso la correzione K è trascurabile.
Per la misura dell'estinzione, a meno di non avere a disposizione spettri di risoluzione sufficientemente alta per poter determinare direttamente la quantità di materia frapposta a partire dall'intensità delle righe presenti, bisogna procedere in altri modi.
Un modo indiretto per avere informazione sull'assorbimento cui è soggetta una sorgente è dato da una relazione empirica, mostrata in fig. 5.8, tra l'eccesso di colore E(B-V) e la larghezza equivalente delle righe del sodio ($\lambda\lambda$5890, 5895 Å) misurata su spettri a risoluzione medio-bassa [69] [70]:

$$E(B-V) \sim 0.25EW(NaI-D)$$

Tuttavia si tratta di una relazione piuttosto dispersa, specialmente per assorbimenti bassi, e non sempre si hanno a disposizione spettri utili allo scopo, in cui siano evidenti l'assorbimento del sodio (Na I) o del calcio (Ca II).
Può allora venire in aiuto la fotometria e lo studio delle curve di colore. In

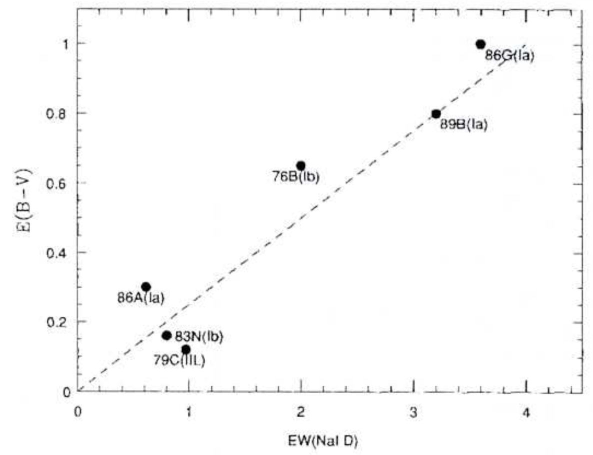

Figura 5.8: Relazione tra l'eccesso di colore E(B-V) e la larghezza equivalente delle righe del sodio interstellare. Barbon et al. 1990

un recente lavoro di Phillips [25] viene presentato un metodo per la stima dell'estinzione a cui sono soggette le supernovae all'interno della galassia ospite. Tale procedimento si basa sull'evidenza osservativa, notata per la prima volta da Lira [26], della coincidenza dell'andamento del colore $B-V$ per SNIa diverse, tra i 30 ed i 90 giorni dopo il massimo. Come visibile in fig. 5.9 (costruita utilizzando le stesse SNe prese in considerazione da Phillips et al. 1999 [25]), questa proprietà risulta indipendente dal Δm_{15} (i cui valori sono indicati a lato del nome della supernova). Anche in prossimità del massimo si nota una certa sovrapposizione delle curve di colore, sebbene ci sia una dispersione maggiore e alcuni casi, come la 1991bg, si differenzino significativamente mostrandosi molto più rossi. Come suggerito da Phillips abbiamo interpolato con una retta il tratto compreso tra i 30 ed i 90, con risultati comparabili ai suoi (pendenza pari a 0.0116 contro 0.0118 e colore (B-V) calcolato a 60 giorni pari a 0.75 contro 0.725 [25]). La dispersione residua dei singoli oggetti rispetto alla retta ammonta a circa 0.08 mag. Ottenuta la relazione:

$$(B-V)_0 = 1.454 - 0.012 t_B \tag{5.7}$$

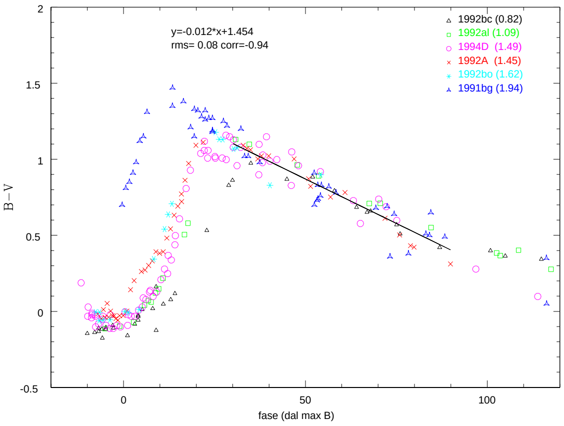

Figura 5.9: Evoluzione del colore B-V nel tempo, corretta per assorbimento galattico

dove t_B è la fase calcolata dal massimo in B, è possibile applicarla ad una supernova generica, per stimare l'eccesso di colore

$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0$$

Abbiamo così ottenuto l'eccesso di colore e quindi gli assorbimenti per altre 8 supernovae di cui avevamo una buona distribuzione di punti sia in B che in V (in aggiunta alle 62 date da Phillips et al. 1999 [25]). L'eccesso di colore trovato, comprensivo di quello galattico e della galassia ospite, è riportato in tab. 5.6.

E' importante notare che i valori dell'eccesso di colore così misurati assumano occasionalmente anche valori negativi. Dato che ci aspettiamo che le polveri diffondano ed assorbano la radiazione arrossandola, valori negativi dell'eccesso di colore non avrebbero senso fisico. Valori di $E(B-V)$ minori di zero sono comunque possibili:

1. nel caso in cui le supernovae utilizzate per costruire la retta di riferimento non siano del tutto esenti da estinzione (quindi risulterebbe sbagliato il "punto zero");

2. nel caso in cui non sia esatta l'assunzione per cui le curve di colore

sn	$E(B-V)$
1972H	0.35 .18
1974J	0.00 .06
1975O	0.00 .02
1975P	0.21 .10
1982B	0.27 .15
1983G	0.45 .08
1993L	0.31 .09
1997br	0.45 .08

Tabella 5.6: Eccesso di colore E(B-V) comprensivo del contributo della galassia ospite oltre che di quello galattico, già corretto tramite un filtro bayesiano. E(B-V) è stato misurato sulla coda della curva di colore seguendo il metodo di Phillips et al. 1999 [25]. Il secondo numero di ciascuna coppia di valori rappresenta l'errore.

delle supernovae coincidano tra i 30 ed i 90 giorni dopo il massimo in blu;

3. per errori di misura.

Riguardo i primi due punti basta citare la contraddizione presente in due lavori di Riess, uno del 1996 [63] ed uno del 1998 [23], in cui risulta rispettivamente che le curve di colore $(B-V)_0$ coincidono tra i 30 ed i 90 giorni dopo il massimo o invece al massimo (figure 5.10, 5.11 tratte dai due articoli citati).
Se invece assumiamo che valori di E(B-V) negativi siano attribuibili ad errori di misura, è conveniente utilizzare un filtro bayesiano, seguendo il procedimento descritto da Riess [63]. Secondo tale procedura ai valori misurati di $\varepsilon_{mis} = E(B-V)$ con il relativo errore $\sigma_{\varepsilon_{mis}}$, possiamo associare una certa distribuzione gaussiana di probabilità $P(\varepsilon)$. Possiamo poi esprimere l'assunzione che l'assorbimento interno debba essere positivo considerando che la distribuzione a priori per l'eccesso di colore $P(\varepsilon_{priori})$ sia una semigaussiana centrata nello zero e diversa da zero solo per valori di $E(B-V) > 0$. Abbiamo così una probabilità nulla per valori negativi mentre ci aspettiamo che valori elevati siano meno probabili di valori piccoli. La larghezza di tale

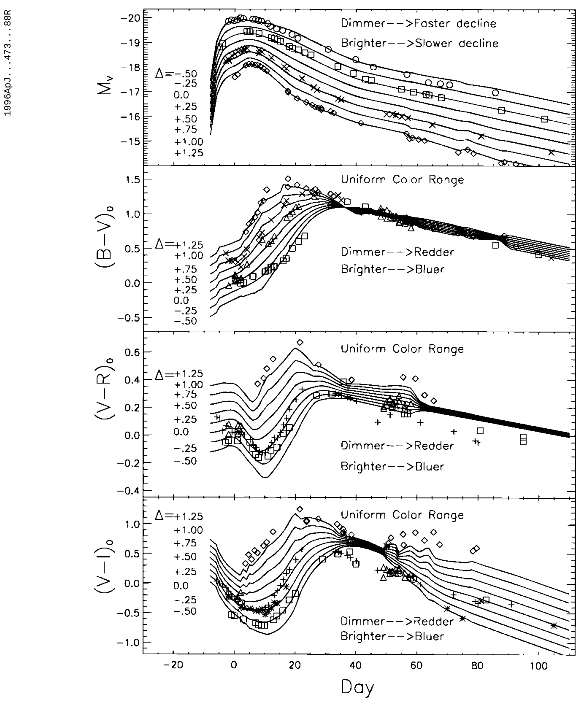

FIG. 1.—Empirical family of SN Ia light and color curves parameterized by luminosity. This sample of empirical V, $B-V$, $V-R$, and $V-I$ curves is derived from the training set and depicts the entire range of light and color curve shapes and their correlation with luminosity (on the Cepheid distance scale). This set is obtained by adding the correction templates, $R_V(t)$ or $R_{color}(t)$, multiplied by various luminosity corrections, Δ, to the standard templates to make the best reconstruction of an SN Ia light and color curves. Intrinsically dim SN Ia's rise and fall faster in V and have redder colors before day 35 than intrinsically bright SN Ia's. After day 35, all SN Ia's have more uniform colors. From the multicolor light-curve shape (MLCS) method, we estimate the luminosity and extinction by dust independently from the distance to measure the extinction-free distance. Data shown as reconstructed. *Open circles:* 91T; *open squares:* 94ae; *crosses:* 86G; *open diamonds:* 91bg; *plus signs:* 92A; *triangles:* 80N.

96

Figura 5.10: Evoluzione del colore B-V nel tempo (secondo riquadro), Riess 1996

distribuzione è determinata da σ_ε (noi abbiamo assunto $\sigma_\varepsilon = 1$ mag), ma i risultati sono poco sensibili a questo parametro. Attraverso una convoluzione delle due distribuzioni del tipo:

$$P(\varepsilon) \otimes P(\varepsilon_{priori}) = \frac{exp[-(\varepsilon - \varepsilon_{mis})^2/2\sigma^2_{\varepsilon_{mis}}]P(\varepsilon_{priori})}{\int_0^\infty exp[-(\varepsilon - \varepsilon_{mis})^2/2\sigma^2_{\varepsilon_{mis}}]P(\varepsilon_{priori})d\varepsilon} \qquad (5.8)$$

1036 RIESS ET AL. Vol. 116

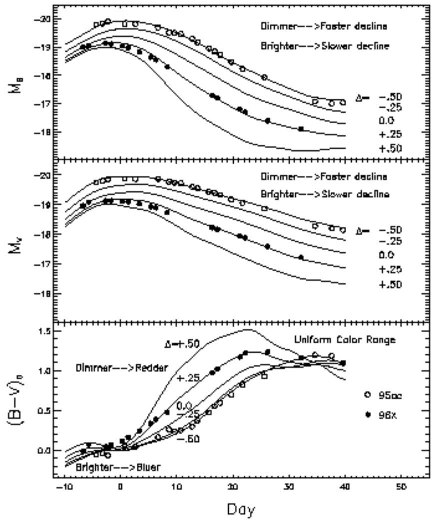

FIG. 13.—MLCS empirical SN Ia light curve families in M_B, M_V, and $(B-V)_0$. The derived light curves are given as a function of the luminosity difference, Δ, between the peak visual luminosity of a SN Ia and a fiducial (Δ = 0) SN Ia. Properties of the SN Ia families are indicated in the figure and the Appendix. The light and color curves of SN 1995ac (*open symbols*) and SN 1996X (*filled symbols*) are overplotted as examples of luminous and dim SNe Ia, respectively.

Figura 5.11: Evoluzione del colore B-V nel tempo (terzo riquadro), Riess 1998

si ottengono i valori "corretti" dell'eccesso di colore. I valori negativi sono portati a zero ed i valori maggiori di zero sono leggermente ridotti, proprio perchè per quanto riguarda le distribuzioni intrinseche ci aspettiamo maggiormente valori bassi piuttosto che alti. Anche le incertezze associate alle misure sono modificate dall'applicazione di questa procedura, soprattutto quelle relative ai valori negativi dell'eccesso di colore: tanto più l'eccesso di colore è negativo, tanto maggiore è la probabilità che il valore intrinseco sia zero. Una applicazione grafica di questa procedura è visibile nella fig. 5.12 per quanto riguarda il caso dei valori positivi, in fig. 5.13 per quelli negativi. In tali figure si ha che: 1) la semigaussiana rappresenta la distribuzione $P(\varepsilon_{priori})$ aspettata a priori; 2) la gaussiana rappresenta la distribuzione $P(\varepsilon)$ associata all'eccesso di colore e all'errore misurati; 3) la curva costituita dai triangolini costituisce invece la loro convoluzione 5.8.

Gli oggetti per i quali risultano valori negativi dell'eccesso di colore, per l'assunzione precedentemente spiegata, non sono considerati soggetti ad estinzione, e quindi la loro curve di colore non viene corretta. Altre supernovae per le quali non si aveva una curva di colore su cui fare delle misure ragionevoli sono state scartate.
Dopo l'applicazione del filtro bayesiano si hanno i valori mostrati in tab. 5.7. Abbiamo quindi provato a costruire la curva di colore media per le 70 SNe considerate. Il risultato è mostrato in fig.5.14: nel primo riquadro non abbiamo effettuato alcuna correzione per eccesso di colore, nel secondo abbiamo corretto le curve per eccesso di colore. Come evidente la dispersione dei punti nel *range* in esame passa da 0.8 (relativo ai 6 modelli in fig.5.9) a 0.12.
Eccesso di colore ed assorbimento sono legati da una relazione del tipo:

$$R_B = A_B/E(B-V) \tag{5.9}$$

dove A_B rappresenta l'estinzione osservata ed R_B è il parametro, noto, che dipende dalle caratteristiche dell'assorbimento e dallo spettro della sorgente. Per tener conto dell'estinzione si può correggere il $\Delta m_{15}(B)_{obs} = B_{obs}(+15) - B_{obs}(max)$ attraverso la 5.9:

$$\Delta m_{15}(B)_{obs} = \Delta m_{15}(B)_{true} + [R_B(+15) - R_B(max)]E(B-V)$$

Secondo il lavoro di Phillips [25] si ha :

$$\Delta m_{15}(B) \simeq \Delta m_{15}(B)_{obs} + 0.1E(B-V) \tag{5.10}$$

È evidente dalla 5.10 che all'aumentare del *reddening* si riduce il $\Delta m_{15}(B)_{obs}$. Utilizzando i dati di Phillips [25] per l'eccesso di colore delle 62 supernovae da lui studiate e quelli ricavati in modo analogo per le supernovae in più presenti nel nostro campione (vedi tab. 5.6) abbiamo ricavato l'assorbimento nelle bande B e V sfruttando le relazioni (tratte da Phillips et al. 1999 [25]):

$$A_B = 4.16E(B-V) \tag{5.11}$$

$$A_V = 3.14E(B-V) \tag{5.12}$$

Con questi dati abbiamo calcolato la magnitudine assoluta corretta per arrossamento.

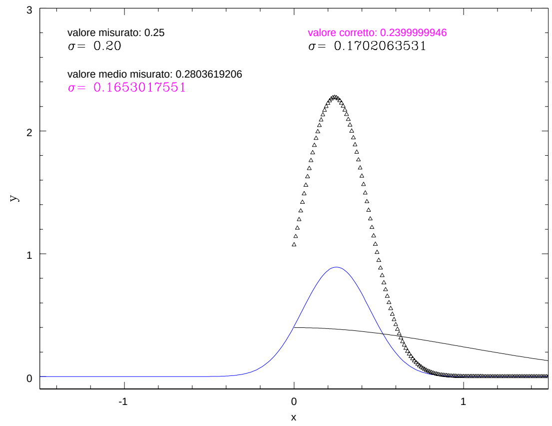

Figura 5.12: Applicazione di un filtro bayesiano a valori positivi di E(B-V)

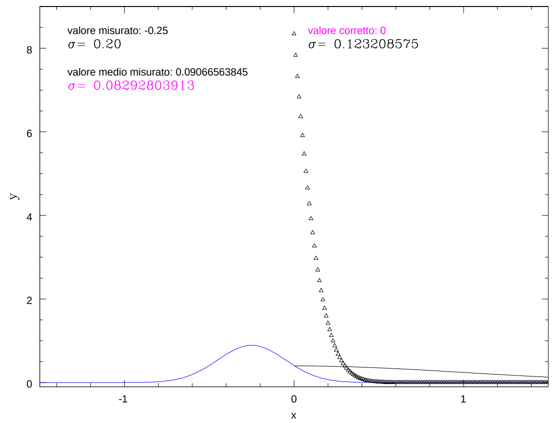

Figura 5.13: Applicazione di un filtro bayesiano a valori negativi di E(B-V)

sn	$E(B-V)_{tail}$	$E(B-V)_{gal}$	sn	$E(B-V)_{tail}$	$E(B-V)_{gal}$
1937C	0.010 0.035	0.014 .001	1992bp	0.140 0.072	0.069 .007
1972E	0.000 0.031	0.056 .006	1992br	0.000 0.062	0.026 .003
1980N	0.110 0.050	0.021 .002	1992bs	0.140 0.089	0.012 .001
1981B	0.080 0.050	0.018 .002	1993B	0.200 0.069	0.079 .008
1986G	0.668 0.057	0.115 .011	1993H	0.060 0.048	0.060 .006
1989B	0.450 0.067	0.032 .003	1993O	0.059 0.049	0.053 .005
1990N	0.160 0.057	0.026 .003	1993ac	0.080 0.070	0.163 .016
1990O	0.069 0.050	0.093 .009	1993ae	0.000 0.029	0.039 .004
1990T	0.138 0.055	0.053 .005	1993ag	0.150 0.060	0.112 .011
1990Y	0.348 0.061	0.008 .001	1993ah	0.070 0.060	0.020 .002
1990af	0.000 0.066	0.035 .004	1994D	0.000 0.023	0.022 .002
1991S	0.120 0.064	0.026 .003	1994M	0.110 0.060	0.024 .002
1991T	0.170 0.052	0.022 .002	1994Q	0.090 0.057	0.017 .002
1991U	0.140 0.061	0.062 .006	1994S	0.000 0.068	0.021 .002
1991ag	0.070 0.047	0.062 .006	1994T	0.010 0.089	0.029 .003
1991bg	0.038 0.047	0.040 .004	1994ae	0.180 0.056	0.031 .003
1992A	0.000 0.032	0.017 .002	1995D	0.100 0.051	0.058 .006
1992J	0.050 0.050	0.057 .006	1995E	0.930 0.072	0.027 .003
1992K	0.000 0.029	0.101 .010	1995ac	0.109 0.052	0.042 .004
1992P	0.080 0.051	0.021 .002	1995ak	0.260 0.057	0.043 .004
1992ae	0.210 0.093	0.036 .004	1995al	0.157 0.063	0.014 .001
1992ag	0.620 0.066	0.097 .010	1995bd	0.240 0.074	0.495 .050
1992al	0.050 0.043	0.034 .003	1996C	0.078 0.049	0.014 .001
1992aq	0.137 0.084	0.012 .001	1996X	0.000 0.030	0.069 .007
1992au	0.030 0.063	0.017 .002	1996Z	0.500 0.073	0.063 .006
1992bc	0.000 0.024	0.022 .002	1996ai	2.000 0.080	0.014 .001
1992bg	0.050 0.046	0.185 .018	1996bk	0.270 0.064	0.018 .002
1992bh	0.177 0.070	0.022 .002	1996bl	0.110 0.059	0.105 .011
1992bk	0.030 0.047	0.015 .001	1996bo	0.358 0.053	0.078 .008
1992bl	0.000 0.021	0.011 .001	1998bu	0.328 0.053	0.025 .003
1992bo	0.000 0.035	0.027 .003	1996bv	0.210 0.062	0.105 .010

Tabella 5.7: Eccesso di colore relativo alla galassia ospite $E(B-V)_{tail}$ (misurato sulla coda della curva di colore (B-V) delle supernovae, corretto tramite un filtro bayesiano) e contributo galattico $E(B-V)_{gal}$. Il secondo numero di ciscuna coppia di valori rappresenta l'errore. Dati ottenuti a partire da quelli di Phillips et al. 1999 [25]

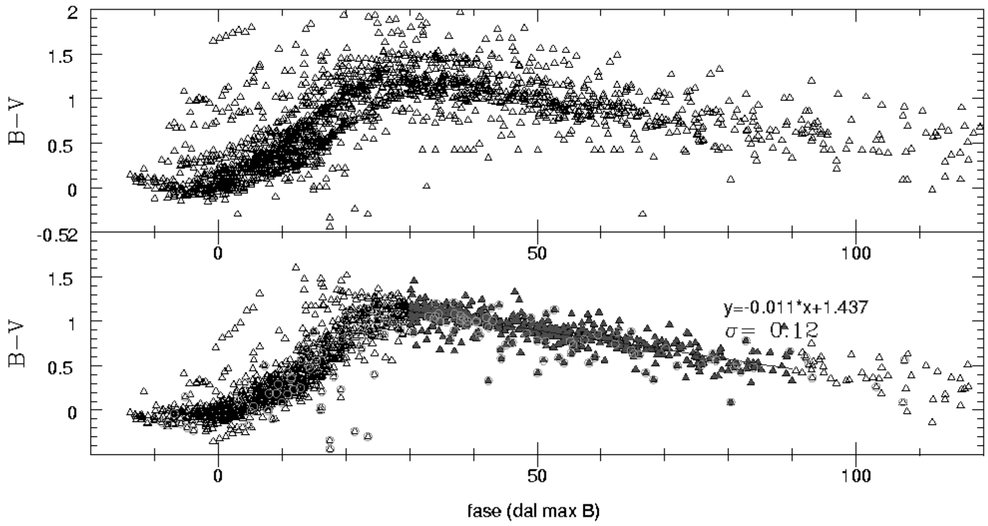

Figura 5.14: Evoluzione del colore B-V nel tempo. Nel secondo riquadro abbiamo corretto le curve per eccesso di colore.

5.4 Relazione Δm_{15}-Mag. assoluta

Per poter costruire un diagramma Δm_{15}-Mag. assoluta, avendo a disposizione un campione vasto ma eterogeneo, soprattutto per quanto riguarda i moduli di distanza, abbiamo proceduto per passi successivi.
Prima di tutto abbiamo tracciato un diagramma Δm_{15}-M(B) per quelle supernovae la cui distanza è stata calibrata tramite la relazione periodo-luminosità delle variabili cefeidi [27] (tab. 5.3) e tramite la funzione di luminosità degli ammassi globulari [29] (tab. 5.5) (in tal caso non abbiamo considerato la 1991bg, subluminosa). I dati sono stati corretti per assorbimento interno e galattico. I risultati sono visibili in fig. 5.15, in cui abbiamo considerato entrambi i campioni, e in fig. 5.16, in cui abbiamo preso in considerazione solo le supernovae il cui modulo di distanza è dato dalle cefeidi. Si vede come i punti ottenuti tramite le stelle cefeidi siano sistematicamente verso valori di Δm_{15} minori rispetto a quelli ottenuti da ammassi globulari. Si ha questa separazione perchè le variabili cefeidi sono osservate in galassie

a spirale mentre gli ammassi globulari in ellittiche e, come verificheremo, le supernovae che esplodono in galassie a spirale sono tendenzialmente più luminose e caratterizzate da un declino più lento. Nel diagramma 5.15 non

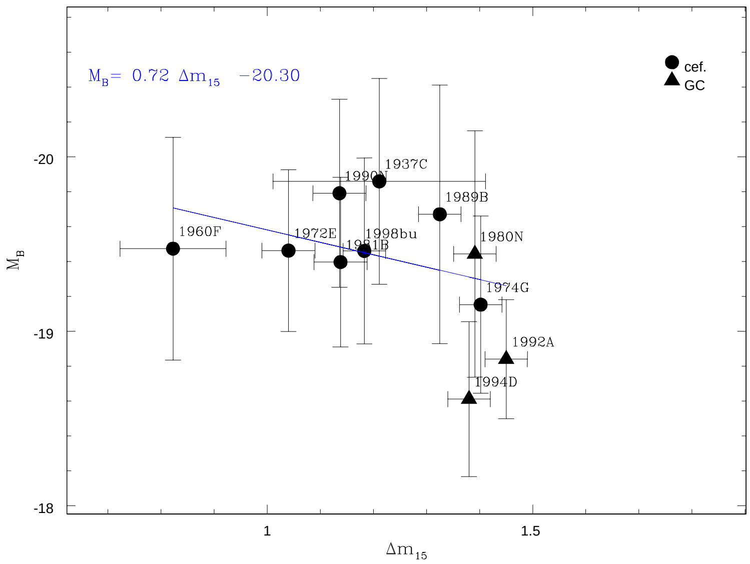

Figura 5.15: Diagramma Δm_{15}-M(B) relativo alle supernovae la cui distanza è stata calibrata tramite variabili cefeidi o ammassi globulari.

risulta una evidente correlazione tra magnitudine assoluta e Δm_{15}, tanto meno in quello in fig.5.16. Probabilmente questo è dovuto al numero limitato di punti ed alla presenza di alcune supernovae osservate in passato con tecniche fotografiche, per le quali potrebbero esserci problemi nella fotometria. Per aumentare il numero di punti dobbiamo prendere in considerazione l'intero campione a nostra disposizione. Abbiamo quindi calcolato la magnitudine assoluta tramite il modulo di distanza di Tully, quando disponibile, e tramite la velocità radiale v_{3K} negli altri casi. Per avere distanze confrontabili tra di loro abbiamo utilizzato la legge di Hubble, ponendo $H_0 = 75kms^{-1}Mpc$, dato che questa è la scala utilizzata da Tully. In tal caso però sorge il problema di come svincolarci dall'assunzione $H_0 = 75kms^{-1}Mpc$. Valori diversi della costante di Hubble hanno solo l'effetto di traslare rigidamente i pun-

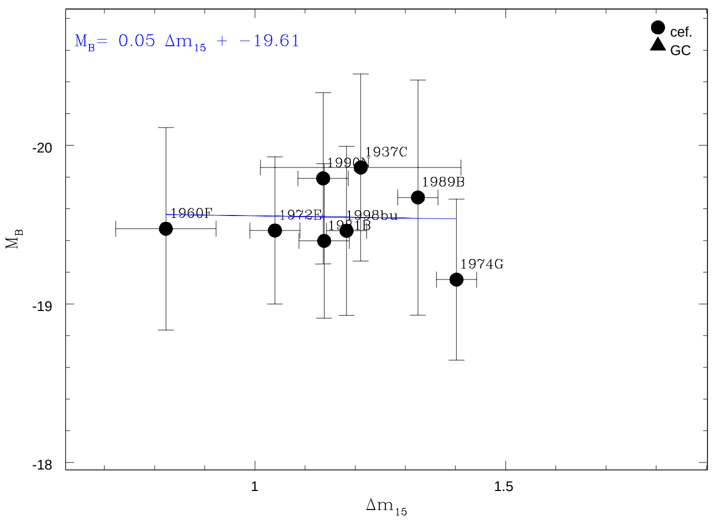

Figura 5.16: Diagramma Δm_{15}-M(B) relativo alle supernovae la cui distanza è stata calibrata tramite variabili cefeidi.

ti nel diagramma Δm-M in direzione della magnitudine assoluta, variando l'intercetta della retta che interpola i dati ma senza incidere sulla pendenza. Abbiamo quindi pensato di stabilire un "punto zero" indipendente dalla costante di Hubble, sfruttando i dati calibrati con cefeidi ed ammassi globulari. Per tali punti infatti, pur non essendo ben definita la pendenza della retta che li interpola, si ha una calibrazione in magnitudine affidabile. In questo modo possiamo utilizzare l'intero campione per misurare la pendenza della relazione Δm-M, e possiamo calibrarla in magnitudine imponendo alla retta che interpola i dati di passare attraverso il punto zero determinato.
Il punto medio della distribuzione di punti in fig. 5.15 risulta essere:

$$(1.182, -19.45)$$

Utilizzeremo questo "punto zero" per calibrare in magnitudine tutte le misure successive.
Correggendo i nostri dati per assorbimento tramite la 5.11, correggendo il valore del $\Delta m_{15}(B)$ tramite la 5.10, abbiamo ottenuto il diagramma mo-

strato in fig. 5.17 (abbiamo assunto l'errore su $\mu_{Tully} = 0.5$, non essendoci alcuna indicazione in catalogo). In tale figura per la regressione lineare non sono state considerate, poichè evidentemente fuori dall'andamento generale, le supernovae 1996ai, 1971L, 1992ag (cioè i tre punti in alto a sinistra nel diagramma, rispettivamente dall'alto verso il basso). Per la 1996ai ci sono problemi a correggere l'assorbimento, molto elevato. Escludendo dalla re-

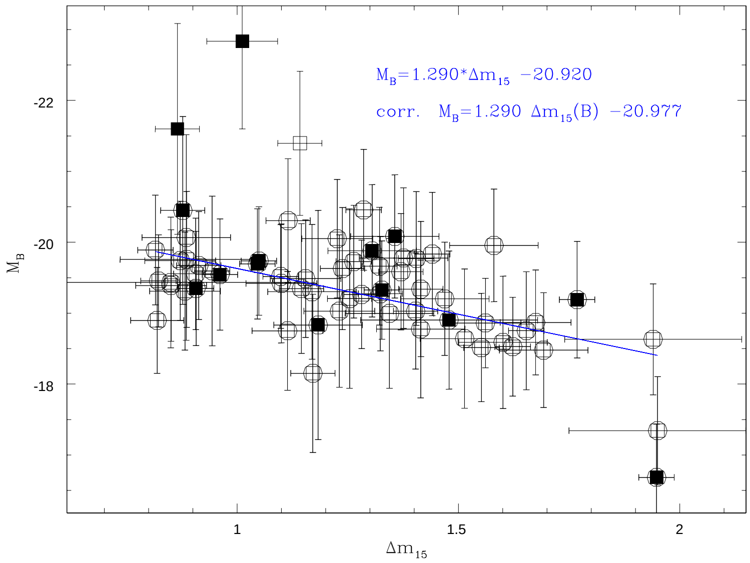

Figura 5.17: Diagramma Δm_{15}-M(B). I quadrati pieni e vuoti indicano rispettivamente le supernovae la cui distanza è data dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"*, R. Brent Tully o è stata calcolata a partire dalla velocità radiale. I cerchi indicano i punti utilizzati per la regressione lineare. La relazione "corr" è quella corretta attraverso il punto zero calcolato utilizzando le supernovae calibrate con cefeidi e ammassi globulari.

gressione lineare anche i tre punti all'estrema destra relativi alle supernovae (dall'alto in basso) 1975O, 1992K, 1991bg (la 1975O ha un grande errore associato, le altre due sono subluminose), si ottiene il diagramma in fig. 5.18 In tal caso si ottengono i coefficienti:

$$M_B = 0.88(\pm 0.17)\Delta m_{15} - 20.49(\pm 0.27) \tag{5.13}$$

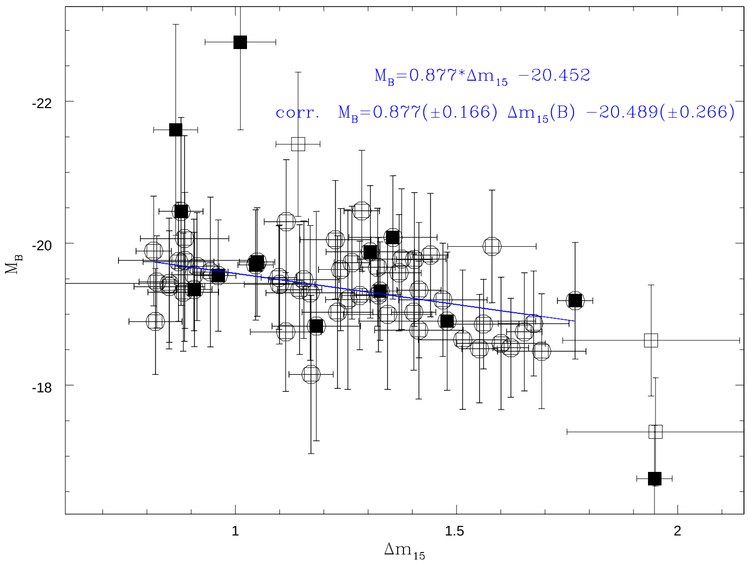

Figura 5.18: Diagramma Δm_{15}-M(B). I quadrati pieni e vuoti indicano rispettivamente le supernovae la cui distanza è data dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"*, R. Brent Tully o è stata calcolata a partire dalla velocità radiale. I cerchi indicano i punti utilizzati per la regressione lineare. La relazione "corr" è quella corretta attraverso il punto zero calcolato utilizzando le supernovae calibrate con cefeidi e ammassi globulari.

Questa relazione, ottenuta sfruttando i dati migliori, permette il recupero delle SNe Ia come indicatori di distanza.
Se consideriamo le supernovae calibrate da Saha tramite cefeidi, vedi tab. 5.4, si ottiene un punto zero leggermente diverso: (1.167, -19.57). In tal caso la 5.13 diventa:

$$M_B = 0.877\Delta m_{15} - 20.597 \tag{5.14}$$

Escludendo invece l'assorbimento relativo alla galassia ospite, come fatto da Phillips in in suo lavoro [25], otteniamo un diagramma del tipo 5.19. In tal caso la relazione che si ottiene è:

$$M_B = 0.49(\pm 0.16)\Delta m_{15} - 20.03(\pm 0.23) \tag{5.15}$$

Se come in Phillips 1999 [25] si escludono poi quei punti per i quali l'as-

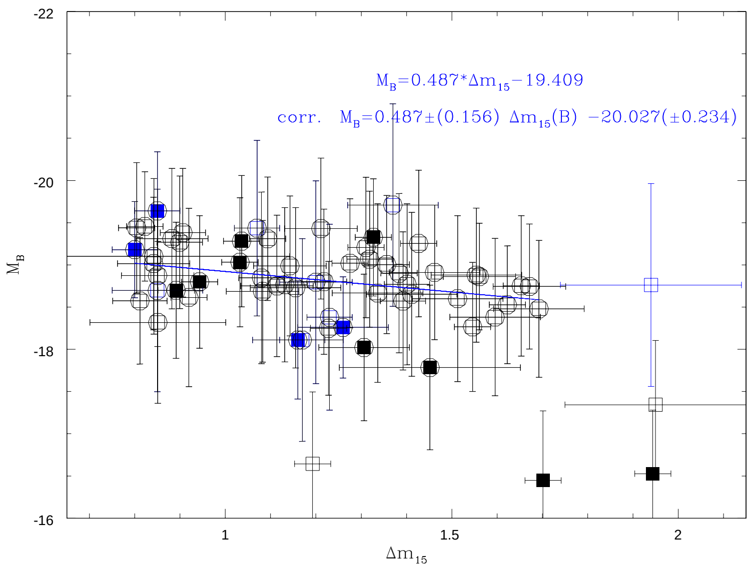

Figura 5.19: Diagramma Δm_{15}-M(B). I quadrati pieni e vuoti indicano rispettivamente le supernovae la cui distanza è data dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"*, R. Brent Tully o è stata calcolata a partire dalla velocità radiale. I cerchi indicano i punti utilizzati per la regressione lineare. La relazione "corr" è quella corretta attraverso il punto zero calcolato utilizzando le supernovae calibrate con cefeidi e ammassi globulari. Non è stato considerato l'assorbimento relativo alla galassia ospite.

sorbimento della galassia ospite è superiore ad un certo valore (poniamo per esempio come limite superiore $E(B-V) = 0.05$, che corrisponde ad un assorbimento in B di circa 0.20 magnitudini), si ha il diagramma in fig. 5.20. In tal caso la relazione che si ottiene è:

$$M_B = 0.57(\pm 0.53)\Delta m_{15} - 20.13(\pm 1.06) \qquad (5.16)$$

E' evidente come i coefficienti ottenuti varino in modo sensibile con l'assorbimento. L'estinzione dovuta alla galassia ospite risulta quindi un parametro critico.
Abbiamo proceduto in modo analogo in banda V, considerando in questo caso il parametro Δm_{20}. Nel grafico 5.21 determiniamo il punto zero della

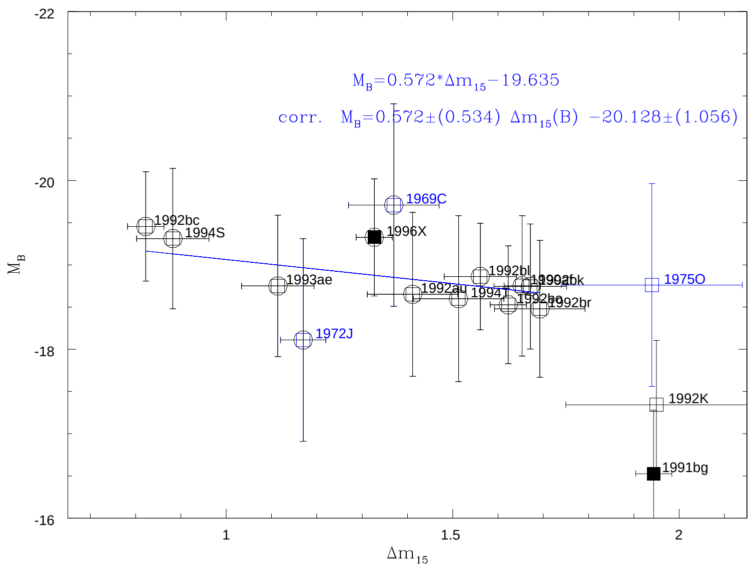

Figura 5.20: Diagramma Δm_{15}-M(B). I quadrati pieni e vuoti indicano rispettivamente le supernovae la cui distanza è data dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"*, R. Brent Tully o è stata calcolata a partire dalla velocità radiale. I cerchi indicano i punti utilizzati per la regressione lineare. La relazione "corr" è quella corretta attraverso il punto zero calcolato utilizzando le supernovae calibrate con cefeidi e ammassi globulari. Sono stati considerati solo gli oggetti con $E(B-V)_{host} < 0.05$ e si è effettuata la correzione per solo assorbimento galattico.

retta che interpola i dati nel diagramma 5.22, 5.23. Nel diagramma 5.22 abbiamo tenuto conto sia dell'assorbimento galattico che di quello interno alla galassia ospite, ottenendo la relazione:

$$M_V = 1.39(\pm 0.31)\Delta m_{20} - 20.92(\pm 0.35) \tag{5.17}$$

Nel diagramma successivo 5.23 abbiamo invece trascurato gli assorbimenti interni alla galassia ospite, ottenendo:

$$M_V = 0.77(\pm 0.29)\Delta m_{20} - 20.19(\pm 0.31) \tag{5.18}$$

Confrontando i nostri risultati con quelli di Phillips 1999 [25] in fig. 5.7 si

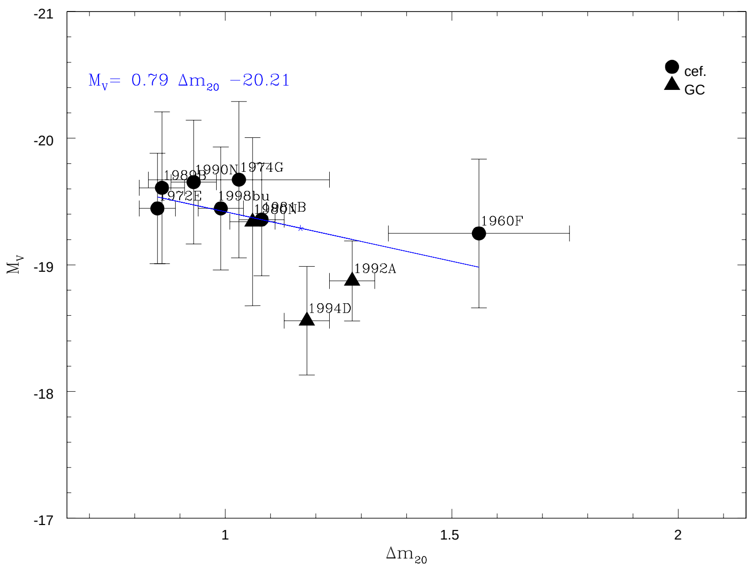

Figura 5.21: Diagramma Δm_{20}-M(V) relativo alle supernovae la cui distanza è stata calibrata tramite variabili cefeidi o ammassi globulari.

nota come i nostri punti siano notevolmente più dispersi. Se si considerano solo i punti con basso assorbimento dovuto alla galassia ospite ($E(B-V) <$ 0.05, cioè con un assorbimento in V di circa 0.16 magnitudini), si ottiene il diagramma in fig. 5.24 ed la relazione:

$$M_V = 0.44(\pm 1.15)\Delta m_{20} - 19.80(\pm 1.68) \tag{5.19}$$

L'estinzione dovuta alla galassia ospite influisce in modo non trascurabile ma risulta purtroppo di difficile determinazione. Si noti come correggere o meno per assorbimento della galassia ospite alteri significativamente i risultati, rendendo molto alta l'indeterminazione sui coefficienti, che possono oscillare all'interno dei valori misurati nei due casi.
Se si confrontano i nostri valori 5.13, 5.15, 5.16, con quelli esposti nella relazione 5.1 e nella tabella 5.1 si nota come i coefficienti della retta che interpola i punti dei diagrammi $M_B$vsΔm_{15} non siano ben determinati, e questo non solo considerando il confronto con i nostri dati ma anche confrontando i valori degli stessi autori ottenuti in date successive [66] [24]. Potrebbe anche

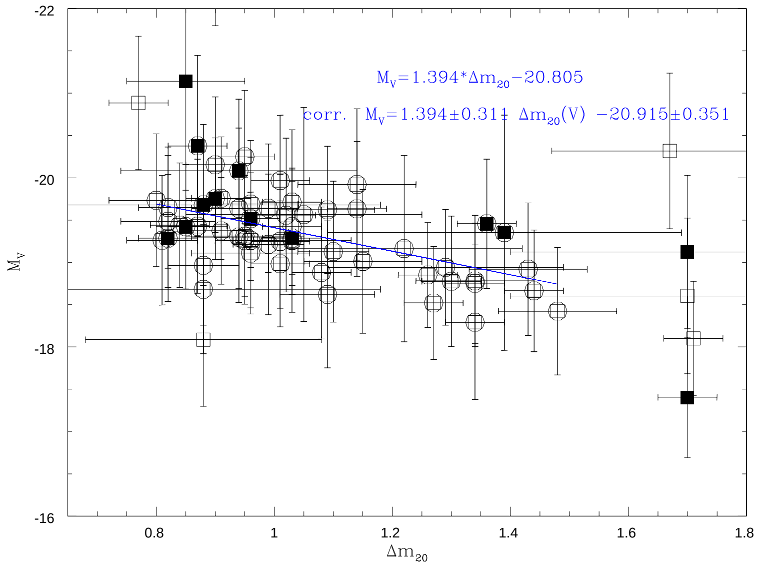

Figura 5.22: Diagramma Δm_{20}-M(V). I quadrati pieni e vuoti indicano rispettivamente le supernovae la cui distanza è data dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"*, R. Brent Tully o è stata calcolata a partire dalla velocità radiale. I cerchi indicano i punti utilizzati per la regressione lineare. La relazione "corr" è quella corretta attraverso il punto zero calcolato utilizzando le supernovae calibrate con cefeidi e ammassi globulari

valere una correlazione non lineare, come evidenziato da Phllips (1999) [25] (vedi tab 5.2).
I nostri risultati evidenziano come la correzione per *reddening* nella galassia ospite, ricavata dall'eccesso di colore misurato sulla coda della curva di colore, tenda a far aumentare (in valore assoluto) la pendenza della retta che interpola i dati nel diagramma Δm_{15}vsM_B. Tale effetto potrebbe essere dovuto da una sovrastima dell'assorbimento per le supernovae con basso tasso di declino o da una sottostima di quelle con un rapido declino. Nel primo caso per esempio parte dell'eccesso di colore potrebbe essere dovuto al colore intrinseco della supernova (più rossa di quanto ci si aspetti) e non all'arrossamento dovuto ad estinzione. Nel secondo caso invece varrebbe il

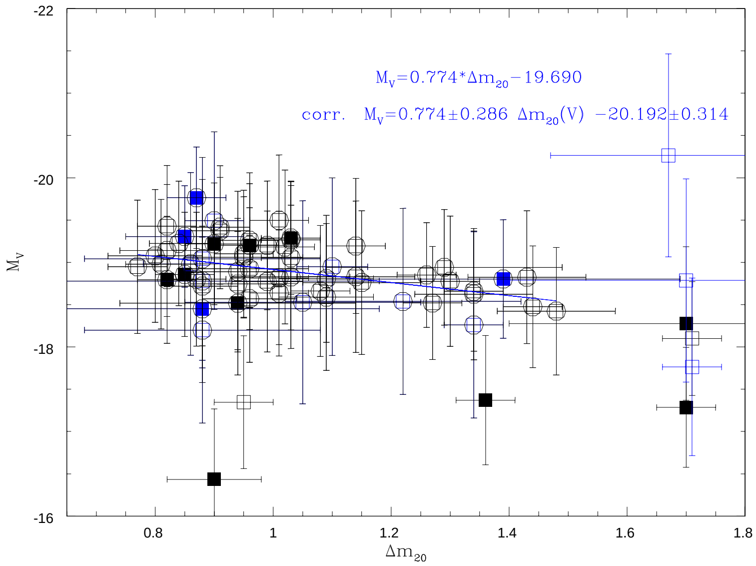

Figura 5.23: Diagramma Δm_{20}-M(V). I quadrati pieni e vuoti indicano rispettivamente le supernovae la cui distanza è data dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"*, R. Brent Tully o è stata calcolata a partire dalla velocità radiale. I cerchi indicano i punti utilizzati per la regressione lineare. La relazione "corr" è quella corretta attraverso il punto zero calcolato utilizzando le supernovae calibrate con cefeidi e ammassi globulari. I punti sono stati corretti solo per assorbimento galattico

viceversa, la supernova potrebbe essere più blu e quindi più arrossata di quanto ci si aspetti. Le nostre misure si sono basate sull'assunzione della coincidenza delle code delle curve di colore (tra i 30 ed i 90 giorni dal massimo), indipendentemente dall'andamento della curva di luce e quindi dal Δm_{15}, assunzione che potrebbe non avere validità generale. Abbiamo poi provato a costruire un diagramma $M(V)$vsΔm_{15}, per vedere se il parametro Δm_{15} può essere correlato anche alla magnitudine assoluta del massimo in banda V. Abbiamo proceduto come nei casi precedenti costruendo un primo diagramma limitato alle supernovae calibrate tramite cefeidi e ammassi globulari (fig. 5.25) e poi un secondo con tutti i dati a nostra disposizione

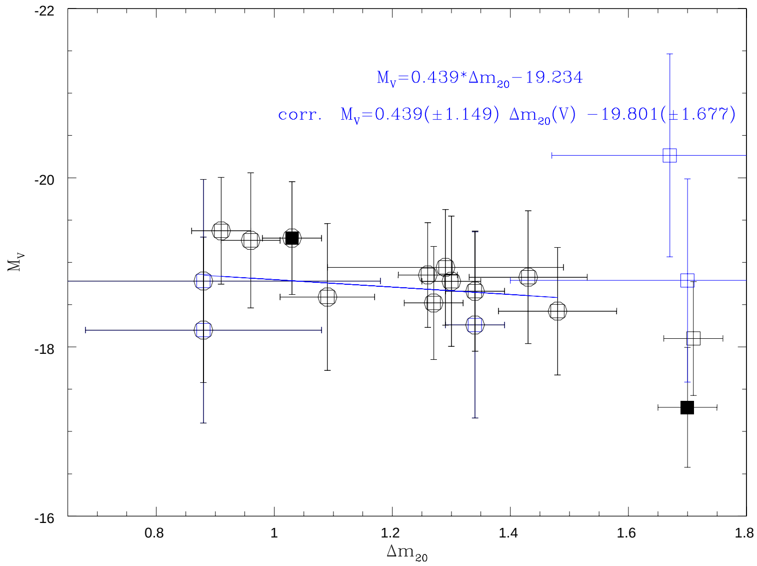

Figura 5.24: Diagramma Δm_{20}-M(V). I quadrati pieni e vuoti indicano rispettivamente le supernovae la cui distanza è data dal catalogo *"Nearby Galaxies Catalog"*, R. Brent Tully o è stata calcolata a partire dalla velocità radiale. I cerchi indicano i punti utilizzati per la regressione lineare. La relazione "corr" è quella corretta attraverso il punto zero calcolato utilizzando le supernovae calibrate con cefeidi e ammassi globulari. I punti sono stati corretti solo per assorbimento galattico e si sono esclusi quelli con $E(B-V) > 0.05$

(fig. 5.26) in cui è evidente una correlazione tra Δm_{15} e M_V:

$$M_V = 0.79(\pm 0.14)\Delta m_{15}(B) - 20.28(\pm 0.22)$$

I nostri risultati sono comparabili con quelli esposti in tab. 5.1. La notevole mole di letteratura, anche recentissima, relativa alla correlazione Δm_{15}-M_B, indica come il problema non sia ancora del tutto risolto; si tratta comunque di un settore in fermento in cui non mancano le idee.

Alcuni autori tra l'altro, vedi per esempio Parodi et al. [67], evidenziano

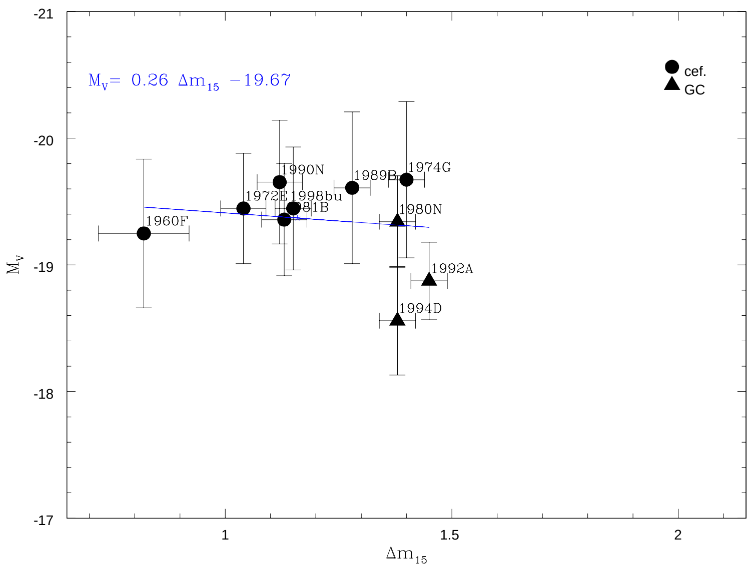

Figura 5.25: Diagramma $M_{max}(V)$ vs $\Delta m_{15}(B)$ relativo alle sole supernovae calibrate tramite cefeidi ed ammassi globulari

al riguardo la possibilità di altri parametri legati alla magnitudine del picco, per esempio la velocità di espansione della supernova, [68], il colore (B-V) al momento del massimo [72], il *rise time* (l'andamento della curva di luce nel periodo compreso tra l'esplosione ed il massimo) [71], il tipo morfologico della galassia ospite [73] [28], la posizione della supernova all'interno di quest'ultima [74].
Considerando ora l'andamento del Δm_{20} contro il Δm_{15} si ha il risultato presentato in fig. 5.27. Come si vede in tale figura la correlazione tra i due parametri, è piuttosto modesta. Questo lascia spazio per l'effetto di un secondo parametro che potebbe ridurre la dispersione dei punti osservata. I punti pieni sono relativi alle supernovae utilizzate da Hamuy per costruire i suoi *template* [17] più altre due supernovae, ben misurate, prese in considerazione nello stesso articolo. Limitandoci a tale sottogruppo (1992bc, 1991T, 1992al,1992A, 1992bo, 1993H, 1991bg più la 1990N e la 1994D) la dispersione sembrerebbe un po' più bassa.

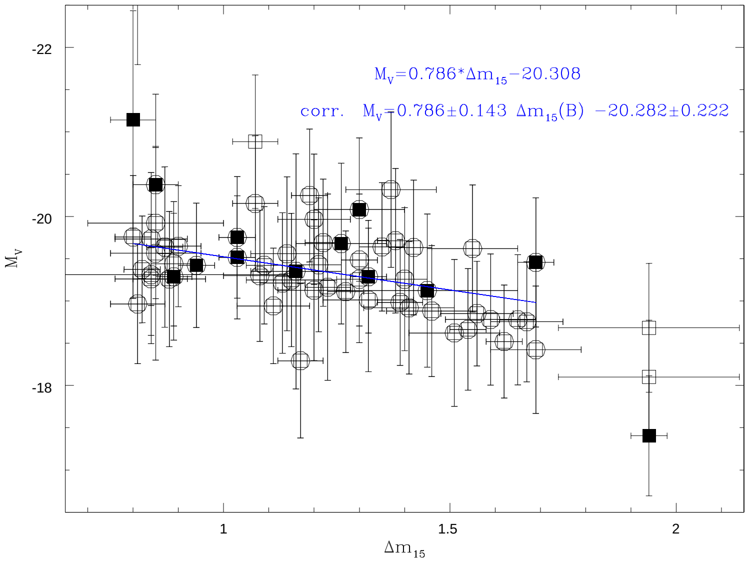

Figura 5.26: Diagramma $M_{max}(V)$ vs $\Delta m_{15}(B)$. Nella regressione lineare sono stati presi in considerazione solo i simboli cerchiati.

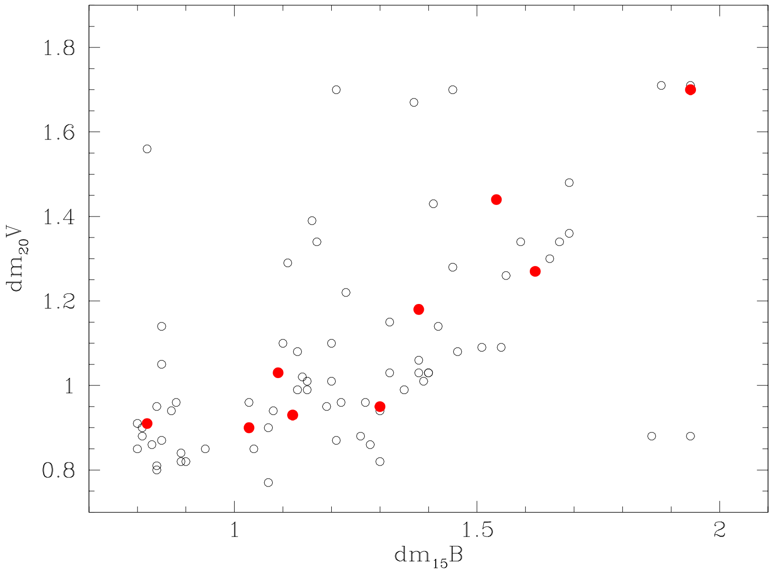

Figura 5.27: Diagramma Δm_{20} vs Δm_{15}, I punti pieni sono relativi alle supernovae utilizzate da Hamuy per costruire i suoi *template* [17].

5.5 Relazione Δm_{15}-Tipo morfologico della galassia ospite

Raccolte le informazioni necessarie abbiamo provato a cercare eventuali correlazioni tra il valore del Δm_{15} ed il tipo morfologico della galassia ospite. Abbiamo utilizzato a tal proposito la notazione di Hubble, usata nel catalogo RC3, secondo la quale le galassie sono classificate tramite una scala numerica crescente a partire dalle ellittiche -6...-4, spirali 1...7, irregolari 90 (non c'e' continuità tra le spirali e le irregolari). Abbiamo provato anche a confrontare l'andamento del Δm_{15} con il colore $(B-V)_{gal}$ della galassia ospite.
Come evidenziato anche da altri autori (vedi fig. 5.5 tratta da Hamuy 1996 [24]), risulta una correlazione tra il Δm_{15} (e quindi la luminosità) delle supernovae e il tipo morfologico della galassia ospite, nel senso che le supernovae con declino più lento (cioè Δm_{15} minore) e quindi più brillanti, sono osservate maggiormente in galassie spirali ed irregolari piuttosto che nelle ellittiche. Tale andamento, non molto chiaro in fig. 5.28, è più evidente se, con gli stessi dati, costruiamo due istogrammi, come quelli in fig. 5.29. Effettuando un test di Kolmogorov-Smirnov troviamo che la differenza tra le due distribuzioni cumulative (vedi fig. 5.30), relative agli istogrammi in fig. 5.29, è 0.42 e che la probabilità che le distribuzioni osservate provengano dalla stessa popolazione è pari a P=0.004%. Questo significa che le due distribuzioni sono legate a popolazioni effettivamente diverse e può dare indicazioni sulle possibili conseguenze della differente metallicità che caratterizza progenitori di popolazione I e II. Dividendo le supernovae in tre soli gruppi di Δm_{15} e cioè le *branch normal* ($1 \leq \Delta m_{15} \leq 1.5$), le superluminose 91T-*like* ($\Delta m_{15} < 1$) e le subluminose 91bg-*like* ($\Delta m_{15} > 1.5$), si ottengono gli istogrammi in fig. 5.31. In tal caso si nota come, sia nelle galassie ellittiche che in quelle a spirale o irregolari, la maggior parte delle supernovae sia concentrata nell'intervallo $1 \leq \Delta m_{15} \leq 1.5$, con la differenza però che, mentre nelle ellittiche le SNe più rapide (cioè con elevato Δm_{15}) prevalgono su quelle lente, nelle spirali accade esattamente l'opposto. Risultati analoghi si hanno dal grafico in fig. 5.32, in cui si ha Δm_{15} vs $(B-V)_{gal}$. Si vede come ci sia una certa tendenza ad avere oggetti con Δm_{15} minore, e quindi più brillanti, in galassie caratterizzate da valori di B-V bassi. Tenendo conto del fatto che, come mostrato in fig. 5.33, le galassie ellittiche risultano più

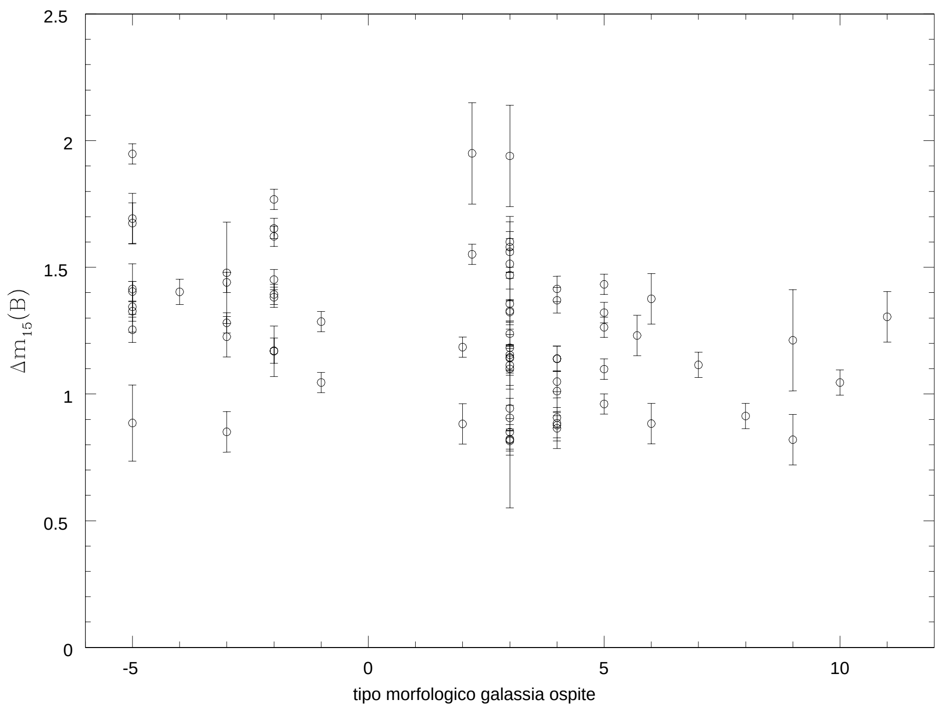

Figura 5.28: Δm_{15} corretto per $E(B-V)$ [25] vs tipo morfologico della galassia ospite

rosse delle spirali, c'e' quindi una tendenza ad avere oggetti più brillanti in galassie a spirale, con popolazione stellare giovane, piuttosto che in ellittiche.
Il punto in fig. 5.33 che scarta sulla destra è dato dalle SNe 1983G, 1965I, osservate entrambe nella galassia irregolare NGC4753, classificata secondo la notazione di Hubble con il numero 90. Dato che tra le spirali più evolute, classificate con 10, e le irregolari non c'è una distribuzione continua, per rappresentare in modo leggibile tunti i punti nel grafico abbiamo ridotto 90 a 11, relegando tali oggetti all'estrema destra.
Se si considera ora l'andamento dell'eccesso di colore relativo alla sola galassia ospite si hanno gli istogrammi in fig. 5.34, in cui è visibile come le supernovae con Δm_{15} maggiore siano caratterizzate da un eccesso di colore

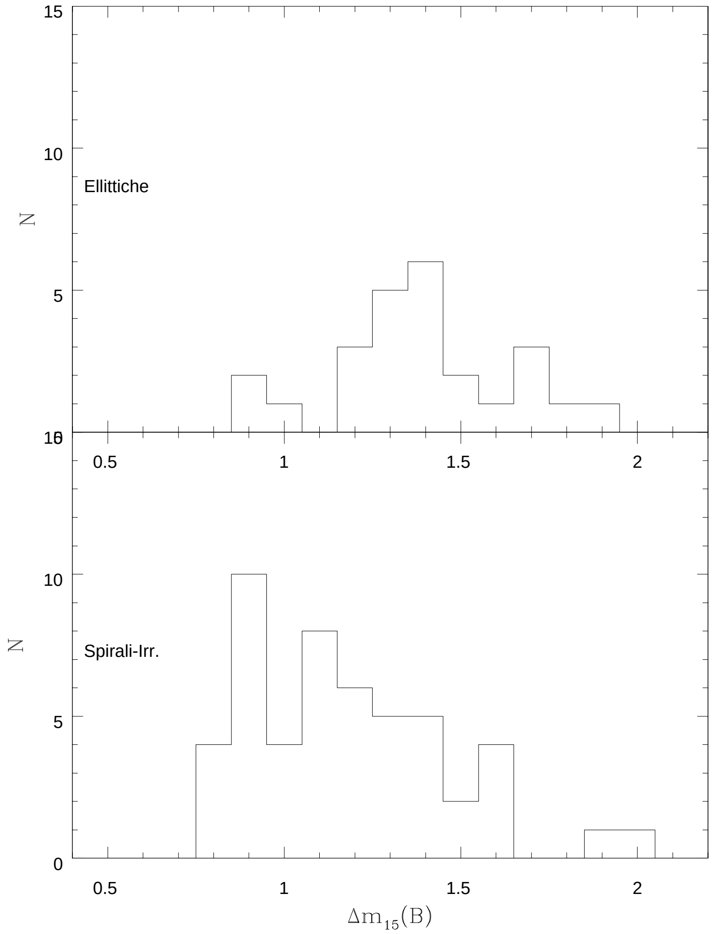

Figura 5.29: Istogrammi relativi al numero di supernovae per intervallo di Δm_{15} nelle galassie ellittiche ed in quelle a spirale o irregolari.

minore, in accordo ai risultati precedenti secondo i quali ci aspettiamo oggetti meno luminosi in galassie ellittiche, povere di gas e polveri. Facendo infatti una analisi analoga per quel che riguarda l'andamento dell'eccesso di colore $E(B-V)_{host}$ rispetto al tipo morfologico della galassia ospite si ottengono gli istogrammi in fig. 5.35. Nelle galassie a spirali c'è un numero

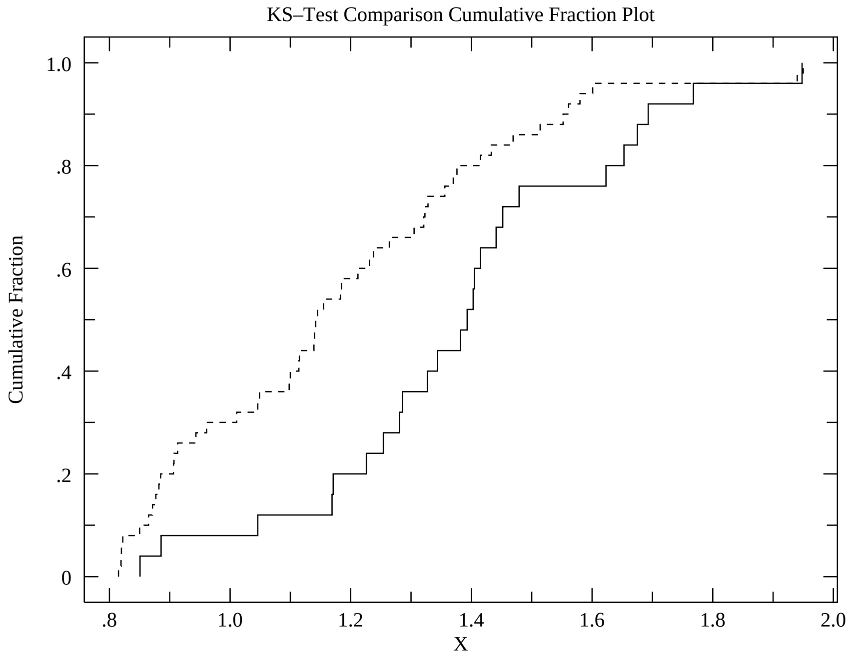

Figura 5.30: Distribuzioni cumulative relative ai diagrammi in fig. 5.29.

maggiore di supernovae con eccesso di colore $E(B-V)_{host}$ alto, e quindi soggette ad elevati assorbimenti come ci si aspettava.
I risultati sono quindi consistenti tra di loro. In un recente lavoro di V.D. Ivanov et al. (2000) [76] vengono esposti risultati analoghi ai nostri.

5.6 Costante di Hubble

Utilizzando tutte quelle supernovae di cui abbiamo a disposizione assorbimento e velocità di recessione, abbiamo costruito un diagramma di Hubble $(m_B - M_B)$ vs $log(cz)$. Combinando la legge di Hubble $v_r = H_0 d$ con la relazione che lega magnitudine apparente ed assoluta $m - M = 5logd - 5$ si ottiene $m - M = 5log(cz) - 5logH_0 + 25$. Si vede quindi come in via

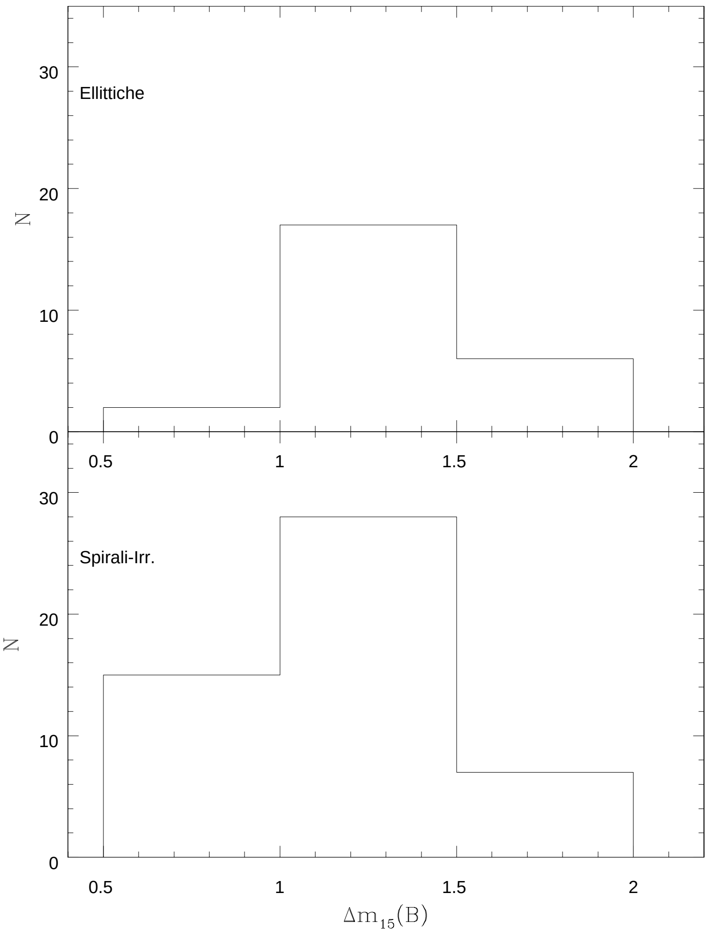

Figura 5.31: Istogrammi relativi al numero di supernovae 91T-*like* ($\Delta m_{15} < 1$), *branch normal* ($1 \leq \Delta m_{15} \leq 1.5$), 91bg-*like* ($\Delta m_{15} > 1$) nelle galassie ellittiche ed in quelle a spirale o irregolari. Nelle ellittiche si ha l'8% di 91T-*like*, il 68% di normali, il 24% di 91bg-*like*; nelle spirali-irregolari si ha il 30% di 91T-*like*, il 56% di normali, il 14% di 91bg-*like*.

teorica i punti osservati debbano disporsi su tale diagramma su una retta con pendenza pari a 5; dall'intercetta q di tale retta si può invece ricavare

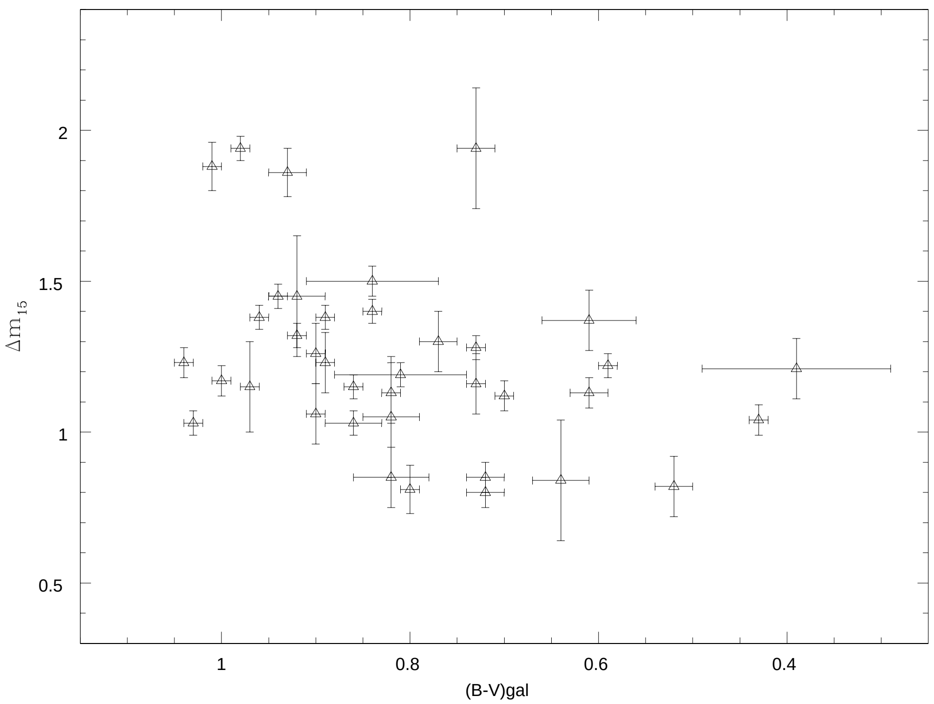

Figura 5.32: Δm_{15} vs $(B-V)_{gal}$

la costante di Hubble:

$$H_o = 10^{\frac{25-q}{5}}$$

Abbiamo quindi provato a disegnare un diagramma simile con nostri punti. Per determinare la magnitudine assoluta abbiamo utilizzato la relazione Δm_{15} vs magnitudine assoluta 5.13 trovata in precedenza, correggendo i valori del Δm_{15} per *reddening* tramite la 5.10. Imponendo poi alla retta che interpola i punti una pendenza prefissata pari a 5 otteniamo il diagramma mostrato in fig. 5.36. Il valore ottenuto per la costante di Hubble è $H_0 = 76^{+23}_{-18}$ (trascurando gli oggetti a velocità inferiore a 1200 km/sec). E' determinante ai fini del risultato la correzione per assorbimento: trascurando quello relativo alla galassia ospite e considerando solo l'assorbimento galattico otteniamo un valore per la costante di Hubble pari a $H_0 = 60^{+24}_{-17}$,

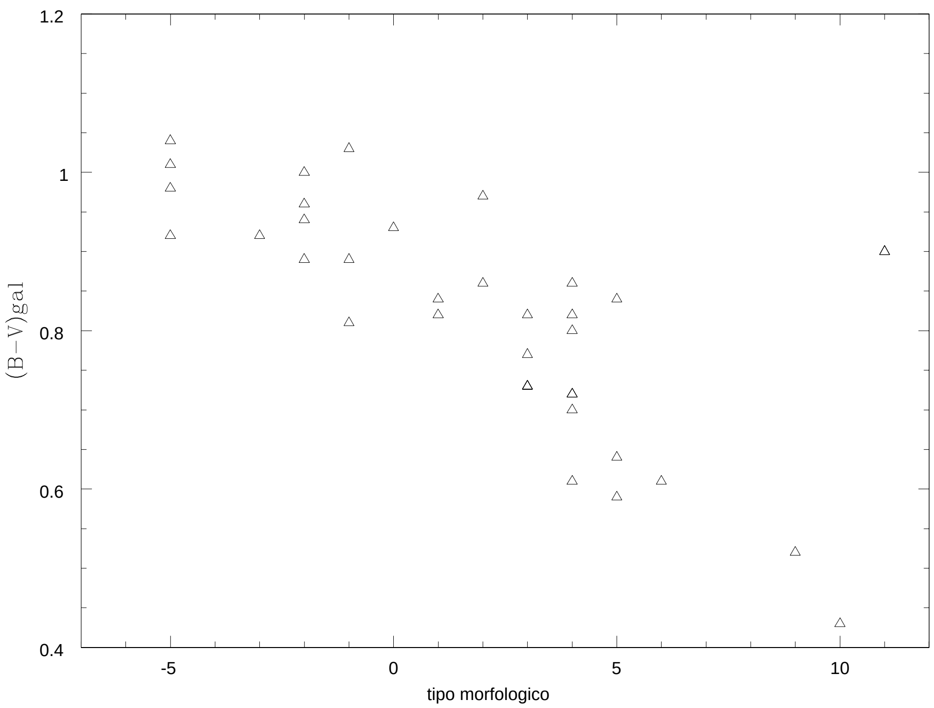

Figura 5.33: $(B-V)_{gal}$ vs tipo morfologico (galassia ospite)

come mostrato in fig. 5.37. In entrambi i casi gli errori associati alla misura di H_0 si riducono se si prendono in considerazione gli oggetti con velocità superiore (per esempio si ha una incertezza di $\sim 12 km sec^{-1} Mpc^{-1}$ per SNe con $v \geq 3600 km sec^{-1}$), per i quali si ha una più bassa dispersione dei punti. La corretta determinazione dell'assorbimento cui è soggetta una supernova è tanto fondamentale quanto critica, incidendo in modo significativo sul risultato. Se consideriamo la relazione $\Delta m_{15} M(B)$ 5.14 ottenuta considerando le supernovae calibrate attraverso cefeidi da Saha (vedi tab. 5.4) si ha invece $H_0 = 72$ se si considerano gli assorbimenti galattici ed interni, $H_0 = 57$ se si considerano solo quelli galattici. E' importante notare come anche solo utilizzare diverse fonti per quanto riguarda le supernovae calibrate tramite cefeidi, porti a risultati diversi.

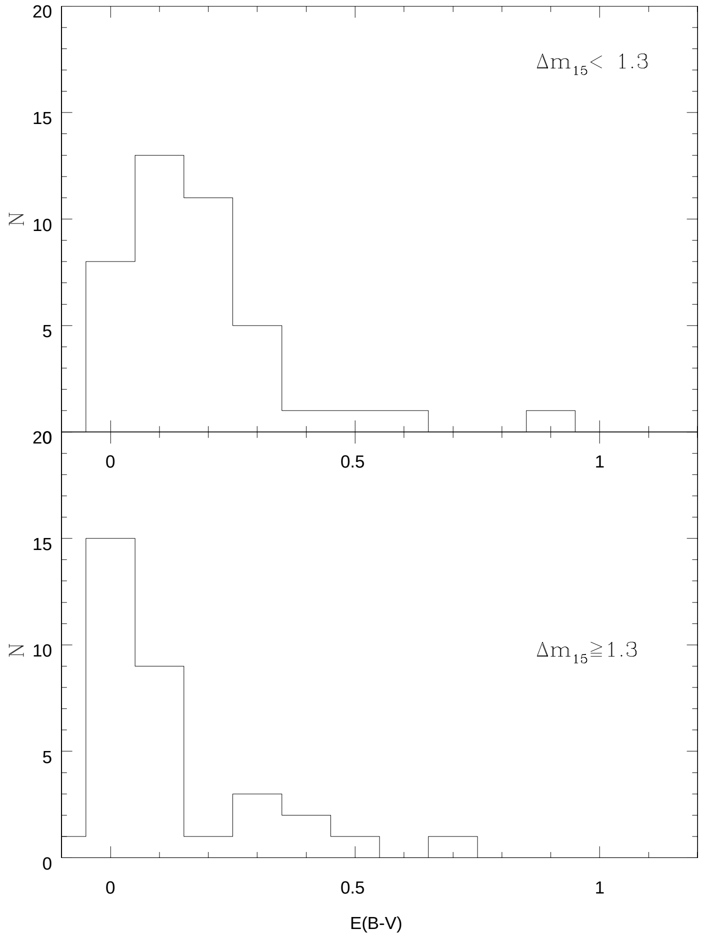

Figura 5.34: Istogrammi relativi al numero di supernovae con $\Delta m_{15} < 1.3$ e $\Delta m_{15} \geq 1.3$ per intervalli di $E(B-V)_{host}$

Date le incertezze possimo considerare la costante di Hubble compresa nell'intervallo $57 \leq H_0 \leq 76$.

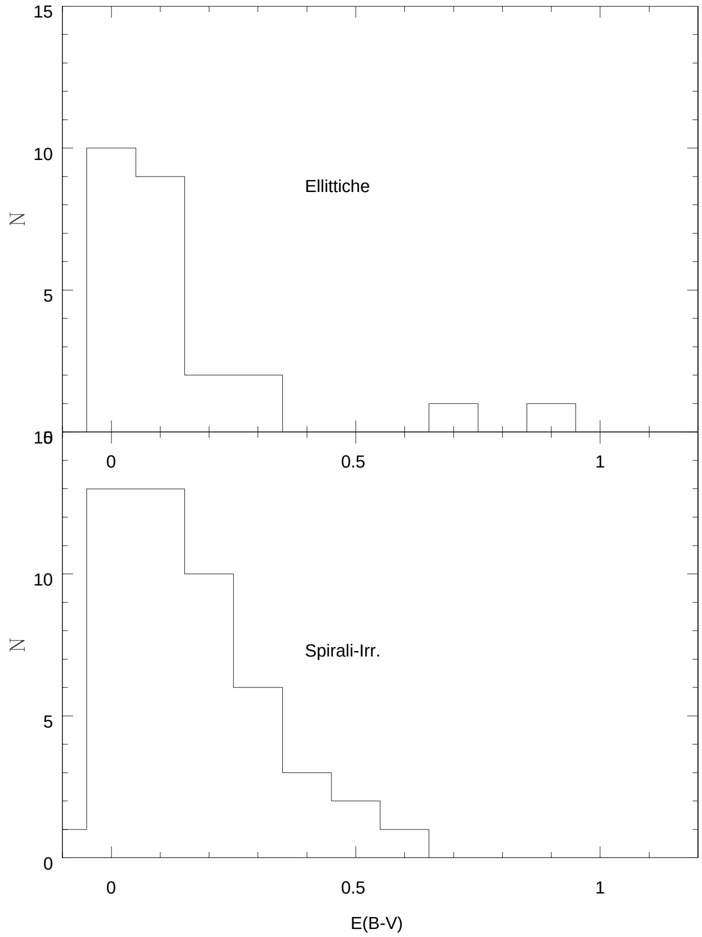

Figura 5.35: Istogrammi relativi al numero di galassie ellittiche o spirali-irregolari per intervalli di $E(B-V)_{host}$

5.7 Determinazione del parametro di decelerazione q_0

I nostri dati sono relativi a supernovae a basso *redshift* ($z < 0.1$), da soli non sono quindi sufficienti a determinare il parametro di decelerazione q_0. In un

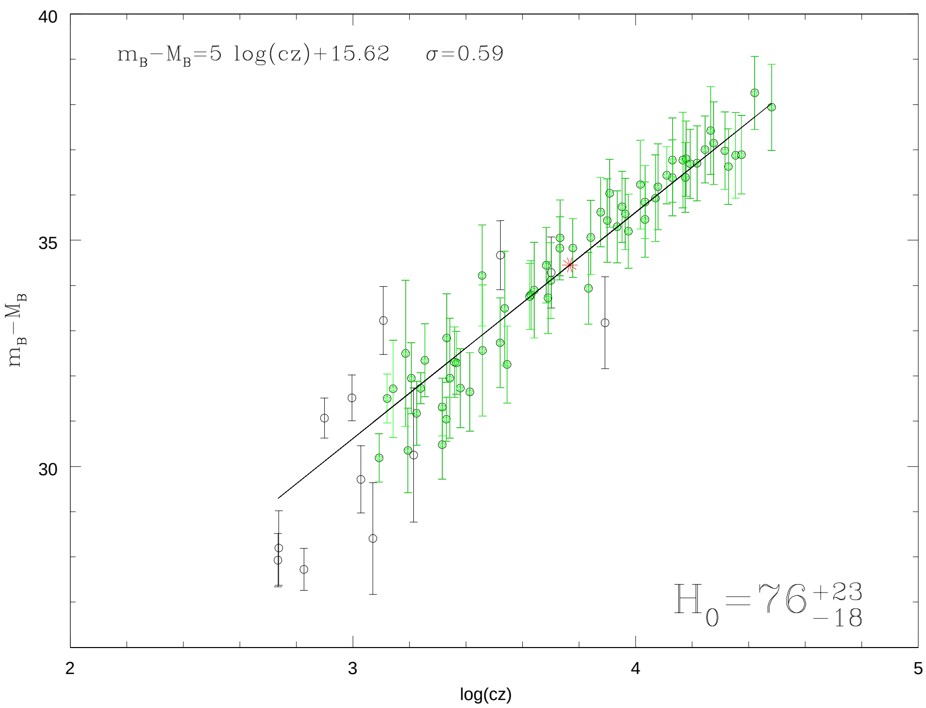

Figura 5.36: Diagramma di Hubble ottenuto correggendo sia per assorbimento galattico che per assorbimento dovuto alla galassia ospite.

diagramma di Hubble (fig. 2.1) infatti i parametri cosmologici determinano effetti misurabili solo a *redshift* maggiori. Abbiamo quindi integrato i nostri dati con quelli di 42 supernovae ad alto *redshift* dati da Perlmutter ($0.18 \leq z \leq 0.83$) [36] e quelli relativi a 10 supernovae dati da Riess ($0.30 \leq z \leq 0.97$) [23].
Abbiamo ricavato il Δm_{15} relativo a ciascuna supernova e, attraverso la relazione 5.13 che lega il Δm_{15} alla magnitudine assoluta $M(B)$, abbiamo disegnato un diagramma di Hubble comprensivo delle supernovae a basso e ad alto *redshift*. I dati utilizzati sono riportati nelle tabelle 5.8, 5.9. In tab. 5.9 m_X^{peak} rappresenta il picco nella banda (R o I) che corrisponde alla banda B nel sistema di riferimento a riposo della supernova, A_X rappresenta l'assorbimento nella banda osservata che corrisponde alla banda B nel *rest*

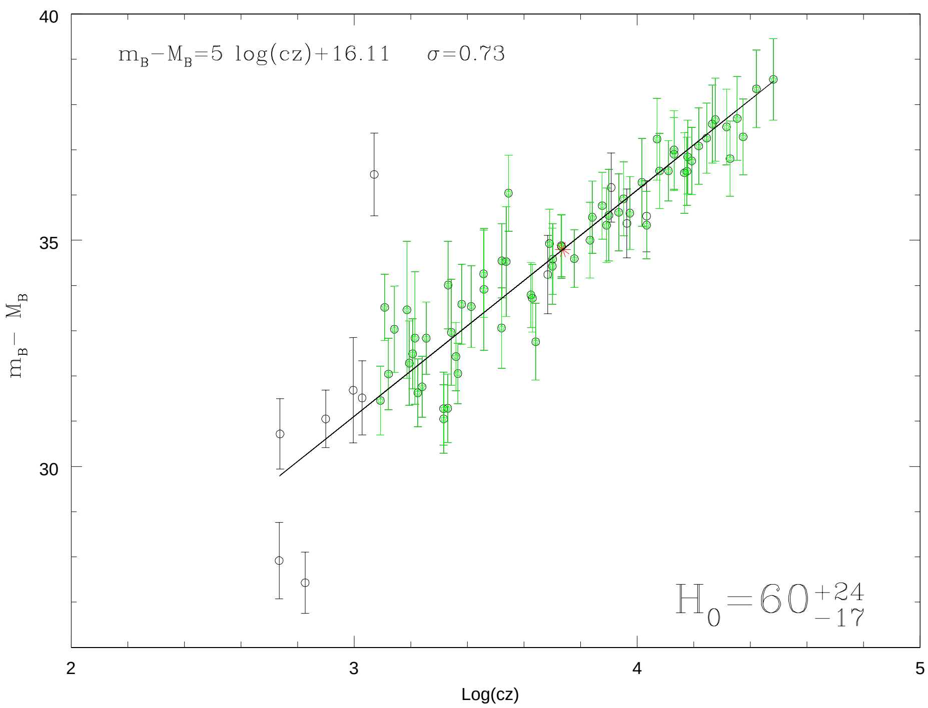

Figura 5.37: Diagramma di Hubble ottenuto correggendo solo per assorbimento galattico.

frame ($A_X \equiv A_R$ o $A_X \equiv A_I$), K_{BX} è la *K-correction* per passare dalla banda osservata alla banda B ($K_{BX} \equiv K_{BR}$ o $K_{BX} \equiv K_{BI}$), m_B^{peak} è la magnitudine blu del picco ($m_B^{peak} = m_X^{peak} - K_{BX} - A_X$), m_B^{eff} è la magnitudine blu del picco corretta per la relazione "luminosità-larghezza della curva di luce": $m_B^{eff} = m_X^{peak} + \alpha(s-1) - K_{BX} - A_X$. Tenendo conto della relazione 5.6 che lega lo *strech factor* s al Δm_{15} (Perlmutter et al. 1997 [35]), a partire dai dati in tab. 5.9 possiamo ricavare $\alpha(s-1)$

$$\alpha(s-1) = m_B^{eff} - m_X^{peak} + K_{BX} + A_X$$

e quindi, tenendo conto che $\alpha = 0.6$ [36], il Δm_{15}. I valori Δm_{15}* così calcolati sono presenti nell'ultima colonna della tab. 5.9. Si noti come la SN 1992bi presenti un $\Delta m_{15} = 0.42$. Valori così bassi sono anomali se

sn	z	B	σ_B	V	σ_V	Δm_{15}	A_B	m-M	σ_{m-M}
1996E	0.43	22.72	0.19	22.60	0.12	1.18	0.10	41.94	0.22
1996H	0.62	23.31	0.06	23.57	0.06	0.87	0.00	42.87	0.15
1996I	0.57	23.42	0.08	23.61	0.08	1.39	0.00	42.57	0.21
1996J	0.30	22.28	0.05	22.06	0.05	1.27	0.64	40.89	0.25
1996K	0.38	22.80	0.05	22.86	0.08	1.31	0.00	42.02	0.18
1996U	0.43	22.77	0.05	22.96	0.11	1.18	0.00	42.09	0.17
1997ce	0.44	22.83	0.05	22.92	0.05	1.30	0.00	42.05	0.16
1997cj	0.50	23.29	0.05	23.29	0.05	1.16	0.09	42.53	0.16
1997ck	0.97	24.78	0.16	99.99	99.9	1.00	0.00	44.24	0.19
1995K	0.48	22.92	0.08	23.07	0.07	1.16	0.00	42.25	0.17

Tabella 5.8: Supernovae ad alto *redshift*. Dati tratti da Riess 1998 [23]

.

si considera che per il nostro campione tale parametro varia nell'intervallo $0.8 < \Delta m_{15} < 1.8$. Dato che la relazione 5.13 da noi trovata è valida per l'intervallo suddetto abbiamo preso in considerazione solo valori che ricadono all'interno.
Il diagramma di Hubble ottenuto è presentato in fig. 5.38. E' indicato il valore del parametro di decelerazione q_0 ricavato tramite la distanza di luminosità 2.2, valida solo nel caso di costante cosmologica nulla.
Il valore ottenuto, $q_0 = -0.22 \pm 0.20$, indica che l'universo è in accelerazione. Per poter tener conto della anche costante cosmologica e calcolare in modo distinto Ω_M ed Ω_Λ è necessario ricorrere ad un'altra formulazione della distanza di luminosità $d_L = d_L(z, \Omega_\Lambda, \Omega_M)$. Questo richiederebbe una trattazione a parte, in questa tesi ci limitiamo a riportare i risultati presenti in letteratura. Nel caso di universo piatto ($\Omega_M + \Omega_\Lambda = 1$) Perlmutter et al. (1999) [36] dà il valore $\Omega_M^{flat} = 0.28^{+0.09(0.05)}_{-0.08(0.04)}$ (oltre agli errori statistici sono indicati, tra perentesi, quelli sistematici). Nel caso generale le coppie di valori probabili sono date dalla relazione $0.8\Omega_M - 0.6\Omega_\Lambda = -0.2 \pm 0.1$. Sempre in tale lavoro viene sostenuta la necessità di una costante cosmologica $\Lambda > 0$ (la probabilità $P(\Lambda > 0) = 99\%$). In un lavoro di Riess et al (1996) [48] viene confermata la consistenza di $q_0 < 0$ e $\Lambda > 0$ con i dati ottenuti dallo studio delle supernovae ad alto *redshift*.

SN	z	$\sigma(z)$	m_X^{peak}	σ_X^{peak}	A_X	K_{BX}	m_B^{peak}	m_B^{eff}	$\sigma_{m_B^{eff}}$	Δm_{15}*
1992bi	0.458	0.001	22.12	0.10	0.03	-0.72	22.81	23.11	0.46	0.42
1994F	0.354	0.001	22.08	0.10	0.11	-0.58	22.55	22.38	0.33	1.85
1994G	0.425	0.001	21.52	0.21	0.03	-0.68	22.17	22.13	0.49	1.21
1994H	0.374	0.001	21.28	0.06	0.10	-0.61	21.79	21.72	0.22	1.33
1994al	0.420	0.001	22.37	0.06	0.42	-0.68	22.63	22.55	0.25	1.37
1994am	0.372	0.001	21.82	0.07	0.10	-0.61	22.32	22.26	0.20	1.33
1994an	0.378	0.001	22.14	0.08	0.21	-0.62	22.55	22.58	0.37	0.98
1995aq	0.453	0.001	22.60	0.07	0.07	-0.71	23.24	23.17	0.25	1.33
1995ar	0.465	0.005	22.71	0.04	0.07	-0.71	23.35	23.33	0.30	1.14
1995as	0.498	0.001	23.02	0.07	0.07	-0.71	23.66	23.71	0.25	0.92
1995at	0.655	0.001	22.62	0.03	0.07	-0.66	23.21	23.27	0.21	0.89
1995aw	0.400	0.030	21.75	0.03	0.12	-0.65	22.27	22.36	0.19	0.84
1995ax	0.615	0.001	22.53	0.07	0.11	-0.67	23.10	23.19	0.25	0.79
1995ay	0.480	0.001	22.64	0.04	0.35	-0.72	23.00	22.96	0.24	1.25
1995az	0.450	0.001	22.44	0.07	0.61	-0.71	22.53	22.51	0.23	1.17
1995ba	0.388	0.001	22.08	0.04	0.06	-0.63	22.66	22.65	0.20	1.07
1996cf	0.570	0.010	22.70	0.03	0.13	-0.68	23.25	23.27	0.22	1.01
1996cg	0.490	0.010	22.46	0.03	0.11	-0.72	23.06	23.10	0.20	0.98
1996ci	0.495	0.001	22.19	0.03	0.09	-0.71	22.82	22.83	0.19	1.01
1996ck	0.656	0.001	23.08	0.07	0.13	-0.66	23.62	23.57	0.28	1.21
1996cl	0.828	0.001	23.53	0.10	0.18	-1.22	24.58	24.65	0.54	0.84
1996cm	0.450	0.010	22.66	0.07	0.15	-0.71	23.22	23.17	0.23	1.25
1996cn	0.430	0.010	22.58	0.03	0.08	-0.69	23.19	23.13	0.22	1.29
1997F	0.580	0.001	22.90	0.06	0.13	-0.68	23.45	23.46	0.23	1.04
1997G	0.763	0.001	23.56	0.41	0.20	-1.13	24.49	24.47	0.53	1.14
1997H	0.526	0.001	22.68	0.05	0.16	-0.70	23.21	23.15	0.20	1.33
1997I	0.172	0.001	20.04	0.02	0.16	-0.33	20.20	20.17	0.18	1.21
1997J	0.619	0.001	23.25	0.08	0.13	-0.67	23.80	23.80	0.28	1.04
1997K	0.592	0.001	23.73	0.10	0.07	-0.67	24.33	24.42	0.37	0.81
1997L	0.550	0.010	22.93	0.05	0.08	-0.69	23.53	23.51	0.25	1.17
1997N	0.180	0.001	20.19	0.01	0.10	-0.34	20.42	20.43	0.17	1.07
1997O	0.374	0.001	22.97	0.07	0.09	-0.61	23.50	23.52	0.24	0.98
1997P	0.472	0.001	22.52	0.04	0.10	-0.72	23.14	23.11	0.19	1.17
1997Q	0.430	0.010	22.01	0.03	0.09	-0.69	22.60	22.57	0.18	1.21
1997R	0.657	0.001	23.28	0.05	0.11	-0.66	23.83	23.83	0.23	1.07
1997S	0.612	0.001	23.03	0.05	0.11	-0.67	23.59	23.69	0.21	0.79
1997ac	0.320	0.010	21.38	0.03	0.09	-0.55	21.83	21.86	0.18	1.01
1997af	0.579	0.001	22.96	0.07	0.09	-0.68	23.54	23.48	0.22	1.33
1997ai	0.450	0.010	22.25	0.05	0.14	-0.71	22.81	22.83	0.30	1.04
1997aj	0.581	0.001	22.55	0.06	0.11	-0.68	23.12	23.09	0.22	1.17
1997am	0.416	0.001	21.97	0.03	0.11	-0.67	22.52	22.57	0.20	0.95
1997ap	0.830	0.010	23.20	0.07	0.13	-1.23	24.30	24.32	0.22	1.01

Tabella 5.9: Supernovae ad alto *redshift*. Dati tratti da Perlmutter 1999 [36], Δm_{15}* ricavato come esposto nel testo.

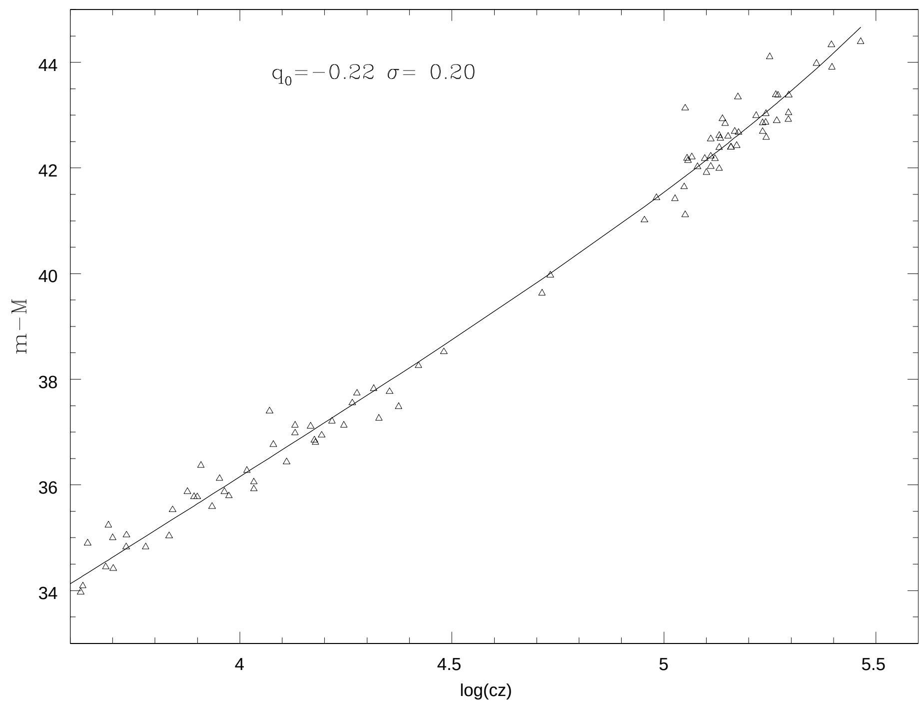

Figura 5.38: Diagramma di Hubble comprensivo delle supernova ad alto *redashift* date da Riess (1998) [23] e Perlmutter (1999) [36]. E' indicato il valore di q_0 (calcolato tramite la formula non approssimata per la distanza di luminosità 2.2)

5.8 Conclusioni

Come esposto in questa tesi, lo studio delle supernovae di tipo Ia comporta, data la straordinaria luminosità e omogeneità che le caratterizza, delle importantissime implicazioni in molti settori dell'astronomia, dall'evoluzione stellare alla cosmologia. Tali potenzialità sono però vincolate alla comprensione di ogni loro caratteristica. I modelli teorici sviluppati riproducono correttamente molte delle loro caratteristiche principali, tuttavia si è anche visto come tali sorgenti possano presentare delle peculiarità e delle differenze di cui bisogna tener conto per utilizzarle correttamente come "candele standard". La fisica alla base di questi oggetti è molto complessa ed anche il meccanismo di esplosione non è ancora del tutto compreso. Altrettanto difficile è cercare di accoppiare i processi interni di una supernova con le grandezze effettivamente osservabili [75]. E' quindi importante cercare un riscontro delle previsioni dei modelli teorici nelle osservazioni o cercare spunti per la teoria tramite caratteristiche o relazioni empiriche. Nel presente lavoro è stato seguito questo secondo approccio, di tipo osservativo.

Per lo studio presentato in questa tesi abbiamo utilizzato un campione più grande di qualsiasi altro in letteratura, misurando il $\Delta m_{15}(B)$ di 87 supernovae, il $\Delta m_{20}(V)$ di 81, la magnitudine del massimo con relativa fase per 92 supernovae in B e 82 in V.

L'eterogeneità dei dati raccolti dalle più svariate fonti, ottenuti con strumentazione e tecniche molto diverse (per esempio tramite lastre fotografiche o CCD), ha costituito da una parte un limite, per la difficoltà di confrontare tra di loro dati non omogenei, dall'altro però ha consentito di evidenziare l'indeterminazione delle misure che, generalmente ridotta quando i dati sono raccolti ed analizzati da un singolo autore, risulta essere significativamente maggiore quando si confrontano misure effettuate su uno stesso oggetto da autori diversi (gli errori sulla fotometria aumentano di un ordine di grandezza passando da alcuni centesimi ad alcuni decimi di magnitudine). In definitiva è stato possibile avere una visione globale del problema e dei parametri che vanno ad incidere sui risultati (tecniche di aquisizione e di riduzione dati, indeterminazione sulla fotometria, soggettività delle operazioni di misura sulle curve di luce, incertezza sulla distanza della galassia ospite, incertezza sugli assorbimenti, caratteristiche peculiari dei singoli oggetti).

Abbiamo verificato l'esistenza di una correlazione tra la magnitudine assoluta al massimo ed il Δm_{15}: le supernovae più luminose sono caratterizzate da Δm_{15} minori. L'esatta calibrazione della relazione risulta estremamente sensibile alle correzioni per assorbimento.
I risultati sono in accordo con quelli ottenuti da altri autori utilizzando campioni più ridotti (al più 41 per Phillips [25] o 29 per Hamuy [24]). Se confrontiamo i nostri risultati (ottenuti correggendo anche per assorbimento interno alla galassia ospite), con quelli di Hamuy et al. (1996), relativi ad

un campione di 26 supernovae (considerate poco assorbite e per questo non corrette per assorbimento nella galassia ospite), si ha in banda B:
$M_B = -20.120(\pm 0.048) + 0.784(\pm 0.182)\Delta m_{15}(B)$ Hamuy et al. (1996);
$M_B = -20.49(\pm 0.27) + 0.877(\pm 0.17)\Delta m_{15}(B)$ questa tesi;
per quanto riguarda la banda V invece:
$M_V = -20.045(\pm 0.042) + 0.707(\pm 0.150)\Delta m_{15}(B)$ Hamuy et al. (1996);
$M_V = -20.28(\pm 0.22) + 0.79(\pm 0.14)\Delta m_{15}(B)$ questa tesi
I nostri punti risultano però più dispersi di quelli di altri autori. Questo può essere dovuto all'eterogeneità dei dati da noi utilizzati e alla difficoltà della correzione per estinzione. La dispersione potrebbe anche essere intrinseca, in tal caso potremmo supporre l'esistenza di un secondo parametro che descrive le curve di luce.
I nostri risultati evidenziano poi come la correzione per *reddening* nella galassia ospite tenda a far aumentare la pendenza della retta che interpola i dati nel diagramma Δm_{15}vsM_B. Tale effetto potrebbe essere dovuto da una sovrastima dell'assorbimento per le supernovae con basso tasso di declino o da una sottostima di quelle con un rapido declino. Nel primo caso parte dell'eccesso di colore potrebbe essere dovuto al colore intrinseco della supernova (più rossa di quanto ci si aspetti) e non all'arrossamento dovuto ad estinzione. Nel secondo caso invece varrebbe il viceversa, la supernova potrebbe essere più blu e quindi più arrossata di quanto ci si aspetti.
La determinazione degli assorbimenti, in particolare dell'assorbimento all'interno della galassia ospite, risulta essere un fattore tanto critico quanto determinante, che incide in modo significativo sui risultati.

Abbiamo verificato la correlazione tra Δm_{15} e tipo morfologico della galassia ospite: le SNe con $\Delta m_{15}(B)$ minore (e quindi più luminonse) esplodono preferibilmente in galassie spirali o irregolari. In tal caso il risultato che si ottiene è molto forte e ribadisce quelli già presenti in letteratura [24] ma basati su campioni meno numerosi. Questo può dare indicazioni su possibili conseguenze della differente metallicità che caratterizza progenitori di popolazione I e II

Utilizzando i nostri coefficienti della relazione mag. assoluta contro $\Delta m_{15}(B)$, abbiamo costruito un diagramma di Hubble. Considerando o meno gli assorbimenti interni alla galassia ospite otteniamo rispettivamente i valori:

$H_0 = 76$, $H_0 = 60$. Data l'incertezza sugli assorbimenti consideriamo H_0 compreso in tale intervallo, che rispecchia abbastanza i valori in letteratura, compresi generalmente tra i 60 ed i $70 kms^{-1} Mpc^{-1}$ [40] (ma non mancano stime superiori fino a $H_0 = 85 kms^{-1} Mpc^{-1}$ [44]).

Integrando i nostri dati con quelli relativi a SNe ad alto *redshift* dati da altri autori [36] [23], abbiamo potuto dare una stima del parametro di decelerazione q_0. Il valore negativo trovato implica un universo in espansione accelerata.

E' importante proseguire il lavoro "raffinando" sempre più le misure, cercando nuovi approcci all'analisi delle curve di luce ed ampliando il campione su cui si lavora per avere una statistica migliore. Si potrà così determinare se le supernovae "peculiari" sono effettivamente casi particolari o se, aumentando il campione, non risultino l'estremo di una distribuzione continua di supernovae. In tal caso per esempio sarebbe impossibile un *fit* lineare nel diagramma $\Delta m_{15}(B)$-$M_{max}(B)$. L'esatta determinazione dei coefficienti per la calibrazione della magnitune al massimo delle supernovae di tipo Ia è ancora un problema aperto e date le sue profonde implicazioni merita sicuramente di essere approfondito e risolto.

Appendice A

Dati delle curve *template*

Sono riportate qui di seguito le tabelle con i dati relativi ai *template* utilizzati, mostrati in fig. A.1. Il picco di ciascuna curva è normalizzato a zero. Per ogni curva è indicato il valore del Δm_{15} o Δm_{20} corrispondente. Per motivi di spazio sono indicati punti a distanza di un giorno; i punti originali considerati sono invece ad intevalli di 0.1 giorni.

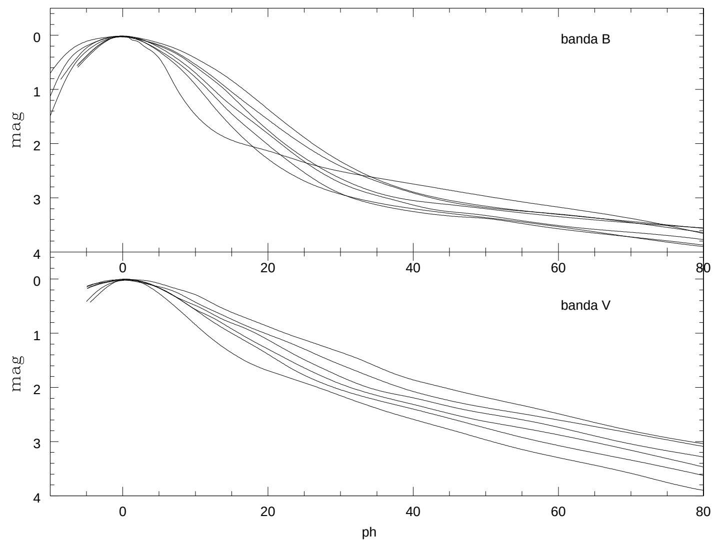

Figura A.1: Curve *template* in banda B e V

A.1 Banda B

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.10	13	0.66	36	2.72	59	3.30
-9	0.91	14	0.74	37	2.77	60	3.31
-8	0.72	15	0.84	38	2.81	61	3.32
-7	0.53	16	0.94	39	2.86	62	3.34
-6	0.37	17	1.04	40	2.90	63	3.35
-5	0.24	18	1.15	41	2.93	64	3.36
-4	0.15	19	1.26	42	2.97	65	3.38
-3	0.09	20	1.37	43	3.00	66	3.39
-2	0.05	21	1.48	44	3.02	67	3.40
-1	0.03	22	1.58	45	3.05	68	3.42
0	0.02	23	1.69	46	3.08	69	3.43
1	0.03	24	1.79	47	3.10	70	3.44
2	0.05	25	1.89	48	3.12	71	3.45
3	0.08	26	1.99	49	3.14	72	3.47
4	0.11	27	2.08	50	3.16	73	3.48
5	0.15	28	2.17	51	3.18	74	3.49
6	0.19	29	2.25	52	3.20	75	3.50
7	0.24	30	2.33	53	3.21	76	3.52
8	0.29	31	2.41	54	3.23	77	3.53
9	0.35	32	2.48	55	3.24	78	3.54
10	0.43	33	2.54	56	3.26	79	3.56
11	0.50	34	2.61	57	3.27	80	3.57
12	0.58	35	2.66	58	3.28	81	3.58

Tabella A.1: Template 1 banda B, $\Delta m_{15} = 0.84$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.13	13	0.84	36	2.75	59	3.29
-9	0.83	14	0.94	37	2.79	60	3.31
-8	0.57	15	1.05	38	2.84	61	3.32
-7	0.39	16	1.16	39	2.88	62	3.33
-6	0.28	17	1.26	40	2.92	63	3.35
-5	0.20	18	1.36	41	2.95	64	3.36
-4	0.14	19	1.46	42	2.99	65	3.38
-3	0.09	20	1.56	43	3.02	66	3.39
-2	0.05	21	1.66	44	3.05	67	3.41
-1	0.03	22	1.76	45	3.08	68	3.42
0	0.03	23	1.85	46	3.11	69	3.44
1	0.05	24	1.95	47	3.13	70	3.46
2	0.07	25	2.04	48	3.15	71	3.48
3	0.11	26	2.12	49	3.17	72	3.50
4	0.14	27	2.20	50	3.18	73	3.51
5	0.18	28	2.28	51	3.20	74	3.53
6	0.23	29	2.35	52	3.21	75	3.55
7	0.30	30	2.42	53	3.23	76	3.57
8	0.37	31	2.48	54	3.24	77	3.59
9	0.45	32	2.54	55	3.25	78	3.61
10	0.54	33	2.60	56	3.26	79	3.63
11	0.63	34	2.65	57	3.27	80	3.64
12	0.73	35	2.70	58	3.28	81	3.66

Tabella A.2: Template 2 banda B, $\Delta m_{15} = 1.05$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	0.71	13	0.89	36	2.95	59	3.34
-9	0.53	14	1.00	37	2.98	60	3.35
-8	0.37	15	1.13	38	3.01	61	3.36
-7	0.26	16	1.26	39	3.03	62	3.38
-6	0.17	17	1.39	40	3.05	63	3.39
-5	0.12	18	1.52	41	3.07	64	3.40
-4	0.08	19	1.64	42	3.09	65	3.41
-3	0.06	20	1.76	43	3.10	66	3.42
-2	0.04	21	1.87	44	3.12	67	3.44
-1	0.02	22	1.98	45	3.13	68	3.45
0	0.02	23	2.08	46	3.15	69	3.46
1	0.03	24	2.17	47	3.16	70	3.47
2	0.06	25	2.26	48	3.18	71	3.48
3	0.10	26	2.35	49	3.19	72	3.49
4	0.15	27	2.43	50	3.21	73	3.50
5	0.20	28	2.51	51	3.22	74	3.51
6	0.25	29	2.58	52	3.24	75	3.52
7	0.32	30	2.65	53	3.25	76	3.53
8	0.40	31	2.71	54	3.27	77	3.53
9	0.49	32	2.77	55	3.28	78	3.54
10	0.58	33	2.82	56	3.30	79	3.55
11	0.68	34	2.87	57	3.31	80	3.56
12	0.78	35	2.91	58	3.33	81	3.57

Tabella A.3: Template 3 banda B, $\Delta m_{15} = 1.13$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.14	13	1.07	36	3.00	59	3.50
-9	0.99	14	1.19	37	3.03	60	3.52
-8	0.85	15	1.30	38	3.07	61	3.53
-7	0.71	16	1.41	39	3.10	62	3.55
-6	0.57	17	1.51	40	3.14	63	3.56
-5	0.42	18	1.61	41	3.17	64	3.58
-4	0.29	19	1.72	42	3.20	65	3.59
-3	0.18	20	1.82	43	3.23	66	3.60
-2	0.09	21	1.93	44	3.25	67	3.61
-1	0.04	22	2.03	45	3.26	68	3.62
0	0.02	23	2.14	46	3.27	69	3.63
1	0.03	24	2.24	47	3.29	70	3.64
2	0.06	25	2.33	48	3.30	71	3.65
3	0.10	26	2.43	49	3.31	72	3.66
4	0.16	27	2.51	50	3.33	73	3.67
5	0.23	28	2.59	51	3.35	74	3.69
6	0.30	29	2.66	52	3.37	75	3.70
7	0.39	30	2.73	53	3.39	76	3.71
8	0.49	31	2.79	54	3.41	77	3.73
9	0.59	32	2.84	55	3.43	78	3.74
10	0.70	33	2.88	56	3.45	79	3.76
11	0.82	34	2.93	57	3.47	80	3.78
12	0.94	35	2.96	58	3.48	81	3.79

Tabella A.4: Template 4 banda B, $\Delta m_{15} = 1.30$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.50	13	1.19	36	3.16	59	3.56
-9	1.17	14	1.32	37	3.19	60	3.58
-8	0.86	15	1.45	38	3.22	61	3.59
-7	0.61	16	1.57	39	3.24	62	3.61
-6	0.43	17	1.69	40	3.26	63	3.63
-5	0.30	18	1.80	41	3.28	64	3.64
-4	0.20	19	1.92	42	3.30	65	3.66
-3	0.13	20	2.03	43	3.31	66	3.67
-2	0.07	21	2.13	44	3.33	67	3.69
-1	0.04	22	2.24	45	3.34	68	3.70
0	0.04	23	2.34	46	3.35	69	3.71
1	0.05	24	2.44	47	3.36	70	3.73
2	0.08	25	2.54	48	3.37	71	3.74
3	0.14	26	2.63	49	3.37	72	3.76
4	0.20	27	2.72	50	3.39	73	3.77
5	0.28	28	2.79	51	3.40	74	3.78
6	0.37	29	2.86	52	3.42	75	3.80
7	0.46	30	2.92	53	3.44	76	3.81
8	0.55	31	2.98	54	3.46	77	3.83
9	0.66	32	3.03	55	3.48	78	3.84
10	0.78	33	3.07	56	3.50	79	3.86
11	0.91	34	3.10	57	3.52	80	3.88
12	1.05	35	3.13	58	3.54	81	3.89

Tabella A.5: Template 5 banda B, $\Delta m_{15} = 1.45$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.09	13	1.39	36	3.12	59	3.52
-9	0.95	14	1.55	37	3.14	60	3.54
-8	0.81	15	1.69	38	3.17	61	3.56
-7	0.67	16	1.82	39	3.19	62	3.57
-6	0.53	17	1.95	40	3.21	63	3.59
-5	0.39	18	2.07	41	3.22	64	3.61
-4	0.26	19	2.18	42	3.24	65	3.63
-3	0.16	20	2.29	43	3.26	66	3.65
-2	0.08	21	2.38	44	3.28	67	3.67
-1	0.04	22	2.47	45	3.29	68	3.69
0	0.02	23	2.55	46	3.31	69	3.71
1	0.04	24	2.63	47	3.32	70	3.73
2	0.08	25	2.69	48	3.34	71	3.75
3	0.14	26	2.75	49	3.35	72	3.77
4	0.22	27	2.81	50	3.37	73	3.79
5	0.30	28	2.86	51	3.39	74	3.80
6	0.40	29	2.90	52	3.40	75	3.82
7	0.51	30	2.94	53	3.42	76	3.84
8	0.63	31	2.98	54	3.43	77	3.86
9	0.77	32	3.01	55	3.45	78	3.87
10	0.92	33	3.04	56	3.47	79	3.89
11	1.07	34	3.07	57	3.48	80	3.90
12	1.24	35	3.10	58	3.50	81	3.92

Tabella A.6: Template 6 banda B, $\Delta m_{15} = 1.69$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.09	13	1.81	36	2.66	59	3.16
-9	0.95	14	1.88	37	2.68	60	3.18
-8	0.81	15	1.94	38	2.70	61	3.20
-7	0.67	16	1.99	39	2.73	62	3.22
-6	0.53	17	2.03	40	2.75	63	3.24
-5	0.39	18	2.07	41	2.77	64	3.26
-4	0.26	19	2.10	42	2.80	65	3.28
-3	0.16	20	2.14	43	2.82	66	3.30
-2	0.08	21	2.18	44	2.84	67	3.32
-1	0.04	22	2.22	45	2.86	68	3.34
0	0.03	23	2.27	46	2.89	69	3.36
1	0.06	24	2.31	47	2.91	70	3.38
2	0.12	25	2.35	48	2.93	71	3.41
3	0.22	26	2.39	49	2.95	72	3.43
4	0.30	27	2.42	50	2.97	73	3.46
5	0.43	28	2.46	51	3.00	74	3.49
6	0.63	29	2.49	52	3.02	75	3.52
7	0.89	30	2.52	53	3.04	76	3.54
8	1.12	31	2.54	54	3.06	77	3.57
9	1.31	32	2.57	55	3.08	78	3.60
10	1.47	33	2.59	56	3.10	79	3.63
11	1.61	34	2.61	57	3.12	80	3.67
12	1.72	35	2.64	58	3.14	81	3.69

Tabella A.7: Template 7 banda B, $\Delta m_{15} = 1.94$

A.2 Banda V

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	0.63	13	0.50	36	1.68	59	2.46
-9	0.51	14	0.56	37	1.73	60	2.49
-8	0.41	15	0.62	38	1.78	61	2.52
-7	0.32	16	0.67	39	1.83	62	2.56
-6	0.25	17	0.72	40	1.87	63	2.59
-5	0.18	18	0.78	41	1.90	64	2.62
-4	0.13	19	0.83	42	1.93	65	2.65
-3	0.09	20	0.88	43	1.97	66	2.68
-2	0.06	21	0.93	44	2.00	67	2.71
-1	0.04	22	0.98	45	2.03	68	2.75
0	0.02	23	1.03	46	2.07	69	2.77
1	0.02	24	1.08	47	2.10	70	2.80
2	0.02	25	1.13	48	2.13	71	2.83
3	0.03	26	1.17	49	2.16	72	2.86
4	0.05	27	1.22	50	2.19	73	2.88
5	0.09	28	1.26	51	2.22	74	2.91
6	0.13	29	1.31	52	2.25	75	2.93
7	0.17	30	1.35	53	2.28	76	2.96
8	0.21	31	1.40	54	2.31	77	2.98
9	0.24	32	1.45	55	2.34	78	3.00
10	0.29	33	1.51	56	2.37	79	3.02
11	0.35	34	1.56	57	2.40	80	3.05
12	0.43	35	1.62	58	2.43	81	3.07

Tabella A.8: Template 1 banda V, $\Delta m_{20} = 0.88$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	0.46	13	0.62	36	1.90	59	2.58
-9	0.40	14	0.68	37	1.95	60	2.61
-8	0.33	15	0.75	38	2.00	61	2.63
-7	0.27	16	0.81	39	2.04	62	2.65
-6	0.21	17	0.87	40	2.08	63	2.68
-5	0.15	18	0.92	41	2.12	64	2.70
-4	0.10	19	0.98	42	2.15	65	2.73
-3	0.06	20	1.03	43	2.19	66	2.75
-2	0.03	21	1.08	44	2.22	67	2.78
-1	0.02	22	1.13	45	2.25	68	2.80
0	0.02	23	1.18	46	2.28	69	2.82
1	0.03	24	1.24	47	2.30	70	2.85
2	0.06	25	1.30	48	2.33	71	2.87
3	0.09	26	1.36	49	2.36	72	2.90
4	0.12	27	1.42	50	2.38	73	2.92
5	0.15	28	1.47	51	2.40	74	2.95
6	0.18	29	1.53	52	2.42	75	2.97
7	0.23	30	1.59	53	2.45	76	3.00
8	0.29	31	1.64	54	2.47	77	3.02
9	0.36	32	1.69	55	2.49	78	3.05
10	0.43	33	1.75	56	2.51	79	3.07
11	0.50	34	1.80	57	2.54	80	3.09
12	0.56	35	1.85	58	2.56	81	3.12

Tabella A.9: Template 2 banda V, $\Delta m_{20} = 1.03$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	0.98	13	0.70	36	2.09	59	2.71
-9	0.71	14	0.76	37	2.12	60	2.74
-8	0.49	15	0.82	38	2.14	61	2.77
-7	0.33	16	0.87	39	2.17	62	2.80
-6	0.21	17	0.92	40	2.20	63	2.84
-5	0.14	18	0.98	41	2.23	64	2.87
-4	0.10	19	1.05	42	2.26	65	2.90
-3	0.07	20	1.13	43	2.29	66	2.93
-2	0.05	21	1.20	44	2.32	67	2.96
-1	0.03	22	1.28	45	2.36	68	2.99
0	0.02	23	1.35	46	2.39	69	3.02
1	0.02	24	1.42	47	2.41	70	3.05
2	0.03	25	1.49	48	2.44	71	3.08
3	0.06	26	1.56	49	2.46	72	3.10
4	0.11	27	1.62	50	2.49	73	3.13
5	0.17	28	1.68	51	2.51	74	3.15
6	0.24	29	1.75	52	2.53	75	3.17
7	0.31	30	1.81	53	2.55	76	3.20
8	0.38	31	1.86	54	2.58	77	3.22
9	0.44	32	1.92	55	2.60	78	3.24
10	0.49	33	1.97	56	2.63	79	3.27
11	0.55	34	2.01	57	2.65	80	3.29
12	0.62	35	2.05	58	2.68	81	3.31

Tabella A.10: Template 3 banda V, $\Delta m_{20} = 1.13$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	0.82	13	0.76	36	2.19	59	2.85
-9	0.68	14	0.84	37	2.22	60	2.88
-8	0.54	15	0.93	38	2.25	61	2.91
-7	0.41	16	1.00	39	2.29	62	2.93
-6	0.28	17	1.08	40	2.32	63	2.96
-5	0.19	18	1.15	41	2.35	64	2.99
-4	0.12	19	1.23	42	2.39	65	3.02
-3	0.08	20	1.30	43	2.42	66	3.05
-2	0.05	21	1.37	44	2.45	67	3.08
-1	0.02	22	1.44	45	2.49	68	3.11
0	0.01	23	1.51	46	2.52	69	3.13
1	0.01	24	1.58	47	2.55	70	3.16
2	0.03	25	1.64	48	2.58	71	3.20
3	0.07	26	1.71	49	2.61	72	3.23
4	0.12	27	1.77	50	2.63	73	3.26
5	0.17	28	1.83	51	2.66	74	3.29
6	0.23	29	1.89	52	2.68	75	3.32
7	0.31	30	1.94	53	2.71	76	3.35
8	0.40	31	1.99	54	2.73	77	3.38
9	0.49	32	2.04	55	2.75	78	3.41
10	0.57	33	2.08	56	2.78	79	3.44
11	0.63	34	2.12	57	2.80	80	3.47
12	0.69	35	2.15	58	2.83	81	3.50

Tabella A.11: Template 4 banda V, $\Delta m_{20} = 1.30$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.20	13	0.84	36	2.27	59	3.05
-9	1.05	14	0.93	37	2.31	60	3.08
-8	0.89	15	1.01	38	2.34	61	3.11
-7	0.73	16	1.08	39	2.37	62	3.13
-6	0.57	17	1.16	40	2.41	63	3.16
-5	0.42	18	1.23	41	2.44	64	3.19
-4	0.28	19	1.31	42	2.47	65	3.21
-3	0.18	20	1.39	43	2.51	66	3.24
-2	0.10	21	1.48	44	2.54	67	3.27
-1	0.05	22	1.56	45	2.58	68	3.29
0	0.03	23	1.64	46	2.61	69	3.32
1	0.03	24	1.71	47	2.65	70	3.35
2	0.04	25	1.78	48	2.68	71	3.37
3	0.07	26	1.84	49	2.72	72	3.40
4	0.12	27	1.90	50	2.76	73	3.43
5	0.17	28	1.95	51	2.79	74	3.46
6	0.24	29	2.00	52	2.83	75	3.49
7	0.31	30	2.05	53	2.86	76	3.51
8	0.39	31	2.09	54	2.89	77	3.54
9	0.48	32	2.13	55	2.93	78	3.57
10	0.57	33	2.17	56	2.96	79	3.60
11	0.67	34	2.21	57	2.99	80	3.63
12	0.76	35	2.24	58	3.02	81	3.66

Tabella A.12: Template 5 banda V, $\Delta m_{20} = 1.39$

ph	mag	ph	mag	ph	mag	ph	mag
-10	1.15	13	1.18	36	2.44	59	3.27
-9	1.02	14	1.28	37	2.48	60	3.30
-8	0.89	15	1.37	38	2.52	61	3.33
-7	0.76	16	1.45	39	2.56	62	3.36
-6	0.63	17	1.52	40	2.59	63	3.38
-5	0.50	18	1.59	41	2.63	64	3.41
-4	0.37	19	1.64	42	2.67	65	3.44
-3	0.25	20	1.70	43	2.71	66	3.47
-2	0.14	21	1.74	44	2.74	67	3.50
-1	0.06	22	1.79	45	2.78	68	3.53
0	0.01	23	1.83	46	2.82	69	3.56
1	0.01	24	1.87	47	2.86	70	3.59
2	0.04	25	1.92	48	2.89	71	3.62
3	0.10	26	1.96	49	2.93	72	3.66
4	0.18	27	2.01	50	2.97	73	3.69
5	0.27	28	2.06	51	3.01	74	3.73
6	0.38	29	2.11	52	3.05	75	3.76
7	0.49	30	2.16	53	3.08	76	3.79
8	0.61	31	2.21	54	3.12	77	3.82
9	0.73	32	2.25	55	3.15	78	3.85
10	0.85	33	2.30	56	3.18	79	3.88
11	0.96	34	2.35	57	3.21	80	3.91
12	1.08	35	2.39	58	3.24	81	3.93

Tabella A.13: Template 6 banda V, $\Delta m_{20} = 1.70$

Bibliografia

[1] A.G. Riess et al. 1997 *AJ*, **114**, 722

[2] Della Valle & Panagia 1992 *AJ*, **104**, 696

[3] "Supernovae, Type II, Theory and Interpretation" Stanford E. Woosley

[4] F. Bertola 1964 *Contr. Asiago*, **159**

[5] F. Bertola et al. 1965 *Contr. Asiago*, **174**

[6] E. Cappellaro, R. Evans, M. Turatto 1999 *A&A*, **351**, 459

[7] A. Sandage et al. 1996 *AJ*, **460**, L15

[8] A.V. Filippenko et al. 1992 *AJ*, **104**, 1543

[9] R. Barbon, F. Ciatti, L. Rosino 1973 *A&A*, **25** , 241

[10] P. Höflich, E. Müller, A. Khokhlov 1993 *A&A*, **268**, 570

[11] S.E. Woosley, A.T. Weaver 1994 *ApJ*, **423**, 371

[12] E. Livne, D. Arnett 1993 *ApJ*, **452**, 62

[13] Ruiz-Lapuente et al. 1993 *NATURE*, **365**, NO.6448/OCT21, P. 728

[14] F. Lucchin *Introduzione alla cosmologia* ed. Zanichelli

[15] P. Coles & G. Ellis *Is the universe open or closed?* Cambridge lecture notes in physics

[16] P. Höflich, A. Khokhlov 1996 *ApJ*, **457**, 500

[17] M. Hamuy et al. 1996 *AJ*, **112**, 2438

[18] B.F. Madore, W.L. Freedman 1991 *PASP*, **103**, 933

[19] M.M. Phillips 1993 *ApJ*, **413**, L105

[20] A.G. Riess, W.H. Press, R.P. Kirshner 1995 *ApJ*, **438**, 17L

[21] A.G. Riess, W.H. Press, R.P. Kirshner 1996 *AJ*, **473**, 88

[22] A.G. Riess 1996 *PH.D. Thesis* Harvard University

[23] A.G. Riess et al. 1998 *AJ*, **116**, 1009

[24] M. Hamuy et al. 1996 *AJ*, **112**, 2391

[25] M.M. Phillips et al. 1999 *AJ*, **118**, 1766

[26] P. Lira et al. 1998 *AJ*, **115**, 234

[27] B.K. Gibson et al. 2000 *ApJ*, **529**, 723

[28] A. Saha et al. 1999 *ApJ*, **522**, 802

[29] G. Drenkhahn & T.Richtler 1999 *A & A*, **349**, 877

[30] M. Della Valle et al. 1998 *MNRAS*, **299**, 267

[31] A. Saha et al. 1994 *ApJ*, **425**, 14

[32] A. Saha et al. 1995 it ApJ, **438**, 8

[33] A. Saha et al. 1996 *ApJ*, **466**, 55

[34] A. Saha et al. 1996 *ApJ*, **107**, 693

[35] S. Perlmutter et al. 1997 *ApJ*, **483**, 565

[36] S. Perlmutter et al. 1999 *ApJ*, **517**, 565

[37] G.H. Jacoby et al. 1992 *PASP*, **104**, 599

[38] P. Nugent et al. 1995 *ApJ*, **455**, L147

[39] A.V. Filippenko, A.G. Riess 1999 *astro-ph/9905049*

[40] A.G. Riess 2000 *astro-ph/0005229*

[41] B.R. Parodi, A. Saha, A. Sandage, G.A. Tammann 2000 *astro-ph/0004063*

[42] A.G. Riess et al. 1999 *AJ*, **118**, 2668

[43] G. Aldering et al. 2000 *AJ*, **119**, 2110

[44] J.A. Willick & P. Batra 2000 *astro-ph/000512*

[45] A. Goobar, S. Perlmutter 1995 *ApJ*, **450**, 14

[46] P. de Bernardis et al. 1999 *NewAR*, **43**, 289

[47] P.A. Woudt, B. Leibundgut, J. Spyromilio 1999 to appear in *"Wide Field Surveys in Cosmology"*, eds. Y. Mellier and S. Columbi, Paris: IAP, in press

[48] A.G. Riess et al. 1998 *astro-ph/9805201*

[49] S. Perlmutter et al. to appear in *AJ*, v.516, no.2

[50] Landolt A.U. 1992, *AJ*, **104**, 340

[51] P.B. Stetson 1987 *PASP*, **99**, 191

[52] M.S. Bessel 1990, *PASP*, **102**, 1181

[53] M. Hamuy et al. 1996, *AJ*, **112**, 2408

[54] Adam G. Riess et al. 1999, *AJ*, **117**, 707

[55] F. Patat, R. Barbon, E. Cappellaro, M.Turatto 1997 *A&A*, **317**, 423

[56] A.G. Riess et al. 1999 *AJ*, **118**, 2675

[57] J.R. Boisseau & J.C. Wheeler 1991, *AJ*, **101**, 1281

[58] M.J. Pierce & G.H. Jacoby 1995 *AJ*, **110**, 2885

[59] B.E Schaefer 1994 *ApJ*, **426**, 493S

[60] Schlegel et al. 1998 *ApJ*, **500**, 525

[61] Burstein & Heiles 1982 *AJ*, **87**, 1165

[62] T.E. Vaughan, D. Branch, D.L. Miller 1995 *ApJ*, **439**, 558

[63] A.G. Riess, W.H. Press, R.P. Kirshner 1996 *AJ*, **473**, 88

[64] A. Kim, A. Goobar, S. Perlmutter 1996 *PASP*, **108**, 190

[65] M. Hamuy, M.M. Phillips, L.A. Wells 1993 *PASP*, **105**, 787

[66] M.M. Phillips 1993 *ApJ*, **413**, L105

[67] B.R. Parodi, A. Saha, A. Sandage, A. Tamman 2000 *astro-ph/0004063*

[68] P.A. Mazzali, E. Cappellaro, I.J. Danziger, M. Turatto, S. Benetti 1998 *ApJ*, **499**, L49

[69] R. Barbon et al. 1990 *A&A*, **237**, 79

[70] U. Munari & T. Zwitter 1996 *A&A*, **318**, 269

[71] A.G. Riess et al. 1999 *AJ*, **118**, 2675

[72] G.A. Tamman 1982 "Supernovae: A Survey of Current Research", eds. M. J. Rees & R.J. Stoneham, 371

[73] M. Hamuy et al. 1995 *AJ*, **109**, 1

[74] L. Wang, P Höflich, J.C. Wheeler 1997 *ApJ*, **483**, L29

[75] W. Hillebrandt et al. 2000 *astrp-ph/0005584*

[76] V.D. Ivanov, M. Hamuy, P.A. Pinto 2000 *astro-ph/0006047*