

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA
DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "G. GALILEI"
CORSO DI LAUREA IN ASTRONOMIA

TESI DI LAUREA TRIENNALE

**SPETTROSCOPIA
DI UNA POSSIBILE NOVA
NELLA GALASSIA NGC 55**

Relatore: Dott. STEFANO CIROI
Correlatore: Dott. FRANCESCO DI MILLE

Laureando: SARA LEARDINI
Matricola: 620188

ANNO ACCADEMICO 2015/2016

Indice

Introduzione	5
1 Formazione di righe spettrali	7
1.1 L'equazione del trasporto radiativo	7
1.2 La struttura dell'atomo	9
1.2.1 Perturbazioni dipendenti dal tempo	9
1.2.2 Notazione utilizzata per indicare le righe	11
2 Le stelle a righe di emissione	13
2.1 Stelle di pre-sequenza principale	14
2.1.1 Stelle di Herbig Ae/Be	14
2.1.2 Stelle di tipo T Tauri	15
2.2 Stelle early-type	15
2.2.1 Stelle di tipo Wolf-Rayet	17
2.2.2 Stelle a righe di emissione di tipo O	18
2.2.3 Stelle a righe di emissione Be	18
2.2.4 Stelle supergiganti a righe di emissione	18
2.3 Stelle late-type	19
2.3.1 Nane Rosse a righe di emissione e stelle con flare	20
2.3.2 Giganti rosse	20
2.3.3 Sistemi binari	22
2.4 Le novae	24
3 Studio di PSN J00150875-3912501	29
3.1 La scoperta di PSN J00150875-3912501	29
3.2 Strumentazione utilizzata per ottenere i dati	29
3.3 Fotometria di PSN J00150875-3912501	30
3.3.1 Determinazione del t_2 e della curva di luce	30
3.3.2 Indici di colore di PSN J00150875-3912501	33
3.3.3 Determinazione della magnitudine assoluta e della MMRD	35
3.3.4 Stima dell'estinzione	39
3.3.5 Determinazione della distribuzione di energia spettrale	41
3.4 Spettroscopia di PSN J00150875-3912501	42

4

INDICE

Conclusioni

49

Bibliografia

51

Introduzione

L'improvvisa apparizione nel cielo delle novae ha indotto gli astronomi del passato a credere di aver assistito alla nascita di una nuova stella; questo ha dato al fenomeno il nome, ancora in uso, di "stella nova". Altre teorie sono state sviluppate nel passato per spiegare l'improvviso aumento di luminosità di queste stelle: impatti di comete, spaccature nella superficie di stelle fredde da cui fuoriesce del magma (Hack & la Dous, 1993). Oggi sappiamo che le novae hanno origine da nane bianche che si trovano in sistemi binari e accrescono la propria massa tramite materiale della stella secondaria; quando raggiungono una massa critica, esse espellono il materiale con violente esplosioni termonucleari.

Scopo di questa tesi è lo studio di una stella della galassia NGC 55 (PSN J00150875-3912501) osservata per la prima volta nella notte del 06 ottobre 2016 da un gruppo di astrofili, e ritenuta inizialmente una supernova; studi successivi dell'oggetto hanno mostrato che si trattava in realtà di una variabile blu luminosa o di una nova. Lo studio della fotometria condotto in questa tesi ha poi confermato che si tratta di una nova e non di una variabile blu luminosa. Analizzando i dati fotometrici e spettroscopici si è quindi cercato di ricavare informazioni quali: luminosità della nova al massimo, declino della sua curva di luce, presenza di profili P-Cygni nelle righe spettrali, velocità di espansione del gas, caratteristiche del progenitore della nova.

Nella prima parte della tesi (Capitoli 1 e 2) verranno esposti i meccanismi che portano alla formazione di righe negli spettri e verranno descritte le diverse tipologie di stelle a righe di emissione, categoria di cui fanno parte anche le novae; nella seconda parte (Capitolo 3 e Conclusioni) verranno esposti lo studio condotto su PSN J00150875-3912501 e i risultati ottenuti.

Capitolo 1

Formazione di righe spettrali

In questo capitolo viene introdotto il meccanismo di formazione delle righe di assorbimento e di emissione seguendo la trattazione di Böhm-Vitense (1989); in seguito viene descritta la struttura dell'atomo e le regole di transizione che portano alla formazione di righe permesse e proibite.

1.1 L'equazione del trasporto radiativo

Data una superficie di area $d\sigma$ attraversata da luce perpendicolarmente ed entro un cono di apertura $d\omega$, l'energia E_λ trasportata per secondo da questa radiazione è:

$$E_\lambda = I_\lambda d\sigma d\omega d\lambda \quad (1.1)$$

dove I_λ è l'intensità della radiazione.

Se consideriamo una certa quantità di energia E_λ che passa attraverso un volume di gas a sezione rettangolare, in un tratto ds essa viene ridotta, a causa dell'assorbimento da parte del gas, di una quantità

$$dE_\lambda = -\kappa_\lambda E_\lambda ds = -\kappa_\lambda ds I_\lambda d\sigma d\omega d\lambda \quad (1.2)$$

Se il volume di gas $dV = d\sigma ds$ emette a sua volta, l'energia allo stesso tempo aumenta di una quantità

$$dE_\lambda = \epsilon_\lambda ds d\sigma d\omega d\lambda \quad (1.3)$$

Sommando i due contributi si ottiene quindi

$$dE_\lambda = \epsilon_\lambda ds d\sigma d\omega d\lambda - \kappa_\lambda ds I_\lambda d\sigma d\omega d\lambda \quad (1.4)$$

Dividendo per $\kappa_\lambda d\sigma d\omega d\lambda ds$, otteniamo, per ds che tende a zero, l'**equazione del trasporto radiativo**:

$$\frac{dI_\lambda}{\kappa_\lambda ds} = \frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = -I_\lambda + S_\lambda \quad (1.5)$$

$S_\lambda = \frac{\epsilon_\lambda}{\kappa_\lambda}$ è chiamata *funzione sorgente*, mentre τ_λ è la *profondità ottica*. Moltiplicando l'equazione 1.5 per e^{τ_λ} , integrando tra 0 e τ_λ e infine dividendo per e^{τ_λ} si ottiene

$$I_\lambda = I_{\lambda_0} e^{-\tau_\lambda} + S_\lambda (1 - e^{-\tau_\lambda}) \quad (1.6)$$

con I_{λ_0} l'intensità iniziale.

A seconda che $\tau_\lambda \ll 1$ o che $\tau_\lambda \gg 1$ si parla rispettivamente di *caso otticamente sottile* e di *caso otticamente spesso*. Si può avere inoltre I_{λ_0} uguale o diversa da zero. Combinando le varie possibilità si hanno i quattro casi:

1) $I_{\lambda_0} = 0$ e $\tau_\lambda \ll 1$

In questo caso $I_\lambda = \tau_\lambda S_\lambda$: l'intensità avrà valori grandi per lunghezze d'onda con grandi valori di κ_λ , a cui corrisponderanno righe di emissione.

2) $I_{\lambda_0} = 0$ e $\tau_\lambda \gg 1$

In questo caso $I_\lambda = S_\lambda$: l'intensità è indipendente da κ_λ .

3) $I_{\lambda_0} > 0$ e $\tau_\lambda \ll 1$

In questo caso $I_\lambda = I_{\lambda_0} + \tau_\lambda (S_\lambda - I_{\lambda_0})$. In corrispondenza delle lunghezze d'onda con κ_λ grande si avranno righe di assorbimento se $S_\lambda - I_{\lambda_0}$ è negativo, mentre si avranno righe di emissione se è positivo.

4) $I_{\lambda_0} > 0$ e $\tau_\lambda \gg 1$

In questo caso si ha di nuovo $I_\lambda = S_\lambda$.

Applicando i risultati ottenuti alle stelle, dal momento che per esse si assume un equilibrio termodinamico locale, risulta che I_{λ_0} e la funzione sorgente S_λ equivalgono alla funzione di Planck B_λ , che è una funzione crescente della temperatura, calcolata in diversi strati della stella. In generale, se la temperatura è maggiore negli strati più interni rispetto a quelli più esterni, si avrà uno spettro con righe di assorbimento, mentre se la temperatura cresce verso l'esterno si avrà uno spettro con righe di emissione (caso 3 sopra discusso).

1.2 La struttura dell'atomo

Dal punto di vista atomico, si può spiegare il fenomeno di formazione delle righe con l'esistenza, nell'atomo, di livelli energetici discreti: un elettrone, per passare da un livello energetico ad un altro, deve emettere o assorbire un fotone di frequenza pari alla differenza di energia tra il livello di partenza e di arrivo diviso per la costante di Planck:

$$h\nu = |E_{fin} - E_{in}| \quad (1.7)$$

In particolare, si ha assorbimento quando l'elettrone passa da un livello di energia minore ad uno di energia maggiore. Nel caso opposto si ha emissione.

Ogni livello energetico dell'atomo è caratterizzato da tre numeri quantici:

- Il numero quantico principale \mathbf{n} , che può variare da 1 a ∞
- Il numero quantico momento orbitale \mathbf{l} , che può variare da 0 a $n - 1$
- Il numero quantico magnetico \mathbf{m}_l , che può variare da $-l$ a l

A questi numeri si aggiunge un quarto valore, il numero quantico di spin $\mathbf{s} = \frac{1}{2}$ dell'elettrone, a cui è associato il numero quantico magnetico di spin $\mathbf{m}_s = \pm s$.

Il momento angolare totale J , infine, è dato da

$$J = L + S = \sum_{i=1}^N l_i + \sum_{i=1}^N s_i \quad (1.8)$$

o, alternativamente, posto

$$j_i = l_i + s_i \quad (1.9)$$

$$J = \sum_{i=1}^N j_i \quad (1.10)$$

con i che indicizza gli elettroni presenti nell'atomo.

I valori possibili di j_i variano a intervalli di 1 da $|l_i - s_i|$ a $l_i + s_i$.

1.2.1 Perturbazioni dipendenti dal tempo

Per trattare transizioni tra due diversi livelli energetici, si inserisce nell'equazione di Schrödinger

$$i\hbar \frac{\partial \Psi}{\partial t} = H\Psi \quad (1.11)$$

un termine di potenziale dipendente dal tempo.

Seguendo la trattazione di Griffiths (2005), esprimiamo l'hamiltoniana del sistema H come somma di un termine non dipendente dal tempo e di un termine funzione di t :

$$H = H_0 + H'(t) \quad (1.12)$$

In presenza di radiazione, un atomo risente di un campo elettrico

$$\mathbf{E}(\mathbf{r}, t) = \mathbf{E}_0 \cos(\mathbf{k} \cdot \mathbf{r} - \omega t) \quad (1.13)$$

Approssimando al primo ordine il termine $\cos(\mathbf{k} \cdot \mathbf{r} - \omega t)$ per $\mathbf{k} \cdot \mathbf{r} \ll 1$ si ha

$$\mathbf{E}(\mathbf{r}, t) = \mathbf{E}_0 [\cos(\omega t) + (\mathbf{k} \cdot \mathbf{r}) \sin(\omega t)] \quad (1.14)$$

Il primo termine è legato alle transizioni permesse, cioè di dipolo elettrico, mentre il secondo è legato alle transizioni proibite, che possono essere di dipolo magnetico o di quadrupolo elettrico. Dal punto di vista della spettroscopia, si osserva che le righe permesse sono generalmente più intense delle righe proibite.

Tennyson (2005) elenca le condizioni per avere transizioni di dipolo elettrico nell'atomo di idrogeno:

- Δn qualunque;
- $\Delta l = \pm 1$;
- $\Delta s = 0$;
- $\Delta j = 0, \pm 1$;
- $\Delta m_j = 0, \pm 1$.

Sempre Tennyson (2005) mostra come gli atomi complessi (con 2 o più elettroni) abbiano le seguenti regole di transizione di dipolo:

- $\Delta J = 0, \pm 1$, con $J=0 \leftrightarrow 0$ proibito;
- $\Delta M_j = 0, \pm 1$;
- la parità della funzione d'onda deve cambiare da pari a dispari o viceversa;
- $\Delta S = 0$;
- La configurazione iniziale e finale devono differire di un solo elettrone in una diversa posizione, con Δn qualunque e $\Delta l = \pm 1$.

Fase	Righe osservate (in Å)
Aurorali	[O III] λ 4363 , [O II] λ 7325
Coronali	[Fe X] λ 6375 , [Fe VII] λ 6078
Nebulari	[O III] λ 4958, 5007 , [O II] λ 3727

Tabella 1.1: Alcune righe di emissione aurorali, coronali e nebulari osservabili nelle novae (Kogure & Leung, 2007).

- $\Delta L = 0, \pm 1$, con $L=0 \leftrightarrow 0$ proibito.

Tra le righe proibite, si distinguono righe nebulari, che sono state osservate nelle zone con bassissima densità come le nebulose, le righe coronali, osservate per esempio nella corona solare, e aurorali, osservate anche nelle aurore polari. In Tabella 1.1 sono riportati esempi di righe aurorali, nebulari e coronali. Per una trattazione più approfondita si rimanda a Landi Innocenti (2009).

1.2.2 Notazione utilizzata per indicare le righe

Nella trattazione che segue, verrà usata la seguente convenzione per indicare le righe di emissione o di assorbimento prodotte da un certo atomo:

- i numeri romani dopo il simbolo dell'atomo indicano il suo grado di ionizzazione; si utilizza il simbolo I per l'atomo neutro, il simbolo II per l'atomo ionizzato una volta, il simbolo III per l'atomo ionizzato due volte, e così via;
- se il simbolo dell'atomo e il suo grado di ionizzazione sono posti tra parentesi quadre, si tratta di una riga proibita;
- nel caso dell'atomo di idrogeno, indicando con n il livello di arrivo, le righe con $n = 1$ vengono chiamate righe della serie di Lyman, quelle con $n = 2$ vengono chiamate righe della serie di Balmer, quelle con $n = 3$ vengono chiamate righe della serie di Paschen;
- sempre nel caso dell'atomo di idrogeno, per piccoli n le righe di ricombinazione vengono indicate con l'abbreviazione del nome della serie a cui appartengono seguite da una lettera greca; la lettera greca indica il valore di Δn : α corrisponde a $\Delta n = 1$, β corrisponde a $\Delta n = 2$, e così via. Ad esempio, $\text{Ly}\gamma$ indica la transizione $4 \rightarrow 1$. Fa eccezione la serie di Balmer, in cui al posto dell'abbreviazione si utilizza il simbolo H (ad esempio $\text{H}\alpha$ indica la transizione $3 \rightarrow 2$);
- alcune righe vengono indicate con lettere provenienti dalla nomenclatura di Fraunhofer, per esempio le righe di Ca II H ($\lambda = 3935 \text{ \AA}$) e CaII K ($\lambda = 3970 \text{ \AA}$).

Capitolo 2

Le stelle a righe di emissione

Gli spettri delle stelle a righe di emissione giocano un ruolo estremamente importante per lo studio delle atmosfere stellari e delle condizioni che portano all'emissione gli atomi fortemente ionizzati (Joy, 1948). Infatti, gli spettri di queste stelle rendono possibile ricavare dati quali:

- composizione e abbondanze: ogni elemento presenta infatti transizioni specifiche a determinate lunghezze d'onda; confrontando lo spettro di una stella con quelli dei diversi atomi ottenuti in laboratorio si può risalire a quali elementi sono presenti nella stella. Inoltre, l'intensità della riga è legata al numero di atomi presenti nella stella che appartengono alla specie che produce tale riga;
- velocità: se vi è moto relativo con velocità v tra la stella o gli atomi che formano le righe e l'osservatore, le righe nello spettro risulteranno spostate in lunghezza d'onda rispetto a quelle emesse a riposo (effetto Doppler), secondo la legge

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \quad (2.1)$$

Misurando lo spostamento $\Delta\lambda$ si può quindi calcolare v ;

- temperatura: a seconda della temperatura della stella variano infatti il grado di ionizzazione e di eccitazione degli atomi presenti, e si osservano quindi righe diverse.

Le stelle a righe di emissione possono essere divise in tre gruppi distinti, a seconda che si tratti di stelle early-type, late-type, o pre-sequenza principale, che a loro volta comprendono diverse categorie di stelle. La classificazione è tratta da Kogure & Leung (2007).

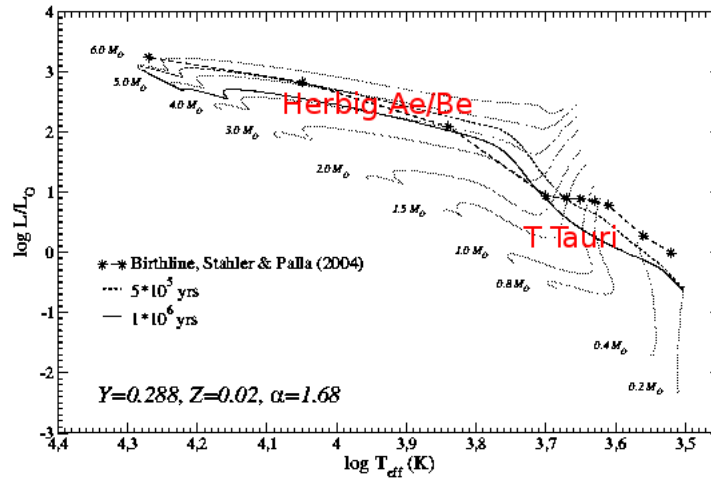


Figura 2.1: Diagramma H-R in cui è tracciata l'evoluzione di stelle di pre-sequenza principale (Tognelli et al., 2011); sono state aggiunte le posizioni delle stelle a righe di emissione di tipo T Tauri e di Herbig Ae/Be.

2.1 Stelle di pre-sequenza principale

Le stelle di pre-sequenza principale sono stelle che non hanno ancora cominciato a bruciare idrogeno; inizialmente sono stelle completamente convettive, e si trovano sulla cosiddetta *linea di Hayashi*, da cui si spostano, avvicinandosi alla sequenza principale, mentre si contraggono e riscaldano a causa della contrazione gravitazionale, che è la loro fonte di luminosità. In Figura 2.1 sono indicate le posizioni nel diagramma H-R delle stelle a righe di emissione di pre-sequenza principale.

2.1.1 Stelle di Herbig Ae/Be

Le stelle di Herbig Ae/Be sono stelle di pre-sequenza principale, con tipo spettrale B o A, progenitrici di stelle early-type. Esse presentano righe di emissione che possono avere diverse forme (picco singolo, doppio picco, profilo P-Cygni) e variare il profilo nel tempo, ma sul cui meccanismo di formazione ancora non si è trovato accordo; mappe interferometriche hanno comunque confermato la presenza di un disco intorno a questo tipo di stelle (Waters & Waelkens, 1998). Esempi di righe di emissione osservate sono quelle della serie di Balmer, di metalli ionizzati come Mg II, Fe II, simili alle righe di emissione delle stelle Be classiche, righe proibite di [O I] e [S II] (Figura 2.2), alcune righe che si trovano anche nelle stelle di tipo T Tauri, come Ca II.

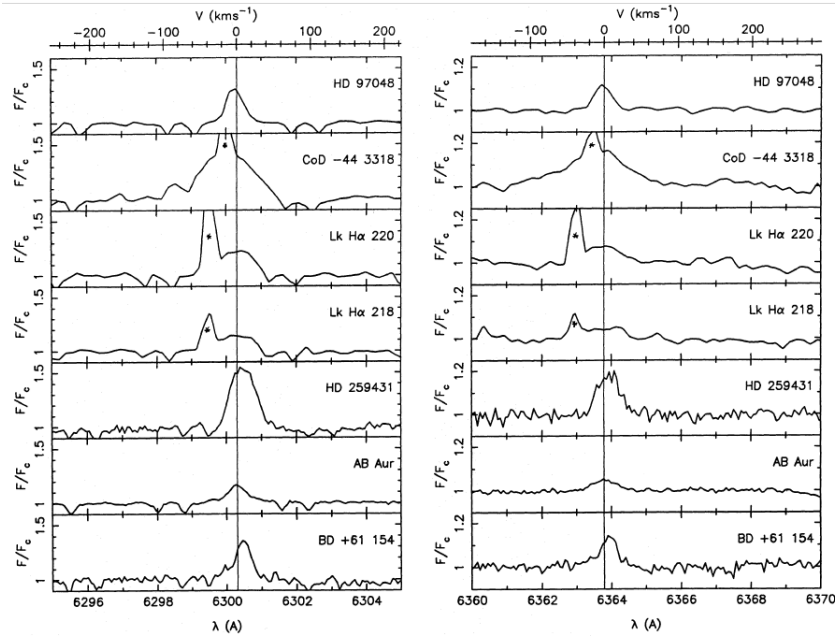


Figura 2.2: Profili delle righe [O I] $\lambda 6300 \text{ \AA}$ (sinistra) e $\lambda 6364 \text{ \AA}$ (destra) per alcune stelle di tipo Herbig Ae/Be (Böhm & Catala, 1994).

2.1.2 Stelle di tipo T Tauri

Le stelle di tipo T Tauri sono stelle variabili di pre-sequenza principale, progenitrici delle stelle late-type (Figura 2.3).

Esse presentano una cromosfera e una corona, strutture tipiche delle stelle late-type, oltre ad un disco di accrescimento e venti stellari. Le caratteristiche principali degli spettri delle stelle di tipo T Tauri sono descritte da Herbig (1962): righe di emissione di Ca II H e K, di $H\alpha$, di Fe II e di Fe I $\lambda\lambda 4063, 4132$, forte assorbimento di Li I $\lambda 6707$, e presenza, in alcuni casi, di righe proibite (per esempio [S II] $\lambda\lambda 4068, 4076$).

2.2 Stelle early-type

Le stelle early-type possono presentare righe di emissione a causa della presenza di un vento stellare, della rotazione di dischi di gas intorno alla stella o di un'espansione degli strati esterni. In Figura 2.4 è riportata la posizione delle stelle a righe di emissione early-type nel diagramma H-R.

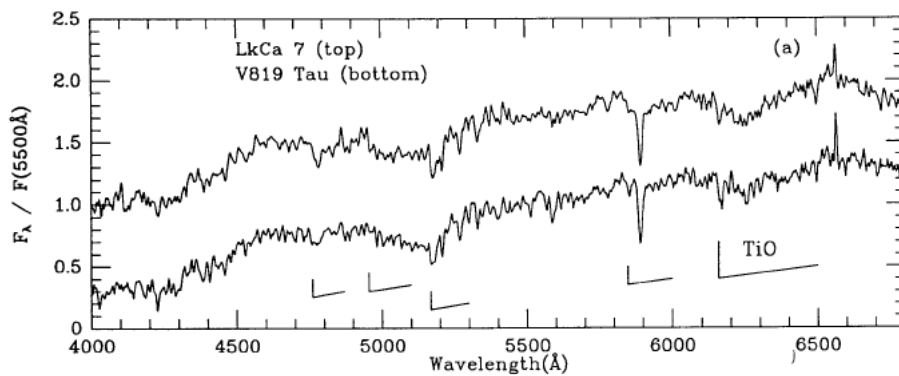


Figura 2.3: Spettri delle stelle di tipo T Tauri V819 Tau e LkCa 7 normalizzati a 5000 Å e corretti per arrossamento. Lo spettro di LkCa 7 è stato traslato verticalmente di 0.7 (Hartigan et al., 1991).

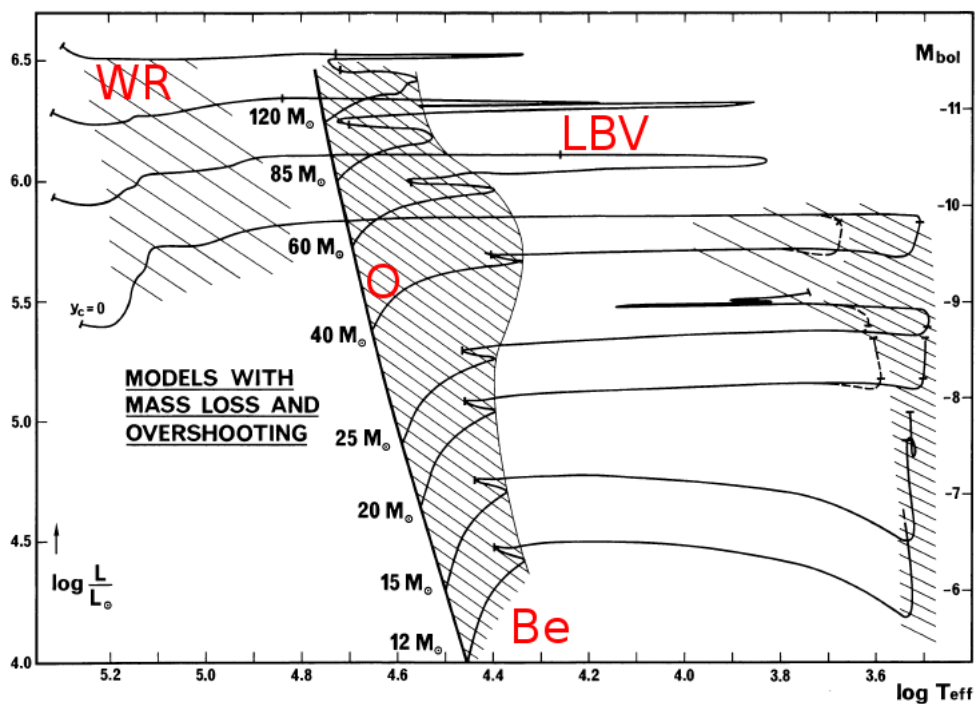


Figura 2.4: Diagramma H-R in cui è tracciata l'evoluzione di stelle massive (Maeder & Meynet, 1987); sono state aggiunte le posizioni delle stelle a righe di emissione early-type di tipo Wolf-Rayet, LBV, O e Be.

Riga	λ (Å)
N III	4634 – 4641, 5314
N IV	3479 – 3484, 4058
N V	4603, 4619, 4933 – 4944
C III	5272, 5696
C IV	4650, 5805, 5470, 4684
O V	4159, 5592
O VI	3834, 3811, 5290
He II	4686, 5412
He I	5876

Tabella 2.1: Principali righe di emissione che caratterizzano gli spettri delle stelle di tipo Wolf-Rayet. Le lunghezze d'onda separate da trattini indicano la presenza di blend.

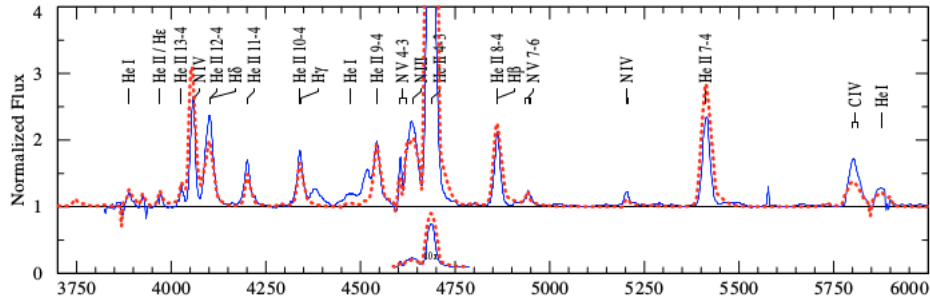


Figura 2.5: Spettro della stella Wolf-Rayet WR 61 (linea continua in blu) a confronto con un modello (linea tratteggiata in rosso) (Hamann et al., 2006).

2.2.1 Stelle di tipo Wolf-Rayet

Le stelle di tipo Wolf-Rayet sono l'evoluzione di stelle massive early-type che hanno perso gli strati esterni di idrogeno. Gli spettri mostrano un'elevata presenza di elementi prodotti dal ciclo CNO, mentre non si vedono righe di Fraunhofer di origine fotosferica. A seconda della presenza prevalente di C, N od O, vengono classificate rispettivamente come WC, WN e WO.

Alcune delle principali righe di emissione, indicate da Kogure & Leung (2007), sono riportate nella Tabella 2.1.

Una caratteristica importante delle stelle Wolf-Rayet è la presenza di forti venti stellari, che provocano un notevole allargamento delle righe: van der Hucht (1992) riporta come valori della velocità terminale v_∞ del vento (cioè la velocità a grandi distanze dalla stella) l'intervallo $1000 - 2500 \text{ km s}^{-1}$.

In Figura 2.5 è riportato un esempio di spettro di una stella Wolf-Rayet con intense e numerose righe di emissione (per esempio N IV $\lambda 4058 \text{ Å}$, He II $\lambda 4686 \text{ Å}$, He II $\lambda 5412 \text{ Å}$).

2.2.2 Stelle a righe di emissione di tipo O

Le stelle a righe di emissione di tipo O sono stelle del tipo spettrale O che, a seconda delle caratteristiche che presentano le righe di emissione, si suddividono in stelle Of e Oe. Le stelle Of sono caratterizzate da forti venti stellari, anche se non forti quanto nelle stelle Wolf-Rayet: questo si riflette nella larghezza delle righe spettrali delle Of, che di solito risultano più strette di quelle delle stelle Wolf-Rayet. Le righe più caratteristiche di questa tipologia di stelle sono He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$ e N III $\lambda 4641 \text{ \AA}$.

Le stelle Oe rappresentano una forma intermedia tra le stelle Of e Be: non sono presenti righe di He I $\lambda 4686 \text{ \AA}$ e N III $\lambda 4641 \text{ \AA}$, mentre si osservano in emissione le righe di Balmer; le righe hanno spesso una forma a doppio picco in emissione, con un assorbimento centrale. La stella ha un'elevata rotazione, ma la presenza di un forte vento impedisce la formazione di un disco.

2.2.3 Stelle a righe di emissione Be

Le stelle Be sono stelle di tipo spettrale B di sequenza principale o appena uscite da essa, con righe di emissione nella serie di Balmer, spesso osservate sovrapposte alle righe di assorbimento fotosferiche. Porter & Rivinius (2003) descrivono le stelle Be come oggetti che ruotano molto rapidamente, vicino al limite in cui la forza centrifuga bilancia la forza di gravità; si pensa sia la rotazione a produrre il disco presente intorno alle stelle Be. Le velocità di rotazione sono dell'ordine di 10^2 km s^{-1} . In Figura 2.6 sono mostrate alcune righe delle stelle Be; si può notare nei profili la sovrapposizione di una componente di assorbimento e una di emissione.

2.2.4 Stelle supergiganti a righe di emissione

Le stelle LBV (variabili blu luminose) sono l'evoluzione di stelle di sequenza principale di grande massa; si tratta di stelle instabili, vicine al limite di Eddington, con episodi di eruzione nel caso ci siano aumenti di luminosità. Tra le stelle LBV si trovano anche stelle con righe dal profilo in emissione sul lato rosso, in assorbimento sul lato blu; questa particolare forma delle righe prende il nome di "profilo P-Cygni", dalla stella P-Cygni che funge da prototipo. Le righe principali osservate con questo profilo sono le righe della serie di Balmer e quelle di metalli a basso grado di ionizzazione (Fe III, O II); le righe proibite, invece, sono in emissione.

Lamers (1986) descrive le stelle di tipo P-Cygni come stelle molto calde e luminose ($8500 \leq T_{eff} \leq 27000 \text{ K}$ e $-11.0 \leq M_{bol} \leq 7.8$). Esse sono soggette a un maggiore tasso di perdita di massa, mentre la velocità terminale del vento è minore rispetto alle normali supergiganti: il risultato è un vento più denso. In Figura 2.7 è mostrato lo spettro della stella P-Cygni.

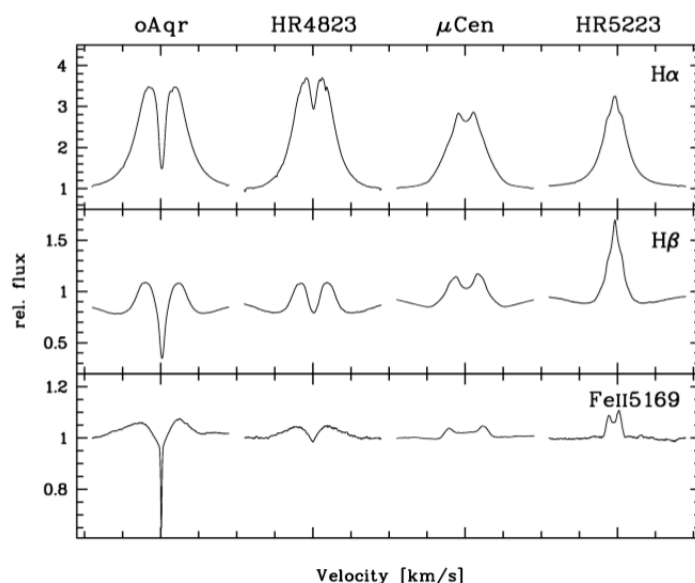


Figura 2.6: Righe di $H\alpha$, $H\beta$ e $Fe\ II\ \lambda 5169\ \text{\AA}$ per quattro stelle Be. I trattini sull'asse delle velocità sono separati di $250\ \text{km s}^{-1}$ (Porter & Rivinius, 2003).

Un altro gruppo particolare di LBV che presenta righe di emissione comprende le stelle di Hubble-Sandage, stelle di grandissima luminosità con variabilità su periodi di anni. Righe caratteristiche delle stelle di Hubble-Sandage sono le righe della serie di Balmer e di He I, spesso osservate con un profilo P-Cygni.

Tra le stelle LBV Kogure & Leung (2007) includono anche le stelle B[e], per la loro grande luminosità e la somiglianza spettrale. Esse sono stelle di tipo B, di 30-80 masse solari, con variabilità minore delle LBV classiche. Gli spettri delle stelle B[e] presentano due tipi di righe: alcune appaiono larghe, a volte con un profilo P-Cygni, altre strette e in emissione. Zickgraf (1992) spiega il fenomeno con la presenza di un vento line-driven veloce nelle zone ad alta latitudine, e di un vento denso e lento vicino all'equatore della stella, che va a formare un disco in espansione intorno ad essa.

Righe caratteristiche delle stelle B[e] sono le righe della serie di Balmer e la riga di [O I].

2.3 Stelle late-type

Le stelle late-type a righe di emissione sono stelle di tipi spettrali G, K, M; presentano una struttura cromosferica o un'attività stellare (per esempio

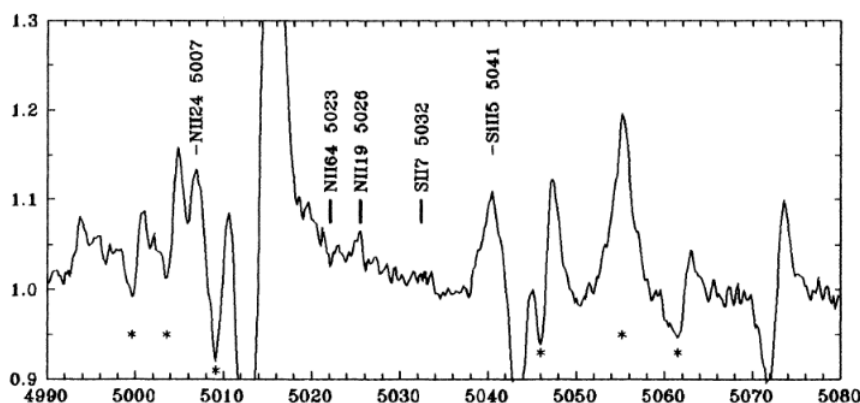


Figura 2.7: Spettro di P-Cygni (Markova & Zamanov, 1995).

flare) che causano la comparsa delle righe di emissione. In Figura 2.8, le stelle late-type sono collocate nella parte destra del diagramma H-R.

2.3.1 Nane Rosse a righe di emissione e stelle con flare

Le nane rosse sono stelle di sequenza principale appartenenti ai tipi spettrali K o M. Esse presentano normalmente righe di emissione di Ca II H $\lambda 3935$ Å e Ca II K $\lambda 3970$ Å; quando viene osservata anche la riga H α , vengono classificate come nane rosse a righe di emissione.

Alcune stelle di questa categoria presentano flare, che Walcovicz et al. (2011) descrivono come improvvisi rilasci di una grande quantità di energia dovuti a un fenomeno di riconnessione magnetica nell'atmosfera stellare. Le stelle con flare mostrano importanti righe di emissione della serie di Balmer, che diventano più intense durante le fasi di eruzione rispetto alla fase di quiescenza (Cram & Mullan, 1979). In Figura 2.9 si può osservare lo spettro di UV Ceti durante un'eruzione; le righe di emissione più prominenti sono le righe H α e H β .

2.3.2 Giganti rosse

Le stelle giganti rosse sono l'evoluzione delle stelle di sequenza principale, che hanno terminato il bruciamento dell'idrogeno nel nucleo. Negli spettri di queste stelle si osservano le righe di Ca II H $\lambda 3935$ Å e Ca II K $\lambda 3970$ Å, formatesi nella cromosfera (Figura 2.10).

Nella zona del diagramma H-R occupata dalle giganti rosse si trovano alcune regioni di instabilità: le stelle che si trovano in queste posizioni mostrano fenomeni di pulsazione, come le Cefeidi, le RR Lyrae e le variabili Mira. Queste ultime, in particolare, si trovano sul ramo asintotico delle giganti e

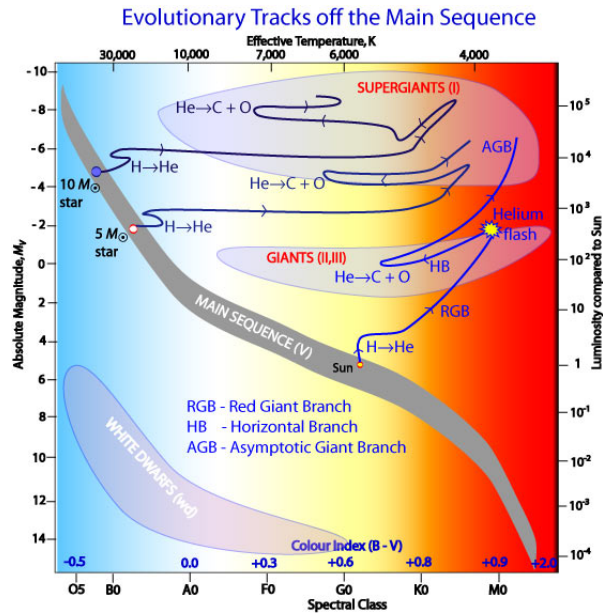


Figura 2.8: Diagramma H-R con le tracce evolutive di stelle di massa piccola o intermedia (dal sito di Australia Telescope National Facility http://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/stellarevolution_postmain.html#postmainlow).

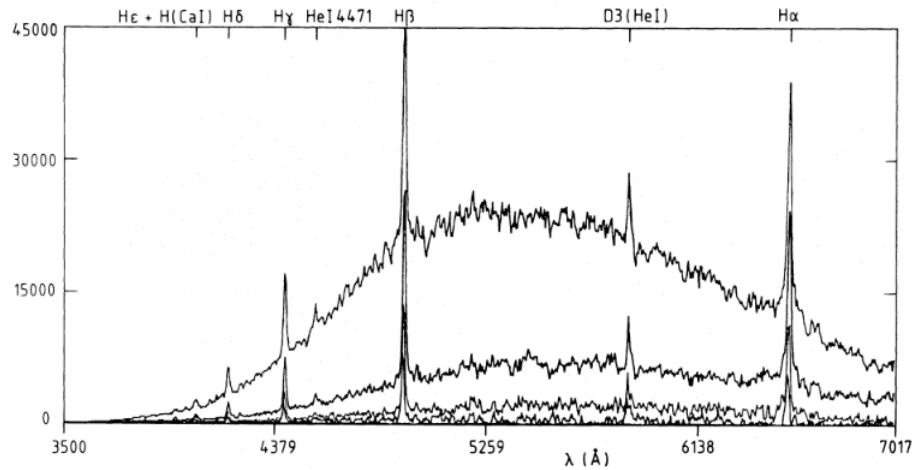


Figura 2.9: Spettro di UV Ceti durante un'eruzione del 23 dicembre 1985. Andando dalla curva al massimo a quella al minimo, i corrispondenti tempi di osservazione sono 01:26, 01:28, 01:29, 01:30 UT (de Jager et al., 1989).

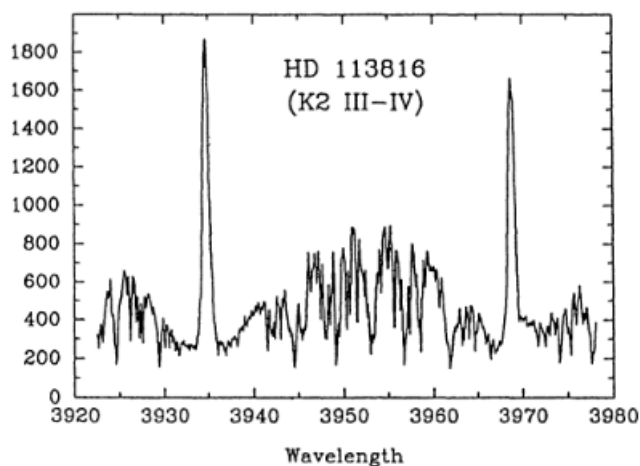


Figura 2.10: Spettro della stella HD 113816, una gigante rossa di tipo K2 III-IV. Sono visibili le righe di emissione del calcio Ca II H ($\lambda = 3935 \text{ \AA}$) e Ca II K ($\lambda = 3970 \text{ \AA}$) (Strassmeier, 1994).

presentano pulsazioni di lungo periodo (dell'ordine di 10^2 giorni). Le onde d'urto che si producono nelle variabili Mira provocano la comparsa nei loro spettri, intorno al massimo di luminosità, di righe in emissione di Balmer e di metalli neutri. Kogure & Leung (2007) indicano per esempio Si I $\lambda\lambda 4103 \text{ \AA}$, Mg I $\lambda\lambda 3829, 3838, 4571 \text{ \AA}$, Fe I $\lambda\lambda 4202, 4308 \text{ \AA}$.

2.3.3 Sistemi binari

Un sistema binario è composto da due stelle che orbitano intorno al centro di massa comune. La materia è gravitazionalmente legata a una o all'altra stella entro una regione delimitata dai lobi di Roche; i lobi di Roche delle due stelle sono a contatto in un punto, che corrisponde al punto lagrangiano L1. Può accadere che una delle due stelle, o entrambe, siano delle dimensioni del proprio lobo di Roche: in questo caso il sistema si dice essere, rispettivamente, *semi-separato* o *a contatto*; se nessuna delle due stelle riempie il proprio lobo di Roche, il sistema si dice *separato*.

Nei sistemi binari viene chiamata *primaria* la stella più luminosa, *secondaria* la stella compagna. A seconda delle caratteristiche che presentano, i sistemi binari possono essere classificati in:

- **variabili cataclismiche, novae.** Queste stelle sono trattate in modo approfondito nella sezione 2.4;
- **sistemi binari del tipo Algol con eclissi.** Sono sistemi del tipo semi-separato, con una stella primaria di sequenza principale di tipo B o A e una compagna gigante o subgigante di tipi spettrali più tardi, che

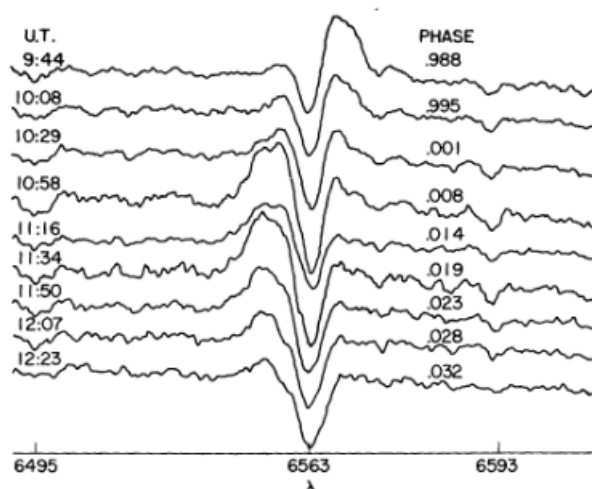


Figura 2.11: Spettri di U Cephei raccolti durante l'eclissi della stella primaria del sistema l'8 agosto 1974. Si vedono l'emissione dalla parte rossa della riga $H\alpha$ prima del massimo dell'eclissi e l'emissione dalla parte blu della riga $H\alpha$ dopo il culmine dell'eclissi (Plavec & Polidan, 1975).

riempie il lobo di Roche. La stella primaria è circondata da un disco di accrescimento di materia proveniente dalla secondaria, che risulta solitamente più evoluta ma meno massiva a causa del trasferimento di massa (paradosso di Algol).

I sistemi binari del tipo Algol sono visti approssimativamente di taglio; presentano quindi delle eclissi, durante le quali è possibile osservare le righe di emissione (per esempio $H\alpha$) nei sistemi di breve periodo; queste, se presenti, appaiono red-shiftate all'inizio delle eclissi, blue-shiftate alla fine (Figura 2.11). Nei sistemi a periodo più lungo ($\gtrsim 6$ giorni) è possibile invece osservare le righe di emissione anche in momenti diversi dalle eclissi.

- **stelle tipo RS Canes Venatici.** Queste stelle appartengono a sistemi binari di tipo separato; le stelle possono appartenere a diversi stadi evolutivi, ma di solito sono di tipo spettrale G o K, e sono caratterizzate dalla presenza di una cromosfera e di attività stellare (flare, macchie), che si riflette nella presenza di righe Ca II H e K; risulta di solito importante anche l'emissione $H\alpha$.
- **stelle simbiotiche.** Le stelle simbiotiche sono sistemi binari in cui appaiono contemporaneamente uno spettro di assorbimento freddo, con bande molecolari come TiO e un continuo rosso, e righe di emissione di elementi ionizzati (He II $\lambda 4686 \text{ \AA}$, [O III] $\lambda\lambda 4363, 5007 \text{ \AA}$) (Hack & la Dous, 1993). Sono formate da una stella fredda, gigante o di tipo Mira

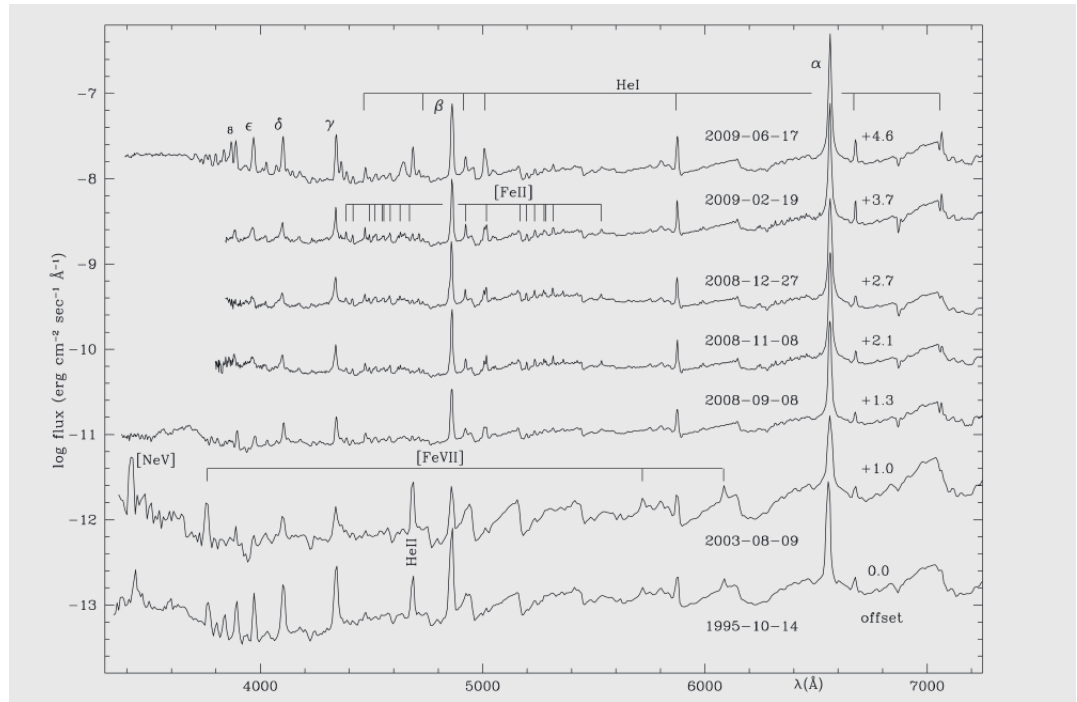


Figura 2.12: Spettro di CI Cyg, una stella simbiotica (Siviero et al., 2009).

e da una nana bianca, circondate da una regione gassosa. In Figura 2.12 è riportato lo spettro di CI Cyg, una stella simbiotica.

2.4 Le novae

Seitter (1990) definisce le novae classiche "variabili cataclismiche che hanno mostrato una e una sola esplosione in più di 100 anni". Le novae hanno origine da nane bianche che si trovano in sistemi binari insieme a una gigante rossa, che riempie il proprio lobo di Roche (Figura 2.13).

Le nane bianche sono stelle che in sequenza principale avevano massa inferiore a $8 M_{\odot}$, giunte agli ultimi stadi di evoluzione; dopo la fase di AGB, queste stelle hanno perduto gli strati più esterni, e non presentano più attività di fusione nucleare all'interno dei nuclei, formati da He, C e O oppure O e Ne a seconda della massa iniziale e con forte degenerazione elettronica che impedisce alla stella di collassare. Le nane bianche non possono avere massa superiore alla massa di Chandrasekhar, $1.44 M_{\odot}$, poiché con masse maggiori la pressione di degenerazione non potrebbe bilanciare la forza di gravità. La presenza di una gigante rossa provoca un flusso di materia ricca di idrogeno verso la nana bianca, che da un lato la accresce e dall'altro si riscalda compresso dalla gravità. Quando viene raggiunta una temperatu-



Figura 2.13: Raffigurazione artistica di un sistema binario composto da una nana bianca e da una secondaria che la accresce (©David A. Hardy/www.astroart.org).

ra critica, comincia il bruciamento dell'idrogeno negli strati superficiali della stella; la temperatura tuttavia cresce troppo rapidamente perché questi strati si possano espandere di conseguenza, e si ha un'esplosione termonucleare (Starrfield et al., 2016): la stella diventa estremamente luminosa ed espelle il materiale più esterno, senza distruggersi, diventando una nova.

Il materiale espulso forma una shell che si espande con una velocità dell'ordine di 10^3 km s^{-1} ; se non tutto il materiale viene espulso, sulla superficie della nova possono avvenire processi di fusione nucleare che portano ad un'espansione della fotosfera, la quale può anche inglobare la stella secondaria. Questo provoca la formazione di un vento stellare arricchito di elementi pesanti provenienti dalla stella secondaria (Williams, 2012), che aumenta la propria velocità al contrarsi della fotosfera, dal momento che la velocità di fuga diventa via via più grande.

Nello spettro delle novae si possono trovare sia righe di assorbimento, che di emissione. Anupama & Kamath (2012) e Seitter (1990) forniscono le seguenti caratteristiche:

- la fase di pre-massimo: è una fase di espansione, che presenta righe di assorbimento blue-shifted o righe di tipo P-Cygni, e righe di emissione deboli o assenti. L'atmosfera della stella si espande e di conseguenza si raffredda, mostrando temperature di circa 6000-9000 K prima della fase di massimo, quando si ha la temperatura minima;
- la fase di spettro principale: è la fase in cui si osserva il massimo della luminosità nel visibile. Il continuo diminuisce di intensità, ma cresce in temperatura. Lo spettro spesso presenta righe di tipo P-Cygni o forti righe di assorbimento; per quanto riguarda le righe di emissione

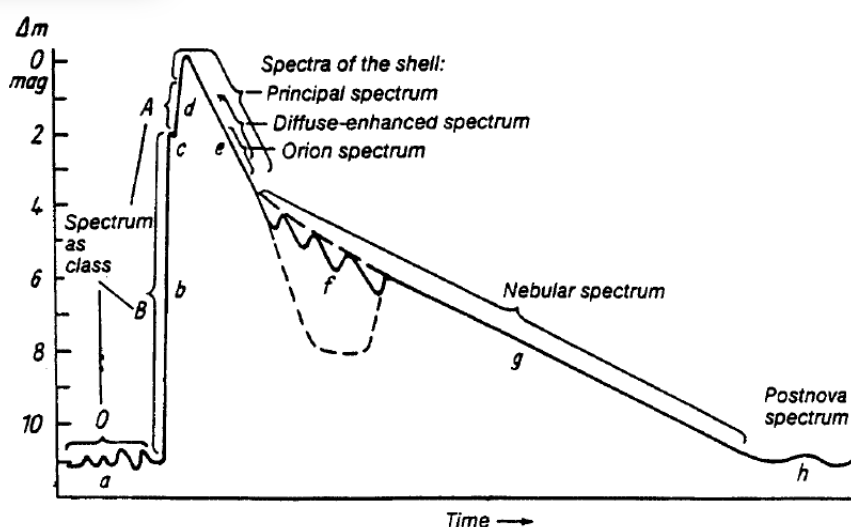


Figura 2.14: Curva di luce tipica di una nova, che indica le fasi di spettro principale, diffuso, Orione e la fase di nebula (Kogure & Leung, 2007).

(o P-Cygni), esse sono principalmente di H, elementi prodotti dal ciclo CNO, Fe II, Ca II. Il grado di ionizzazione è basso, e lo spettro ricorda quello di stelle supergiganti di tipo A o F.

- la fase di spettro diffuso: le righe di assorbimento, emissione e/o P-Cygni sono simili a quelle della fase precedente, ma appaiono più allargate, indicando velocità più elevate rispetto alla fase precedente e una maggiore dispersione; in alcuni casi si osservano anche righe di Ne. I livelli di ionizzazione osservati sono il primo e il secondo;
- la fase di “spettro Orione”: è caratterizzata da un grado di ionizzazione e di eccitazione degli atomi che aumenta con il tempo, e righe molto allargate. Righe caratteristiche di questa fase sono la riga N III $\lambda 4640 \text{ \AA}$ in emissione, e assorbimenti di N III e N V.
- la fase di nebula: in questa fase la fotosfera è vicina alla nana bianca e ha temperature molto elevate; si osservano righe proibite auro-rali, nebulari e coronali, e uno spettro sempre più simile alle regioni nebulari.

In Figura 2.14 è riportato un modello di curva di luce per una nova, mentre in Figura 2.15 si può vedere l’evoluzione dello spettro della Nova Cygni 1992 nel periodo seguente l’esplosione.

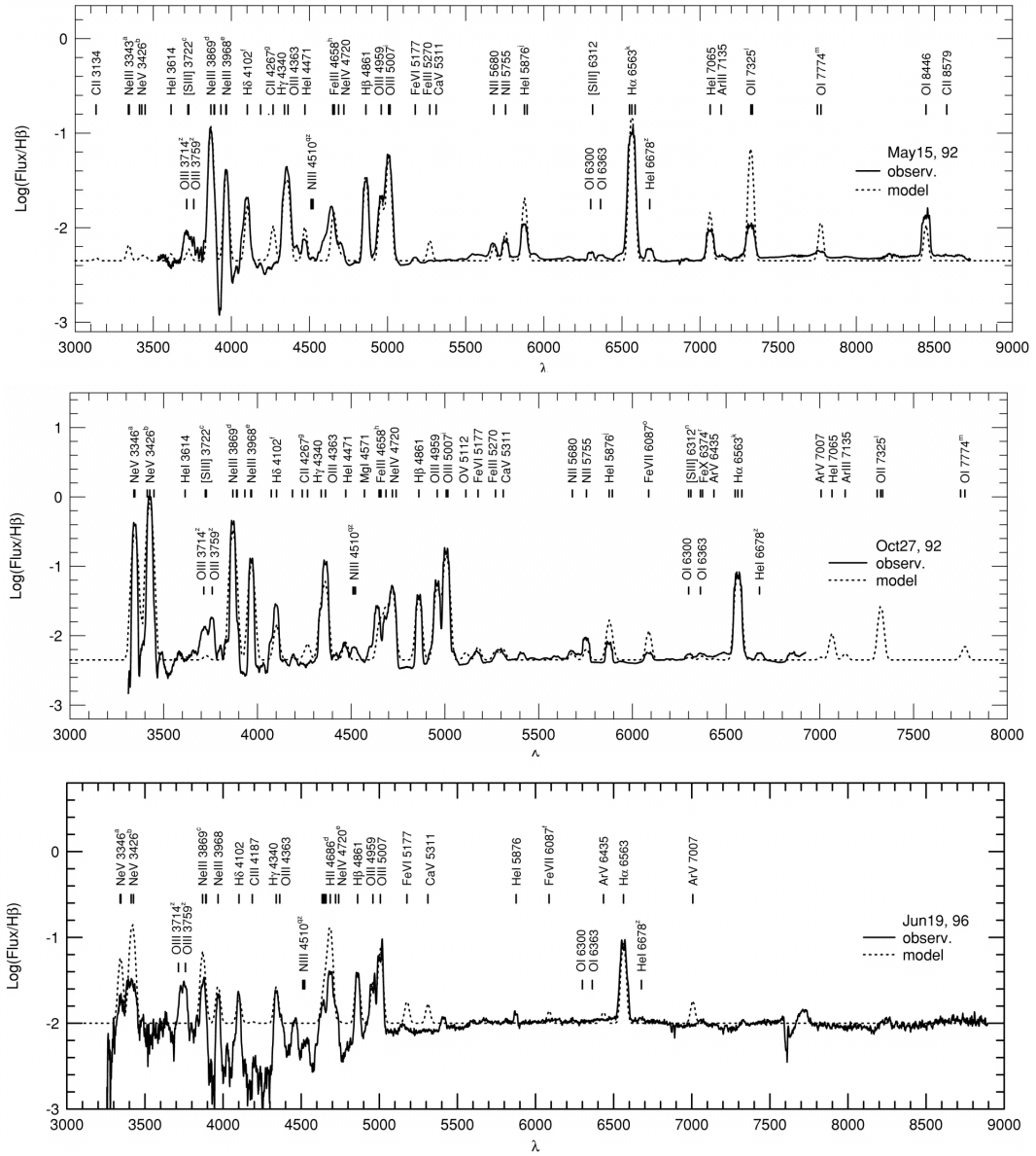


Figura 2.15: Spettro della Nova Cygni 1992 85 (in alto), 250 (al centro) e 1581 (in basso) giorni dopo l'esplosione (Moro-Martin et al., 2001).

Williams (1992) ha classificato le novae in due tipi spettrali, a seconda che nello spettro sia predominante la componente di vento stellare o quella della shell espulsa: le novae Fe II e le novae He/N, che prendono il nome dalle righe più intense che presentano solitamente (dopo le righe della serie di Balmer, presenti in entrambi i tipi). Nelle novae Fe II si osservano righe con un profilo P-Cygni, assenti nel tipo He/N, indicative di uno spettro originato nel vento stellare, e di solito seguono un'evoluzione più lenta rispetto alle novae He/N, le cui righe sono invece originate nella shell espulsa. Anche l'evoluzione dei due tipi spettrali procede in modo differente: mentre le novae Fe II passano spesso attraverso una fase di righe di emissione proibite di tipo aurorale e poi simili alle nebulose galattiche, le novae He/N tendono a non presentare affatto righe proibite, oppure ad avere righe di emissione di tipo coronale.

Capitolo 3

Studio di PSN J00150875-3912501

3.1 La scoperta di PSN J00150875-3912501

PSN J00150875-3912501 (Figura 3.1), un oggetto appartenente alla galassia NGC 55, è stato osservato per la prima volta in data 06.10.2014 da Peter Marples, del gruppo BOSS, “una collaborazione amatoriale [...] per cercare, scoprire, registrare e rendere note nuove supernovae nel cielo dell'emisfero sud”.

Cenko et al. (2014) hanno ottenuto uno spettro a bassa risoluzione dell'oggetto con il telescopio Gemini South e lo spettrografo GMOS-S. Lo spettro ha mostrato un continuo di colore blu con righe di Balmer di tipo P-Cygni, una velocità al minimo di assorbimento di circa 1040 km s^{-1} e righe di O I e del multipletto Fe II. In base a questi dati raccolti, hanno concluso che non si tratta di una supernova, bensì di una nova classica o di una LBV.

3.2 Strumentazione utilizzata per ottenere i dati

I dati utilizzati per la fotometria e la spettroscopia di PSN J00150875-3912501 sono stati raccolti all'Osservatorio Las Campanas in Cile, con i seguenti strumenti:

- Telescopio Swope di diametro 1 m;
- CCD 4k x 4k pixel, con pixel di $15 \mu\text{m}$ ($0.435''/\text{pixel}$), campo inquadrato $30' \times 30'$;
- Filtri Sloan ugriz e Bessel;

per la parte di fotometria,

- Telescopio Baade di diametro 6.5 m;

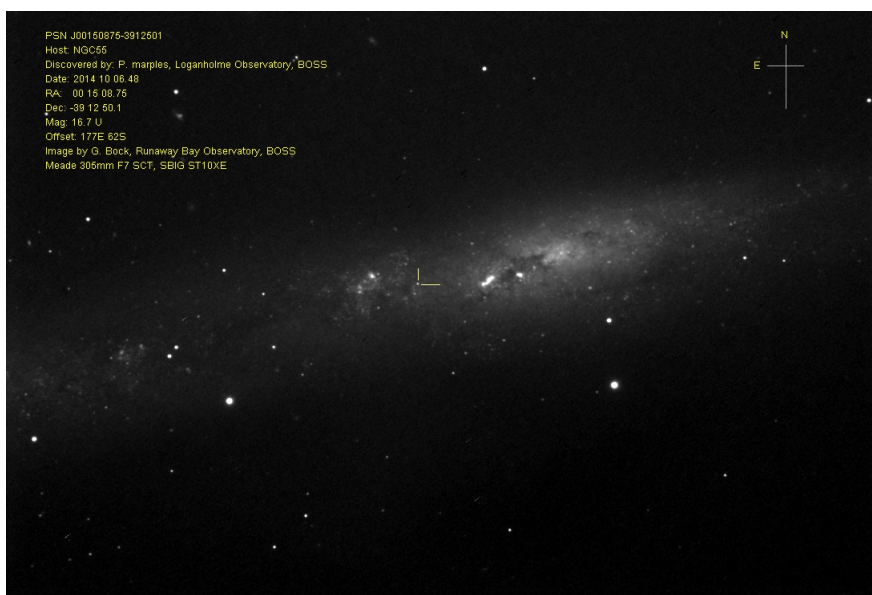


Figura 3.1: Immagine di PSN J00150875-3912501 acquisita da G. Bock, Runaway Bay Observatory, BOSS.

- strumento IMACS, che include camera e spettrografo. Le caratteristiche del grating sono: 300 tratti/mm, dispersione $0.74 \text{ \AA}/\text{pixel}$; i CCD, che compongono un mosaico di $8k \times 8k$ pixel in totale, hanno una scala spaziale di $0.111''/\text{pixel}$; la risoluzione media è di 3 \AA , il range di osservazione è $3000-9250 \text{ \AA}$, ridotto a $3500-9250 \text{ \AA}$ nell'elaborazione dei dati;

per la parte di spettroscopia.

I dati al telescopio Baade sono stati ottenuti nelle notti 07-08-09 ottobre 2014; durante le notti del 07 e 08 ottobre è stata osservata una stella standard per la calibrazione in flusso, mentre la notte del 09 ottobre non è stato possibile a causa della presenza di nuvole. Un'ulteriore complicazione è stata la presenza della Luna piena, a poca distanza angolare dal target. In Tabella 3.1 sono riportati i tempi di posa e la distanza della Luna nelle tre notti di osservazione.

3.3 Fotometria di PSN J00150875-3912501

3.3.1 Determinazione del t_2 e della curva di luce

La campagna di osservazioni fotometriche è stata condotta nel periodo 7-26 ottobre 2014 e ha raccolto dati su PSN J00150875-3912501 nelle bande B,

Data	Numero pose	Tempo di posa (secondi)	Distanza della Luna (gradi)
07/10/2014	2	900	44
08/10/2014	2	900	51
09/10/2014	1	900	60

Tabella 3.1: Tempi e numero di pose per ottenere i dati spettroscopici e distanza angolare della Luna da PSN J00150875-3912501.

V, u, g, r, i. I dati ottenuti (Tabella 3.2) sono stati utilizzati per calcolare il t_2 della stella, ovvero il tempo necessario per osservare un aumento di due magnitudini rispetto al massimo. Questa proprietà è utile per capire se l'evoluzione della stella è rapida o lenta; da essa si possono anche studiare relazioni, come t_2 - M_V al massimo e t_2 -FWHM, già investigate per altre stelle. Nella Figura 3.2 è rappresentata la curva di luce di PSN J00150875-3912501 nelle sei bande. Czekala et al. (2013) hanno indicato come bande più appropriate per misurare il t_2 la banda B e la banda V; supponendo che la magnitudine misurata nel JD 2456937.69146 (07 ottobre 2014) corrisponda al massimo, si ottiene che in banda V il giorno corrispondente all'aumento di due magnitudini rispetto al massimo è il JD 2456942.2: si ha quindi un $t_2 \simeq 5$ giorni.

Da questo momento i giorni di osservazione saranno indicati con le date in giorno, mese e anno invece di utilizzare i JD, convertiti attraverso la funzione presente in Topcat (Tabella 3.3).

Data (JD)	Banda B (mag)	Data (JD)	Banda V (mag)	Data (JD)	Banda u (mag)
2456937.69146	17.373 ± 0.018	2456937.68963	16.999 ± 0.016	2456937.68684	17.888 ± 0.035
2456938.69696	18.060 ± 0.021	2456938.70240	17.798 ± 0.019		
		2456938.70389	17.782 ± 0.019		
2456939.72843	18.431 ± 0.025	2456939.73191	18.193 ± 0.029	2456939.74141	18.552 ± 0.043
2456940.65179	18.720 ± 0.020	2456940.65490	18.550 ± 0.017		
2456941.66597	18.984 ± 0.047	2456941.67045	18.825 ± 0.025	2456941.68097	18.868 ± 0.04
2456942.66767	19.316 ± 0.031	2456942.66407	19.152 ± 0.029	2456942.65909	19.186 ± 0.041
2456943.60218	19.553 ± 0.045	2456943.60778	19.424 ± 0.035	2456943.61875	19.428 ± 0.065
2456944.64650	19.975 ± 0.056	2456944.64282	19.832 ± 0.046	2456944.63801	19.802 ± 0.086
2456948.58567	20.809 ± 0.096	2456948.60020	20.662 ± 0.090	2456948.6064	20.541 ± 0.119
2456948.59471	20.752 ± 0.061				
2456954.68369	21.621 ± 0.179	2456954.67765	21.579 ± 0.126		
2456956.63168	21.833 ± 0.220	2456956.63755	21.597 ± 0.169		
Data (JD)	Banda g (mag)	Data (JD)	Banda r (mag)	Data (JD)	Banda i (mag)
2456937.68495	17.186 ± 0.017	2456937.68300	16.916 ± 0.018	2456937.68170	16.929 ± 0.021
2456938.70647	17.873 ± 0.017	2456938.70963	17.599 ± 0.020	2456938.71274	17.421 ± 0.018
2456938.70795	17.855 ± 0.016	2456938.71112	17.485 ± 0.014	2456938.71424	17.403 ± 0.016
2456939.73405	18.291 ± 0.023	2456939.73604	17.809 ± 0.019	2456939.73772	17.645 ± 0.018
2456940.65817	18.544 ± 0.015	2456940.66016	18.014 ± 0.011	2456940.66215	17.892 ± 0.013
2456941.67313	18.876 ± 0.029	2456941.67509	18.250 ± 0.021	2456941.68513	18.138 ± 0.019
2456942.65068	19.175 ± 0.030	2456942.65264	18.497 ± 0.019	2456942.65480	18.453 ± 0.027
2456943.61054	19.435 ± 0.045	2456943.61250	18.680 ± 0.029	2456943.61451	18.720 ± 0.027
2456944.62963	19.825 ± 0.050	2456944.63160	18.938 ± 0.033	2456944.63376	19.045 ± 0.034
2456948.61277	20.660 ± 0.069	2456948.61690	19.547 ± 0.033	2456948.62106	19.907 ± 0.048
2456954.65758	21.276 ± 0.133	2456954.66166	19.918 ± 0.040	2456954.66575	20.588 ± 0.077
		2456956.64596	20.046 ± 0.050	2456956.65007	20.753 ± 0.112

Tabella 3.2: Magnitudini di PSN J00150875-3912501 nelle bande B, V, u, g, r, i.

Data (JD)	Data (gg/mm/aaaa)
2456937.6	07/10/2014
2456938.6	08/10/2014
2456939.6	09/10/2014
2456940.6	10/10/2014
2456941.6	11/10/2014
2456942.6	12/10/2014
2456943.6	13/10/2014
2456944.6	14/10/2014
2456948.6	18/10/2014
2456954.6	24/10/2014
2456956.6	26/10/2014

Tabella 3.3: JD corrispondenti ai giorni di osservazione di PSN J00150875-3912501 convertiti in giorno, mese e anno.

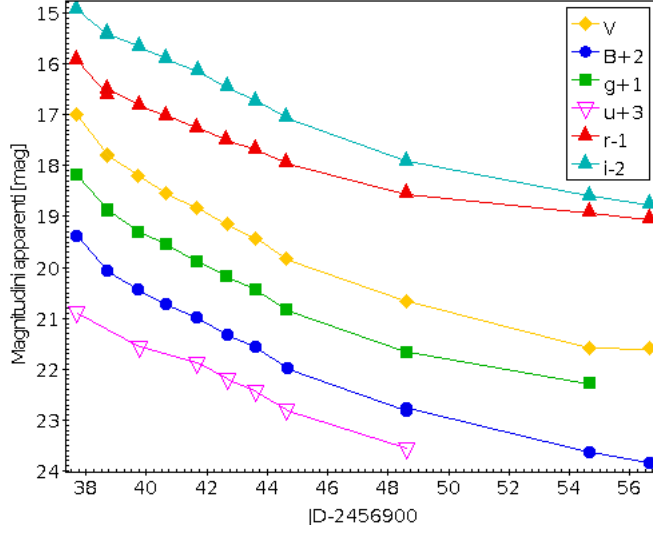


Figura 3.2: Curve di luce di PSN J00150875-3912501 nelle bande B, V, u, g, r, i, separate tra loro in Y come indicato in legenda.

3.3.2 Indici di colore di PSN J00150875-3912501

Nella Tabella 3.4 è riportato l'indice di colore B-V di PSN J00150875-3912501, calcolato per tutti i giorni di osservazione. In Figura 3.3 è mostrato il confronto tra l'evoluzione dell'indice di colore B-V di PSN J00150875-3912501 e quelli di SN 2010U, L91, M31N, e la media di una popolazione di novae (dati estratti da Czekala et al., 2013). Si può vedere che l'evoluzione, pur avendo un andamento leggermente più piatto, risulta in buon accordo con i dati delle novae di confronto.

In Figura 3.4 sono riportati i diagrammi colore-colore u-g contro g-r, g-r contro r-i di PSN J00150875-3912501 confrontati con valori teorici di stelle di sequenza principale, supergiganti e giganti. I dati teorici sono stati ricavati da Allen & Cox (2000), che riportavano gli indici di colore U-B, B-V, V-R; tali indici di colore sono stati convertiti negli indici di colore u-g, g-r e r-i tramite le formule fornite dal sito

<https://www.sdss3.org/dr8/algorithms/sdssUBVRITransform.php>:

$$u - g = 1.28(U - B) + 1.14 \quad (3.1)$$

$$g - r = 1.09(B - V) - 0.23 \quad (3.2)$$

$$V - R = 0.96(r - i) + 0.21 \quad (3.3)$$

se $U - B < 0$,

Data	B-V
07/10/2014	0.374 ± 0.034
08/10/2014	0.262 ± 0.040
09/10/2014	0.238 ± 0.054
10/10/2014	0.17 ± 0.037
11/10/2014	0.159 ± 0.072
12/10/2014	0.164 ± 0.06
13/10/2014	0.129 ± 0.08
14/10/2014	0.14 ± 0.10
18/10/2014	0.15 ± 0.19
24/10/2014	0.042 ± 0.31
26/10/2014	0.24 ± 0.39

Tabella 3.4: Indice di colore B-V di PSN J00150875-3912501 nei diversi giorni di osservazione.

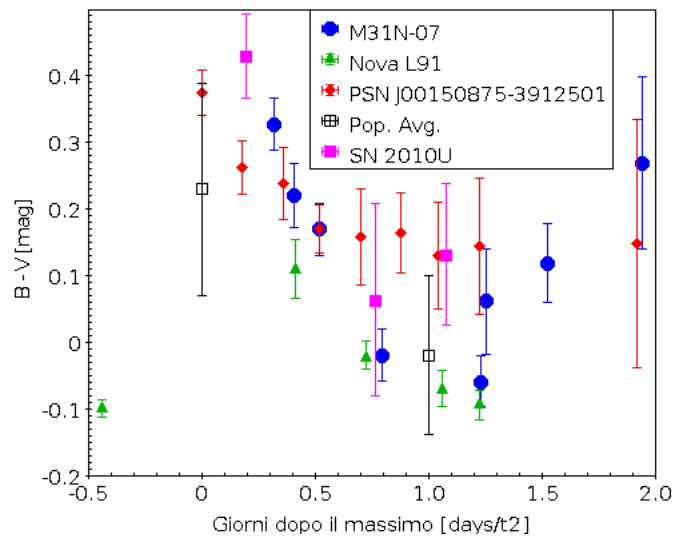


Figura 3.3: Indice di colore B-V di PSN J00150875-3912501 in funzione dei giorni trascorsi da t_2 .

Data	u-g	g-r	r-i
07/10/2014	0.70	0.27	-0.01
09/10/2014	0.26	0.48	0.16
11/10/2014	-0.01	0.63	0.11
14/10/2014	-0.02	0.89	-0.11

Tabella 3.5: Indici di colore u-g, g-r e r-i di PSN J00150875-3912501.

$$u - g = 1.28(U - B) + 1.13 \quad (3.4)$$

$$g - r = 1.02(B - V) - 0.22 \quad (3.5)$$

$$V - R = 1.09(r - i) + 0.22 \quad (3.6)$$

altrimenti.

Nella Tabella 3.5 sono riportati gli indici di colore di PSN J00150875-3912501 u-g, g-r e r-i. Dai grafici si nota che al massimo PSN J00150875-3912501 si trova vicino alla posizione delle stelle di tipo F di sequenza principale, in accordo con le previsioni poiché è ancora dominata dal continuo e quindi assimilabile ad una fotosfera stellare; i giorni seguenti si allontana invece sia dalla sequenza principale che dai valori delle supergiganti: quello che si osserva infatti è l'atmosfera della nova, che non è assimilabile a un corpo nero o all'atmosfera delle supergiganti. Si nota che gli indici di colore u-g e r-i tendono a diminuire con il passare dei giorni, mentre g-r aumenta; questo è dovuto alla presenza della riga $H\alpha$, che cade nella banda r.

3.3.3 Determinazione della magnitudine assoluta e della MMRD

Per ricavare la magnitudine assoluta al massimo M_V , è stato utilizzato il modulo di distanza medio fornito dal NED (NASA/IPAC Extragalactic Database) per la galassia NGC 55 $m - M = 26.42 \pm 0.34$, ottenendo così il valore $M_V = -9.42 \pm 0.36$.

Shafter et al. (2011) hanno trovato una relazione tra la magnitudine assoluta al massimo e il tasso di declino; tale relazione viene denominata MMRD (Maximum Magnitude Rate of Decline) e risulta essere:

$$M_V = -9.78 \pm 0.10 + (1.70 \pm 0.080) \log t_2 \quad (3.7)$$

In Figura 3.5 PSN J00150875-3912501 è confrontata con la nova Fe II SN 2010U studiata da Czekala et al. (2013), con un gruppo di novae di M31 studiate da Shafter et al. (2011) e con la relazione da essi trovata. Si può notare che PSN J00150875-3912501 appare più luminosa e dall'evoluzione

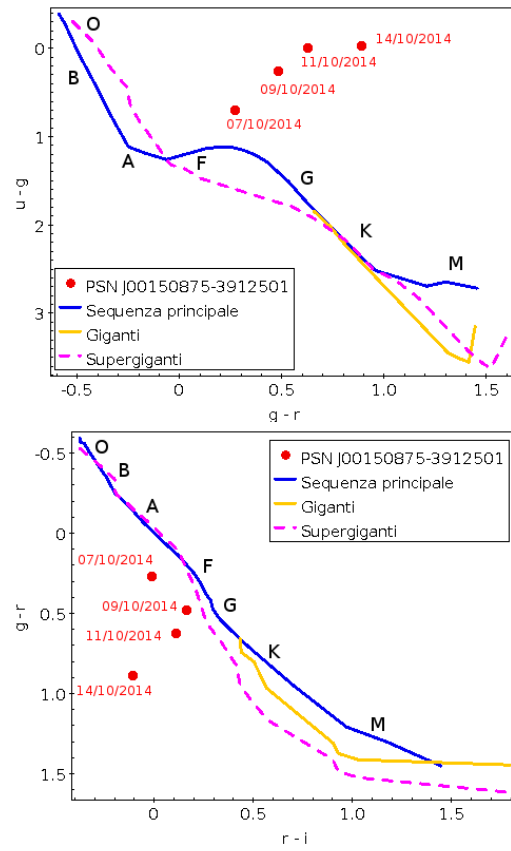


Figura 3.4: Diagrammi colore-colore di PSN J00150875-3912501 messa a confronto con stelle di sequenza principale, giganti e supergiganti.

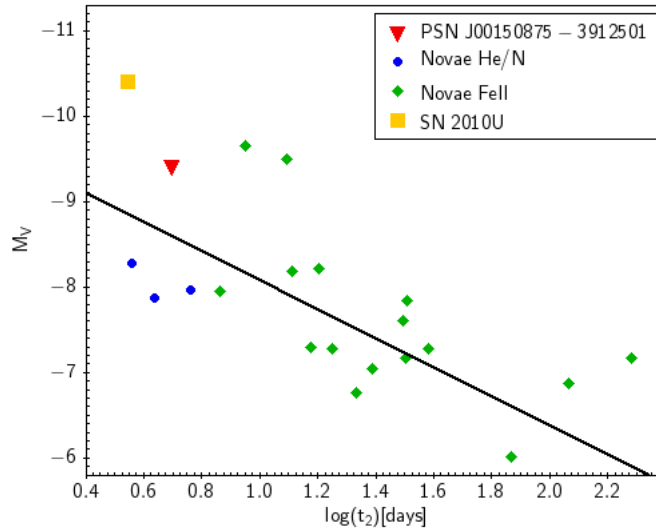


Figura 3.5: MMRD di PSN J00150875-3912501 e di un gruppo di novae di M31 confrontata con la relazione di Equazione 3.7. I dati delle novae di M31 sono estratti da un grafico di Shafter et al. (2011), la nova SN 2010U è stata studiata da Czekala et al. (2013).

più rapida rispetto alle novae Fe II di M31, mentre potrebbe coincidere con i tempi di evoluzione della curva di luce con le novae He/N, pur discostandosi per i valori di magnitudine assoluta al massimo. Tuttavia, appare meno luminosa e dall'evoluzione più lenta rispetto a SN 2010U, pur rimanendo comunque una fra le più luminose osservate finora.

Se si calcola il $t_{1.5}$, il tempo necessario per osservare un aumento di luminosità di 1.5 magnitudini, che risulta essere $t_{1.5} \simeq 3$ giorni, si possono confrontare i parametri di $t_{1.5}$ e della magnitudine assoluta al massimo di PSN J00150875-3912501 con il grafico di Figura 3.6; si vede che essa rientra perfettamente nei parametri indicati per le novae, mentre è estremamente lontana dai valori indicati per una LBV: questo costituisce un'ulteriore prova del fatto che si tratta di una nova.

Dalla magnitudine assoluta in banda V è possibile ricavare la magnitudine bolometrica e quindi la luminosità della stella, applicando una correzione bolometrica (BC), il cui valore dipende dall'indice di colore B-V:

$$M_{bol} = M_V + BC \quad (3.8)$$

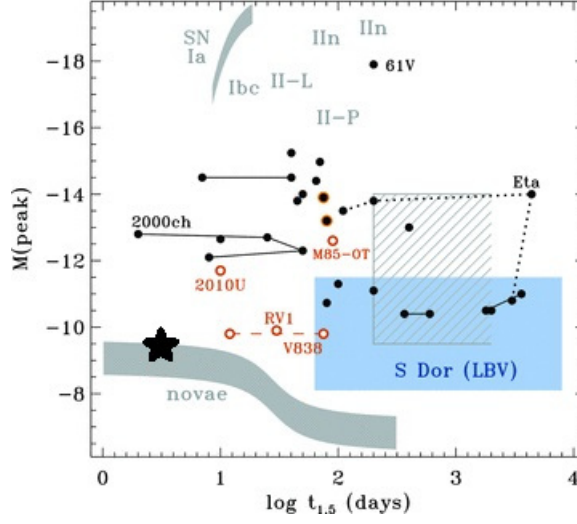


Figura 3.6: Parametri di magnitudine assoluta al massimo e $t_{1.5}$ per novae, LBV e supernovae (Smith et al., 2011). La stella nera corrisponde a PSN J00150875-3912501.

Data	M_V	BC	L_{bol} ($\cdot 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$)
07/10/2014	-9.42 ± 0.36	-0.03	18.2 ± 6.1
08/10/2014	-8.62 ± 0.36	0.0	8.5 ± 2.9
09/10/2014	-8.23 ± 0.37	0.0	5.9 ± 2.1
10/10/2014	-7.87 ± 0.36	-0.01	4.3 ± 1.5
11/10/2014	-7.59 ± 0.37	-0.01	3.3 ± 1.1

Tabella 3.6: Luminosità di PSN J00150875-3912501 e dati utilizzati per ricavarla.

$$M_{bol} = 4.75 - 2.5 \log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) \quad (3.9)$$

I valori per la correzione bolometrica sono stati ricavati da Allen & Cox (2000); sono stati utilizzati i valori relativi alle supergiganti. La luminosità così calcolata appare superiore alla luminosità di Eddington di una nana bianca di $1.4 M_{\odot}$ ($1.75 \cdot 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$, Czekala et al., 2013): PSN J00150875-3912501 risulta super-Eddington almeno per i primi 5 giorni (giorno del massimo compreso).

In Tabella 3.6 sono riportati i risultati ottenuti, mentre in Figura 3.7 si mostra l'andamento della luminosità di PSN J00150875-3912501 rispetto al tempo.

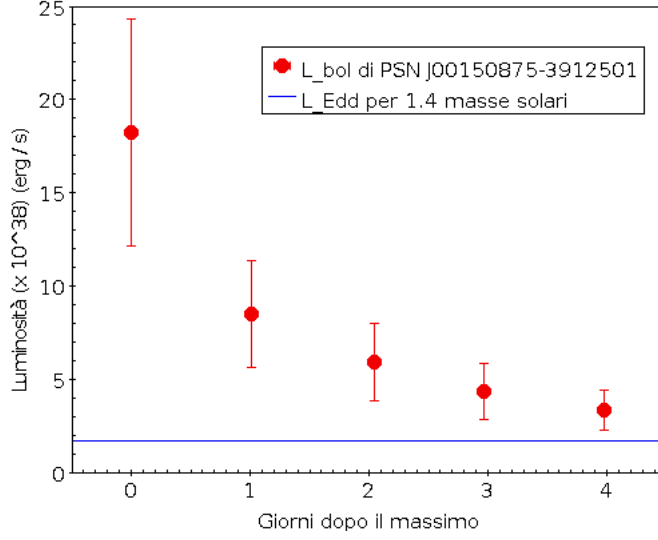


Figura 3.7: Luminosità di PSN J00150875-3912501 rispetto alla luminosità di Eddington di una nana bianca di $1.4 M_{\odot}$.

3.3.4 Stima dell'estinzione

La magnitudine assoluta può essere utilizzata anche per dare una stima dell'estinzione, finora non considerata. Si può correggere l'indice di colore per estinzione B-V sottraendo l'eccesso di colore; in questo modo si ottiene l'indice di colore intrinseco:

$$(B - V)_0 = (B - V) - E(B - V) \quad (3.10)$$

Hachisu & Kato (2016) forniscono la relazione tra $(B-V)_0$ e M_V per un gruppo di 6 novae con diversi valori di t_2 . Le sei novae possono essere utilizzate come modello per stimare l'indice di colore intrinseco di novae con un simile t_2 . In Tabella 3.7 sono riportati i valori di t_2 per le sei novae.

I sei modelli fungono da classi di velocità di evoluzione per l'indice di colore intrinseco. La nova che possiede il t_2 più simile a PSN J0050875-3912501 è V1500 Cyg; la traslazione necessaria per sovrapporre la curva di PSN J0050875-3912501 a quella di V1500 Cyg è di circa -0.2 (Figura 3.8).

La magnitudine assoluta di PSN J0050875-3912501 risulterebbe in questo caso $M_{V_0} = M_V + A_V \simeq -10$, con $A_V = 3E(B - V)$ (Rosino, 1979). Dal momento che questa non è una stima accurata e che non è nota l'estinzione di NGC 55, la trattazione non tiene conto di questo effetto.

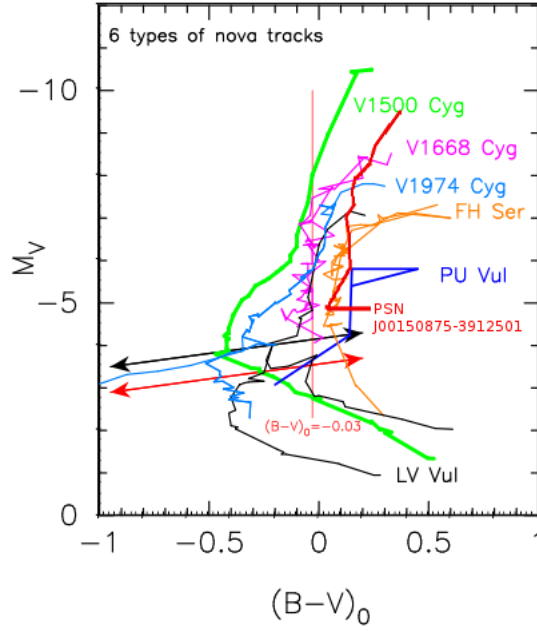


Figura 3.8: Andamento dell'indice di colore B-V di PSN J00150875-3912501 rispetto a M_V (linea rossa), sovrapposto al grafico di Hachisu & Kato (2016). I dati di PSN J00150875-3912501 non sono corretti per estinzione, al contrario dei dati di Hachisu & Kato.

Nova	t_2 (giorni)
V1500 Cyg	2.4
V1668 Cyg	12.2
V1974 Cyg	17
LV Vul	20.2
FH Ser	42
PU Vul	$\simeq 1500$

Tabella 3.7: Valori di t_2 per le sei novae proposte come modello da Hachisu & Kato (2016).

Data	Flusso ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$)	Banda	λ_{eff} (\AA)	T (K)
07/10/2014	$(6.14 \pm 0.20)10^{-16}$	u	3590.0	6977
	$(7.67 \pm 0.13)10^{-16}$	B	4330.0	
	$(6.29 \pm 0.10)10^{-16}$	g	4810.0	
	$(6.00 \pm 0.09)10^{-16}$	V	5500.0	
	$(4.81 \pm 0.08)10^{-16}$	r	6230.0	
	$(3.07 \pm 0.06)10^{-16}$	i	7640.0	
08/10/2014	$(4.08 \pm 0.08)10^{-16}$	B	4330.0	7330
	$(3.34 \pm 0.05)10^{-16}$	g	4810.0	
	$(2.92 \pm 0.05)10^{-16}$	V	5500.0	
	$(2.56 \pm 0.05)10^{-16}$	r	6230.0	
	$(2.00 \pm 0.03)10^{-16}$	i	7640.0	

Tabella 3.8: Flussi nelle diverse bande di osservazione e temperature di PSN J00150875-3912501 nei giorni 07 e 08/10/2014.

3.3.5 Determinazione della distribuzione di energia spettrale

Per ottenere la distribuzione di energia spettrale (SED), le magnitudini nelle bande B, V, g, r, i del 07 e 08/10/2014 sono state convertite in flussi tramite il sito <http://morpheus.phys.lsu.edu/magnitude.html>. Per il giorno 07 ottobre è stata convertita anche la magnitudine in banda u, non disponibile per il giorno successivo.

I flussi forniti dal sito erano in milliJansky, sono stati quindi convertiti in $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ tramite la formula di conversione

$$1 \text{ Jy} = \frac{c \cdot 10^{-35}}{\lambda_{eff}^2} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{\AA}^{-1} \quad (3.11)$$

Con il software IRAF è stata eseguita poi un'interpolazione dei dati con una funzione di corpo nero attraverso *nfit1d* del pacchetto *stdas*, per ricavare la temperatura della stella (Figura 3.9). I risultati sono riportati in Tabella 3.8.

La temperatura del 07 ottobre trovata per la nova è compatibile con quella di una stella di tipo spettrale F, in accordo con i diagrammi colore-colore di Figura 3.4.

Conoscendo la temperatura e la luminosità si può quindi calcolare il raggio della stella con la formula:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \quad (3.12)$$

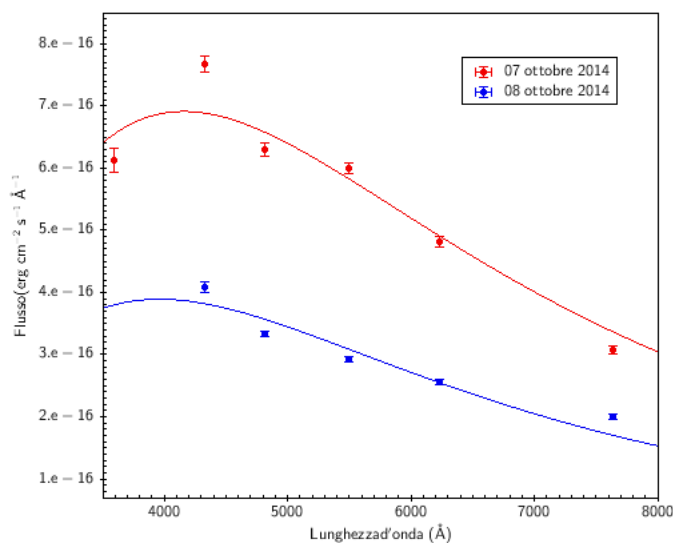


Figura 3.9: SED di PSN J00150875-3912501 dei giorni 07 e 08 ottobre 2014. La linea rossa rappresenta il best-fit per la SED del 07 ottobre 2014, la linea blu rappresenta il best-fit per la SED del 08 ottobre 2014.

Risulta, per il 07 ottobre 2014, $R = 3.28 \cdot 10^8$ km ($\simeq 2.2$ UA), mentre per il 08 ottobre 2014 $R = 2.03 \cdot 10^8$ km ($\simeq 1.4$ UA). Il fatto che la temperatura resta quasi costante e il raggio risulta diminuire significa che l'atmosfera della stella diventa otticamente sottile, come indicato da Czekala et al. (2013).

3.4 Spettroscopia di PSN J00150875-3912501

Dopo aver analizzato i dati di fotometria, sono stati studiati gli spettri di PSN J00150875-3912501 del 07-08-09 ottobre 2014 (Figura 3.10). Per prima cosa sono state identificate le righe principali: risultano evidenti le righe della serie di Balmer, le righe di O I $\lambda 7773$ Å e $\lambda 8446$ Å, e le righe di Fe II $\lambda 4924$ Å e $\lambda 5018$ Å.

Le righe della serie di Balmer (Figura 3.11) sono state utilizzate per calcolare la velocità degli *ejecta* della nova.

Per lo spettro del 07/10/2014, in cui le righe della serie di Balmer apparivano con profilo P-Cygni, è stata misurata la posizione in lunghezze d'onda del minimo della parte in assorbimento; da questa, tramite la formula classica dell'effetto Doppler:

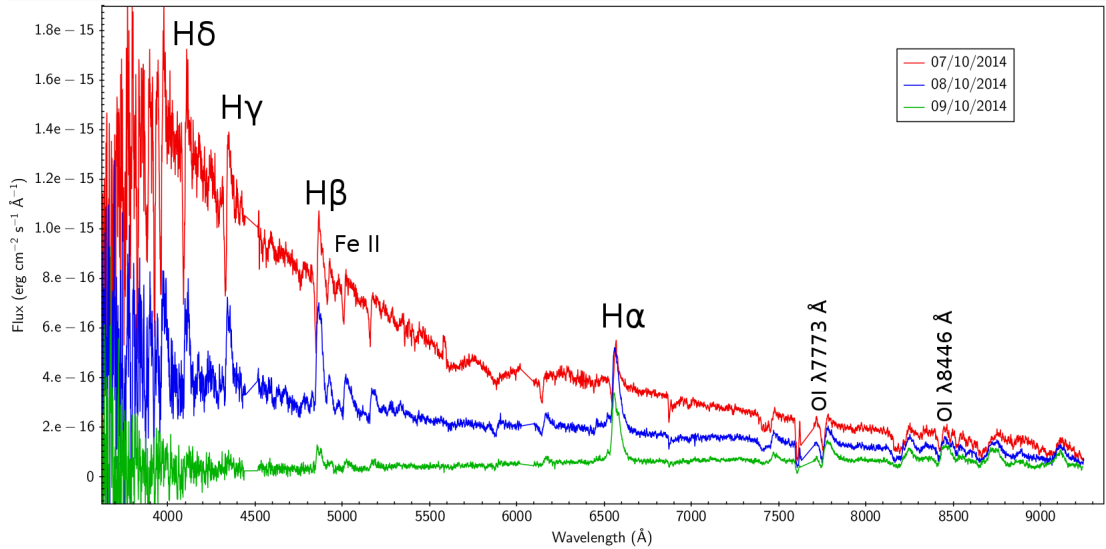


Figura 3.10: Spettri ottici di PSN J00150875-3912501 del 07-08-09 ottobre 2014.

$$v = c \frac{\lambda_{oss} - \lambda_{riga}}{\lambda_{riga}} \quad (3.13)$$

(con λ_{riga} la lunghezza d'onda a riposo), è stata ricavata la velocità derivante dal moto combinato degli ejecta e della recessione di NGC 55. Il NED fornisce come velocità di recessione di NGC 55 il valore $v = 129 \text{ km s}^{-1}$, che è stato sottratto dalla velocità ricavata attraverso la formula dell'effetto Doppler.

Per gli spettri dei giorni 08 e 09/10/2014, in cui le righe di Balmer apparivano in emissione, è stata misurata la FWHM (larghezza a metà altezza) delle righe; è stato quindi possibile ricavare la velocità degli ejecta tramite la formula:

$$v = c \frac{FWHM}{2\lambda_{riga}} \quad (3.14)$$

In Tabella 3.9 sono riportate le righe della serie di Balmer osservate, il valore della FWHM nel caso di righe di emissione e la velocità corrispondente, la posizione del minimo dell'assorbimento nel caso di righe di tipo P-Cygni e la corrispondente velocità corretta per il moto di recessione di NGC 55. Shafter et al. (2011) riportano una relazione tra la FWHM di $H\alpha$ e il t_2 delle novae

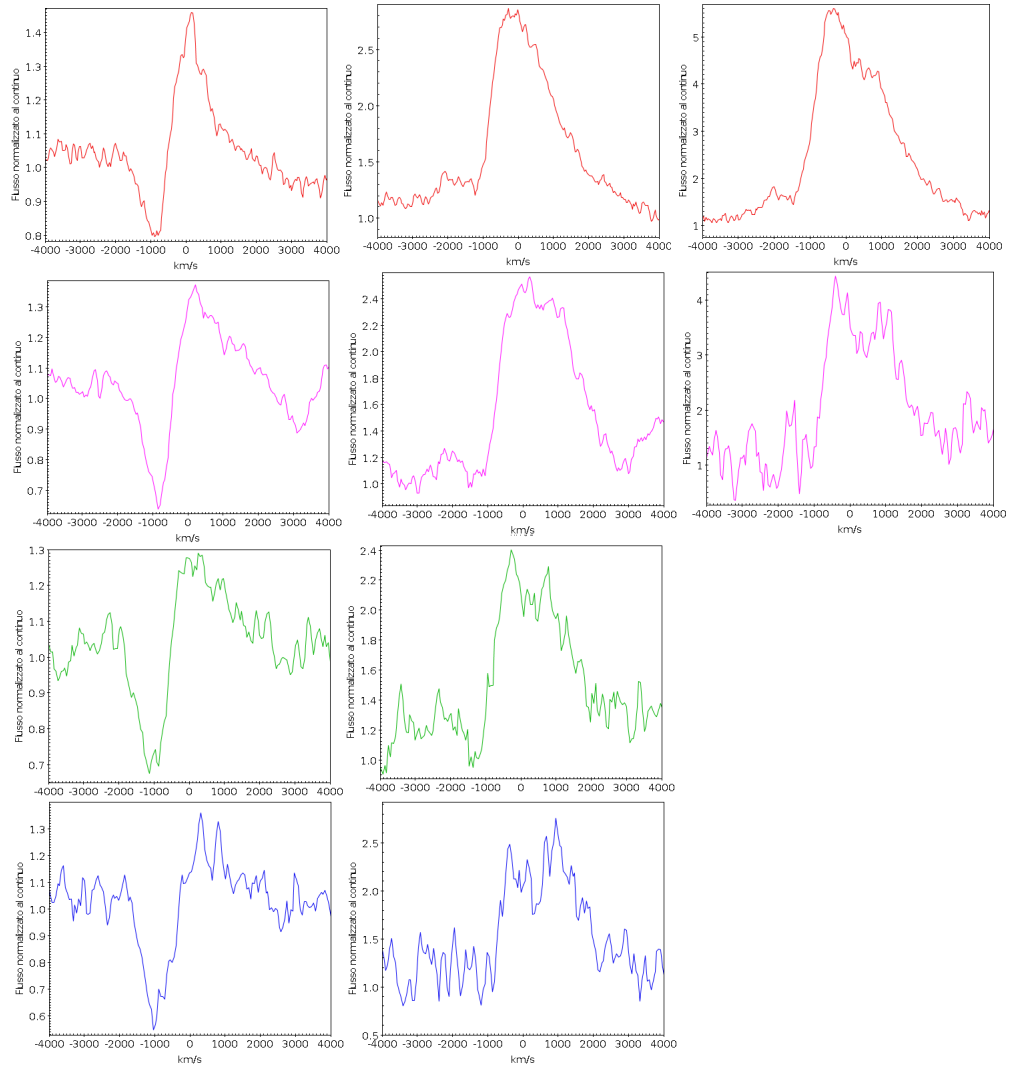


Figura 3.11: Dall'alto verso il basso è riportata l'evoluzione temporale del profilo delle righe $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ e $H\delta$. A sinistra le righe si riferiscono al giorno 07 ottobre 2014, al centro al giorno 08 ottobre 2014 e a destra al giorno 09 ottobre 2014.

Riga	Giorni in cui la riga è presente	FWHM (Å)	Minimo dell'assorbimento (Å)	Velocità (km s ⁻¹)
H α λ 6563 Å	07/10/2014 (P-Cygni)	-	6542	-1081.43
	08/10/2014 (emissione)	42	-	-959.28
	09/10/2014 (emissione)	49.68	-	-1134.7
H β λ 4861 Å	07/10/2014 (P-Cygni)	-	4847	-953.06
	08/10/2014 (emissione)	38.8	-	-1196.61
	09/10/2014 (emissione)	36.55	-	-1127.22
H γ λ 4340 Å	07/10/2014 (P-Cygni)	-	4328	-1198.14
	08/10/2014 (emissione)	35.19	-	-1214.42
H δ λ 4102 Å	07/10/2014 (P-Cygni)	-	4088	-1135.45
	08/10/2014 (emissione)	37.4	-	-1366.75

Tabella 3.9: Righe della serie di Balmer trovate negli spettri di PSN J00150875-3912501 del 07-08-09 ottobre 2014.

$$\log t_2 = 6.84 \pm 0.10 - (1.68 \pm 0.02) \log FWHM(H\alpha) \quad (3.15)$$

con t_2 espresso in giorni e la FWHM in km s⁻¹. In Figura 3.12 PSN J00150875-3912501 è confrontata con un gruppo di novae di M31 studiate da Shafter et al. (2011) e con la relazione 3.15. Come nel caso della MMRD, troviamo che i valori di PSN J00150875-3912501 sono più vicini a quelli delle stelle He/N (è più rapida e gli ejecta sono più veloci delle novae Fe II di M31), ma ha comunque valori molto simili a SN 2010U, che è di tipo Fe II.

La presenza della riga intensa di O I λ 7773 Å (Figura 3.13) è indicativa di particolari condizioni del vento stellare: infatti, diventa confrontabile con l'intensità di O I λ 8446 Å quando la temperatura cinetica è bassa ($T \simeq 7000$ K) e la densità elettronica è almeno dell'ordine di $n_e \simeq 10^{12}$ cm⁻³ (Williams, 2012); questo significa che il vento di PSN J00150875-3912501 è particolarmente denso.

Attraverso il software IRAF, utilizzando *splot* del pacchetto *noao*, è possibile conoscere la larghezza equivalente delle righe; è stato in seguito calcolato il rapporto λ 8446/ λ 7773. In Tabella 3.10 sono riportati i valori delle larghezze equivalenti della parte in emissione delle due righe e dei rapporti ottenuti per i giorni 08 e 09 ottobre 2014; non è stato calcolato il valore relativo al giorno 07/10/2014 perché la parte in emissione non era ancora ben evidente. Il rapporto λ 8446/ λ 7773 risulta dell'ordine dell'unità; confrontando con i valori ottenuti da Williams (2012) per novae Fe II e He/N, si vede che questo

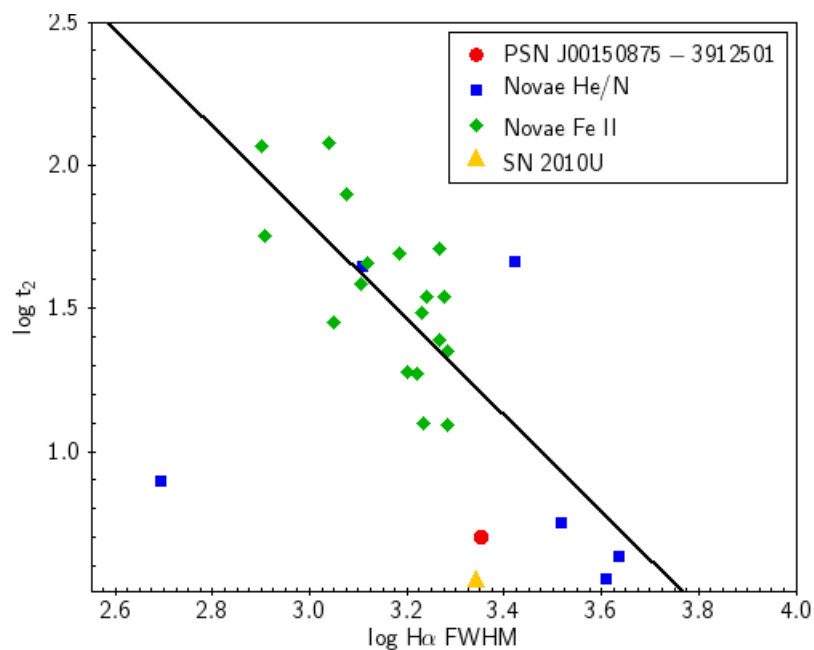


Figura 3.12: FWHM della riga $H\alpha$ di PSN J00150875-3912501 del 09 ottobre 2014 e di un gruppo di novae di M31 confrontata con la relazione di Equazione 3.15. I dati sulle novae di M31 sono estratti da un grafico di Shafter et al. (2011), i dati su SN 2010U sono ricavati da Czekala et al. (2013).

Data	Riga Å	Larghezza equivalente Å	$\lambda 8446/\lambda 7773$
08/10/2014	O I $\lambda 8446$	27.8	1.46
	O I $\lambda 7773$	19	
09/10/2014	O I $\lambda 8446$	44.7	0.85
	O I $\lambda 7773$	52.6	

Tabella 3.10: Rapporti $\lambda 8446/\lambda 7773$ nei giorni 08 e 09 ottobre 2014.

valore è compatibile con i valori delle novae Fe II. Risulta invece inusuale il rapporto trovato per il 09/10/2014, in cui l'intensità di O I $\lambda 7773$ Å supera quella di O I $\lambda 8446$ Å; tuttavia, Williams (2012) riporta nel suo articolo che non è un fenomeno impossibile, per quanto raro.

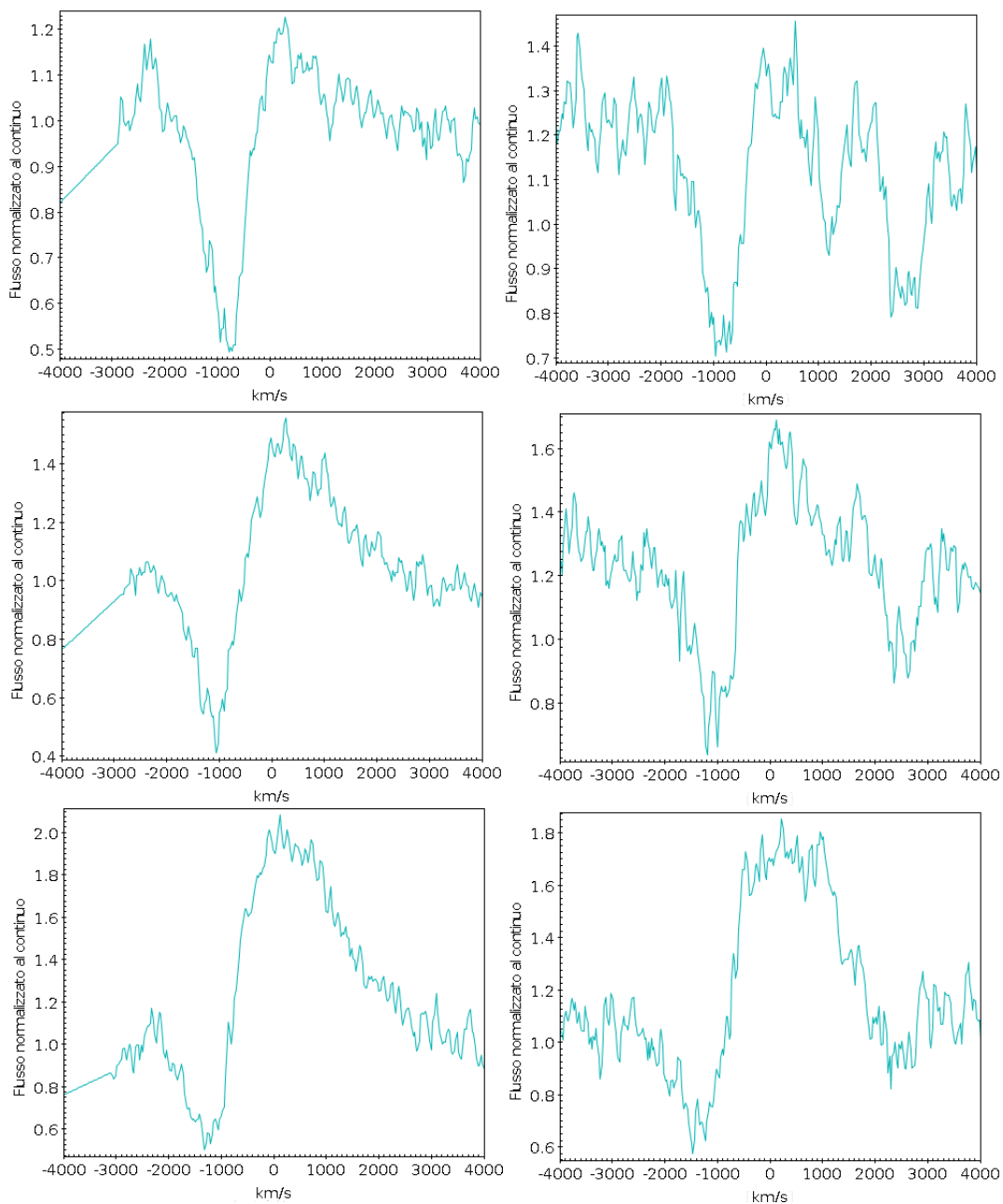


Figura 3.13: Righe O I $\lambda 7773$ Å (a sinistra) e O I $\lambda 8446$ Å (a destra) osservate nei giorni (a partire dall'alto) 07, 08 e 09 ottobre 2014; i profili delle righe diventano sempre più evidenti con il passare dei giorni.

Conclusioni

Dall'analisi dei dati fotometrici e spettroscopici a nostra disposizione PSN J00150875-3912501 risulta essere una nova e non una LBV. La sua magnitudine assoluta al massimo è, trascurando l'estinzione, $M_V = -9.42 \pm 0.36$: si annovera pertanto tra le novae più luminose mai osservate.

Per stabilire il t_2 è stato assunto che il massimo visuale coincidesse con il primo giorno di osservazioni; a causa della mancanza di dati riguardo i giorni precedenti, non si può confermare la veridicità di questa assunzione, tuttavia appare consistente con l'elevato valore di magnitudine assoluta ricavato. Sulla base di questa assunzione, risulta $t_2 \simeq 5$ giorni; un valore così piccolo mostra che PSN J00150875-3912501 ha avuto un'evoluzione rapida; dato che gli spettri mostrano che si tratta di una nova di tipo Fe II, l'evoluzione rapida risulta inusuale, ma esistono casi analoghi in letteratura, come per esempio SN 2010U studiata da Czekala et al. (2013).

Confrontando l'evoluzione temporale dell'indice di colore B-V si ottiene un buon accordo con i dati ricavati da studi su altre novae; analogamente, PSN J00150875-3912501 mostra un allontanamento col passare del tempo dalla sequenza principale e dal ramo delle supergiganti nei diagrammi colore-colore u-g contro g-r e g-r contro r-i, in accordo con le aspettative. Confrontando le relazioni MMRD- t_2 e FWHM(H α)- t_2 si nota di nuovo la somiglianza con SN 2010U studiata da Czekala et al. (2013).

PSN J00150875-3912501 risulta super-Eddington per almeno i primi 5 giorni (giorno del massimo compreso), con una luminosità al massimo di $1.82 (\pm 0.61) \cdot 10^{39}$ erg s $^{-1}$. La sua temperatura è attorno ai 7000 K i primi due giorni, mentre il raggio decresce da $\simeq 2.2$ UA a $\simeq 1.4$ UA.

Negli spettri, oltre alle righe di Fe II, sono state osservate righe della serie di Balmer e di O I $\lambda 7773$ Å e O I $\lambda 8446$ Å. Dalle righe della serie di Balmer è stata ricavata una velocità degli ejecta di $\simeq 1000$ km s $^{-1}$; dal rapporto tra le intensità delle righe di O I, seguendo lo studio di Williams (2012) si è potuto stimare che la densità elettronica del vento è almeno dell'ordine di $n_e \simeq 10^{12}$ cm $^{-3}$.

Confrontando i parametri ricavati per PSN J00150875-3912501 con quelli teorici di Yaron et al. (2005), in particolare considerando la rapida evoluzione della nova, risulta che la nana bianca progenitrice aveva probabilmente massa $\gtrsim 1.25 M_{\odot}$.

Nello studio presentato, è stata solamente ricavata una stima dell'estinzione da cui era affetta PSN J00150875-3912501, che risulta $E(B-V) \simeq 0.2$. In futuro ci proponiamo di analizzare dati spettroscopici e fotometrici della nova ottenuti nel vicino infrarosso al fine di ottenere una maggiore comprensione delle caratteristiche dell'oggetto. Inoltre sono a disposizione nell'archivio pubblico dell'Hubble Space Telescope, dati fotometrici a banda larga attraverso i quali trarremo informazioni più precise sul tipo di popolazione stellare presente nei dintorni della nova e probabilmente una misura più precisa dell'estinzione.

Bibliografia

- [1] Allen, C. W., & A. N. Cox, *Allen's Astrophysical Quantities*, Springer Science Business Media, 2000.
- [2] Anupama, G. C., & Kamath, U. S., 2012, *BASI*, Vol. 40, p. 161-183.
- [3] Australia Telescope National Facility
http://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/stellarevolution_postmain.html#postmainlow, consultato il 04/12/2016.
- [4] Böhm, T., & Catala, C., 1994, *A&A*, Vol. 290, p.167-175.
- [5] Böhm-Vitense, E., *Introduction to stellar astrophysics*, Cambridge University Press, 1989.
- [6] BOSS-Backyard Observatory Supernova Search,
<http://www.bosssupernova.com/>, consultato il 23/11/2016.
- [7] Cenko, S. B., Kasliwal, M. M., Cao, Y. 2014, *The Astronomer's Telegram*, No.6548.
- [8] Cram, L. E., & Mullan, D. J., 1979, *ApJ*, Part 1, vol. 234, p. 579-587.
- [9] Czekala, I., Berger, E., Chornock, R., Pastorello, A., Marion, G. H., Margutti, R., Botticella, M. T., Challis, P., Ergon, M., Smartt, S., Sollerman, J., Vinkó, J., Wheeler, J. C. 2013, *ApJ*, Volume 765, Issue 1, article id. 57, 15 pp.
- [10] de Jager, C., Heise, J., van Genderen, A. M., Foing, B. H., Ilyin, I. V., Kilkenny, D. S., Marvridis, L., Cutispoto, G., Rodono, M., Seeds, M. A., Yuen, K. Ng., van Driel, W., Rabattu, X., Zodi, A. M., Vilas Boas, J. W. S., Scalise, E., Schaal, R. E., Kaufmann, P., Waelkens, C. 1989, *A&A*, vol. 211, no. 1, p. 157-172.
- [11] Griffiths, D. J., *Introduzione alla Meccanica Quantistica*, Casa Editrice Ambrosiana, 2005.

- [12] Hachisu, I., & Kato, M., 2016, ApJS, Volume 223, Issue 2, article id. 21, 62 pp.
- [13] Hack, M., & la Dous, C., *Cataclysmic variables and related objects*, Paris, France : Centre National de la Recherche Scientifique ; Washington, D.C. : NASA, 1993.
- [14] Hamann, W.R., Gräfener, G., Liermann, A. 2006, A&A, Volume 457, Issue 3, pp.1015-1031.
- [15] Hardy, D. A., www.astroart.org, link consultato il 28/11/2016.
- [16] Hartigan, P., Kenyon, S.J., Hartmann, L., Strom, S. E., Edwards, S., Welty, A. D., Stauffer, J. 1991, ApJ, vol. 382, p. 617-635.
- [17] Herbig, 1962, Adv. Astr. Astrophys., Vol. 1, p. 47-103.
- [18] Joy, A. H., 1948, AJ, Vol. 53, p. 107-107.
- [19] Kogure, T., & Leung, K., *The Astrophysics of Emission-Line Stars*, Springer, 2007.
- [20] Landi Innocenti, E., *Spettroscopia atomica e processi radiativi*, Springer Science Business Media, 2009.
- [21] Lamers, H. J. G. L. M., 1986, Luminous stars and associations in galaxies; Proceedings of the Symposium, Porto-Kheli, Greece, May 26-31, 1985 (A87-16301 04-90). Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., p. 157-178; Discussion, p. 179-182.
- [22] Maeder, A., & Meynet, G., 1987, A&A, vol. 182, no. 2, p. 243-263.
- [23] Markova, N., & Zamanov, R., 1995, A&AS, v.114, p. 499-508.
- [24] Moro-Martìn, A., Garnavich, P. M., Noriega-Crespo, A. 2001, AJ, Volume 121, Issue 3, pp. 1636-1647.
- [25] Morpheus, <http://morpheus.phys.lsu.edu/magnitude.html>, consultato il 10/11/2016.
- [26] NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE, <https://ned.ipac.caltech.edu/>, link consultato il 15/11/2016.
- [27] Plavec, M., & Polidan, R. S., 1975, Nature, vol. 253, Jan. 17, p. 173, 174.
- [28] Porter, J. M., & Rivinius, T., 2003, PASP, Volume 115, Issue 812, pp. 1153-1170.
- [29] Rosino, L., *Lezioni di Astronomia*, CEDAM - Padova, 1979.

- [30] SDSS, <https://www.sdss3.org/dr8/algorithms/sdssUBVRITransform.php>, link consultato il 19/11/2016.
- [31] Seitter, W. C., 1990, *Physics of Classical Novae*. Proceedings of Colloquium No.122 of the International Astronomical Union, held in Madrid, Spain, on June 27-30, 1989. Editors, A. Cassatella, R. Viotti; Publisher, Springer-Verlag, Berlin, Germany; New York, NY, 1990. ISBN 3-540-53500-4. LC QB841 .I55 P. 79.
- [32] Shafter, A. W., Darnley, M. J., Hornoch, K., Filippenko, A. V., Bode, M. F., Ciardullo, R., Misselt, K. A., Hounsell, R. A., Chornock, R., Matheson, T. 2011, *ApJ*, Volume 734, Issue 1, article id. 12, 28 pp.
- [33] Siviero, A., Munari, U., Dallaporta, S., Valisa, P., Luppi, V., Moretti, S., Tomaselli, S., Bacci, S., Ballardini, F., Cherini, G., Graziani, M., Frigo, A., Vagnozzi, A. 2009, *MNRAS*, Volume 399, Issue 4, pp. 2139-2145.
- [34] Smith, N., Li, W., Silverman, J. M., Ganeshalingam, M., Filippenko, A. V. 2011, *MNRAS*, 415 (1): 773-810.
- [35] Starrfield, S., Iliadis, C., Hix, W. R. 2016, *PASP*, Volume 128, Issue 963, pp. 051001.
- [36] Strassmeier, K. G., 1994, *A&AS*, 103, 413-425.
- [37] Tennyson, J., *Astronomical Spectroscopy*, Imperial College Press, 2005.
- [38] Tognelli, E., Prada Moroni, P. G., Degl'Innocenti, S. 2011, *A&A*, Volume 533, id.A109, 20 pp.
- [39] van der Hucht, K. A., 1992, *A&ARv*, vol. 4, no. 2, p. 123-159.
- [40] Walkowicz, L. M., Basri, G., Batalha, N., Gilliland, R. L., Jenkins, J., Borucki, W. J., Koch, D., Caldwell, D., Dupree, A. K., Latham, D. W., Meibom, S., Howell, S., Brown, T. M., Bryson, S. 2011, *AJ*, Volume 141, Issue 2, article id. 50, 9 pp.
- [41] Waters, L. B. F. M., & Waelkens, C., 1998, *ARA&A*, Volume 36, 1998, pp. 233-266.
- [42] Williams, R. E., 1992, *AJ*, vol. 104, no. 2, p. 725-733.
- [43] Williams, R. E., 2012, *AJ*, Volume 144, Issue 4, article id. 98.
- [44] Yaron, O., Prialnik, D., Shara, M. M., Kovetz, A. 2005, *ApJ*, Volume 623, Issue 1, pp. 398-410.

- [45] Zickgraf, F. J., 1992, Nonisotropic and Variable Outflows from Stars, ASP Conference Series, Vol. 22, Laurent Drissen, Claus Leitherer, and Antonella Nota, Eds., p. 75.