

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "G. GALILEI"

CORSO DI LAUREA IN ASTRONOMIA

TESI DI LAUREA TRIENNALE

**Spettroscopia nel vicino infrarosso
della nova PSN J00150875-3912501
in NGC 55**

Relatore: Dott. STEFANO CIROI

Correlatore: Dott. FRANCESCO DI MILLE

Laureando: JEAN EPHREM NASTASIO

Matricola: 1074208

ANNO ACCADEMICO 2016/2017

*Hujus generis sunt stellæ fixæ,
quæ subito apparent,
et sub initio quam maxime splendent,
et subinde paulatim evanescunt.*

Of this kind are such fixed stars,
as appear on a sudden,
and shine with a wonderful brightness at first,
and after vanish by little and little.

- Newton -

Indice

Introduzione	iv
1 Le novae	1
1.1 Stellae novae	1
1.2 Le novae nel visibile	3
1.2.1 Andamento della curva di luce	3
1.2.2 MMRD e altre relazioni sulla luminosità delle novae	5
1.2.3 Evoluzione spettrale	7
1.3 Classificazione delle novae	9
1.3.1 Classificazione nel visibile	9
1.3.2 Classificazione nel vicino infrarosso	9
1.4 Le novae nell'infrarosso	21
1.4.1 Evoluzione infrarossa delle novae	22
1.4.2 Proprietà della polvere e abbondanze degli elementi	24
2 Studio della nova PSN J00150875-3912501	27
2.1 La scoperta di PSN J00150875-3912501	27
2.2 Studio della nova nel visibile	27
2.2.1 Fotometria	27
2.2.2 Spettroscopia	28
2.2.3 Risultati dello studio nel visibile	29
2.3 Studio della nova nel vicino infrarosso	30
2.3.1 Strumentazione	30
2.4 Analisi spettroscopica	32
2.4.1 Righe dell'idrogeno	32
2.4.2 Altre righe nello spettro	33
2.4.3 Velocità degli <i>ejecta</i>	38
2.4.4 Considerazioni sulla fase P-Cygni	40
Conclusioni	42
Bibliografia	44

Introduzione

Nella propria tesi di laurea¹ l'allora laureanda Sara Leardini analizzò i dati riguardanti una nuova stella osservata nella galassia NGC 55 (PSN J00150875-3912501) per cercare di stabilirne la natura: variabile blu luminosa oppure nova. Lo studio della fotometria della stella portò alla conclusione che la stella in questione è una nova. Da questi dati e dai dati spettroscopici ricavò poi alcuni importanti parametri della nova.

Riprendendo questi risultati, questa tesi si propone di ampliare le conoscenze riguardo la natura di questo oggetto aggiungendo ai dati presi nell'ottico anche i dati ottenuti nel vicino infrarosso. Data la presenza di molte più righe in questo dominio spettrale si tenterà di classificare con maggiore precisione questa nova e di ricalcolarne alcuni parametri.

Questa tesi va quindi intesa come una continuazione del lavoro precedentemente svolto. Nello specifico, la prima parte di questa tesi tratterà il fenomeno delle novae da un punto di vista generale, ponendo poi particolare attenzione alla loro classificazione e analisi spettroscopica nel dominio del vicino infrarosso, tutt'ora relativamente poco esplorato nello studio di questa classe di oggetti celesti. Nella seconda parte di questa tesi sarà invece esposto lo studio della nova PSN J00150875-3912501 e i risultati ottenuti.

¹Leardini 2016.

Capitolo 1

Le novae

1.1 Stellae novae

Una stella nova è, come lascia supporre il nome, una stella che ad un certo momento diviene visibile in quanto soggetta ad un improvviso aumento della propria luminosità intrinseca. Più propriamente una nova è costituita da un sistema binario stretto (figura 1.1) in cui una componente (la stella principale) è una nana bianca e l'altra componente (stella secondaria) è generalmente una stella di sequenza principale, ma può anche essere una stella evoluta (gigante o sub-gigante) che riempie il proprio lobo di Roche. Se solo una stella del sistema binario riempie il proprio lobo di Roche il sistema è detto semi-separato, mentre se lo riempiono entrambe il sistema è detto a contatto.

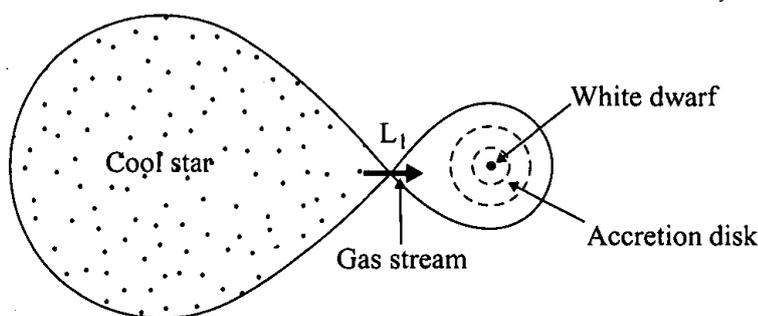


Figura 1.1: Rappresentazione schematica di un sistema binario in cui la stella più fredda riempie il proprio lobo di Roche e il flusso di gas tramite il punto lagrangiano L1 crea un disco di accrescimento attorno alla nana bianca. (Hoffmeister, Richter e Wenzel 1985).

La nana bianca è una stella che in sequenza principale aveva una massa inferiore a $8-10 M_{\odot}$ e che è giunta agli ultimi stadi evolutivi. Dopo la fase di AGB (*Asymptotic Giant Branch*), la stella ha perso gli strati più esterni ed è rimasta con il solo nucleo composto da He, C e O oppure da O e Ne

a seconda della massa iniziale (queste vengono appunto distinte in nane bianche CO e nane bianche ONe, create da stelle che in sequenza principale avevano rispettivamente massa $M < 8 M_{\odot}$ e $8 < M < 10 M_{\odot}$) in cui non avvengono più reazioni di fusione nucleare e la materia si trova in una situazione di forte degenerazione elettronica, che sostiene la stella impedendole di collassare. Il sistema binario è soggetto a un flusso di materia ricca di idrogeno che dalla stella secondaria si sposta verso la stella principale creando un disco di accrescimento attorno a quest'ultima. Questa materia va ad accumularsi sulla superficie della nana bianca, dove si comprime e si riscalda. Quando alla base degli strati di materia accumulata sulla superficie della nana bianca si ottengono le condizioni di temperatura e pressione necessarie, si innescano i processi di fusione nucleare; tuttavia essendo la stella in uno stato di degenerazione elettronica, essa non è nelle condizioni di reagire adeguatamente, per esempio espandendosi e facendo raffreddare gli strati esterni. Questo porta a un ulteriore aumento della temperatura e quindi del tasso di produzione di energia: si ha così un TNR (*Thermonuclear Runaway*). La temperatura continua a crescere finché la materia non abbandona il proprio stato di degenerazione e inizia ad espandersi dando vita all'esplosione della nova. Una rappresentazione schematica dell'esplosione di una nova è riportata in figura 1.2. Osservando la materia espulsa dalla nova si trovano grandi abbondanze di CNO ed altri elementi prodotti dal TNR, ma anche di elementi che difficilmente sono prodotti in tale situazione e sono quindi indizio di qualche evento di *dredge-up* (rimiscolamento) della materia della nova stessa.

La massa critica a cui ha luogo il TNR è determinata dalla massa di Chandrasekhar, $\sim 1.44 M_{\odot}$. Tipicamente si ha un aumento di circa 7 magnitudini per le novae lente (NB) e fino a 15 magnitudini per le novae veloci (NA). La distinzione in queste classi di velocità è parametrizzata dai tempi t_2 o t_3 , ovvero i tempi in cui la curva di luce della nova cala 2 o 3 magnitudini rispettivamente. In generale le novae veloci (con t_2 piccolo) sono caratterizzate da luminosità bolometriche maggiori e da velocità del gas espulso più grandi rispetto alle novae lente. Alcune nane bianche posseggono un forte campo magnetico superficiale che influisce sul comportamento del disco di accrescimento: per campi intensi ($B \gtrsim 10^7 G$) il disco di accrescimento non si forma nemmeno e il materiale dalla stella secondaria cade direttamente su uno dei poli magnetici della nana bianca, mentre per campi più deboli ($10^6 \lesssim B \lesssim 10^7 G$) il disco si forma ma è troncato interiormente; nel primo caso si parla di nova "polare", nel secondo di nova "polare intermedia". Il tipico tasso di accrescimento tramite disco è $M_{acc} \sim 10^{-9} M_{\odot} yr^{-1}$. Il tempo tra due successive esplosioni può essere dell'ordine dei $10^4 - 10^5$ anni e si parla in tal caso di novae classiche (CN); oppure su tempi scala più brevi, < 100 anni e si parla in tal caso di novae ricorrenti (RN).

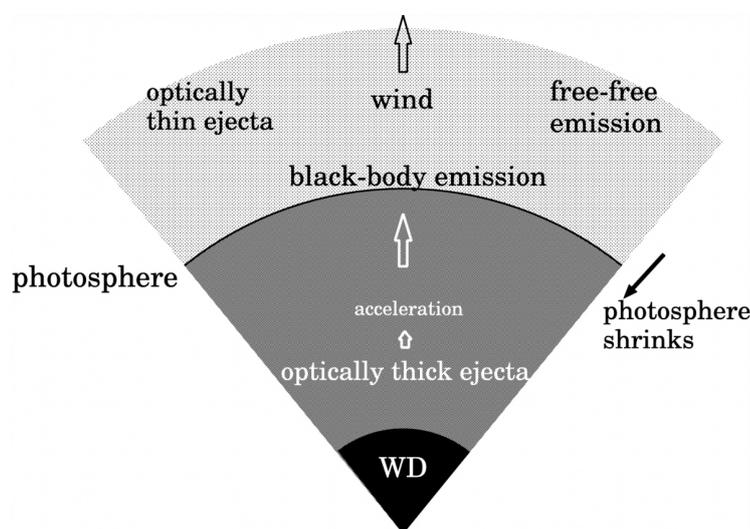


Figura 1.2: Rappresentazione schematica dell'esplosione di una nova. Gran parte della materia accumulata sulla superficie della nova è espulsa dal vento, che è accelerato in profondità nella fotosfera. Dopo il massimo nell'ottico la fotosfera comincia a contrarsi mentre il materiale espulso continua ad espandersi. (Hachisu e Kato 2006).

1.2 Le novae nel visibile

1.2.1 Andamento della curva di luce

L'andamento della luminosità di una nova può essere suddiviso in alcune fasi come osservabile in figura 1.3.

Fase di pre-massimo L'andamento della curva di luce delle novae è ben definito, anche se la durata delle diverse fasi può variare tra le novae veloci e quelle lente. Praticamente tutte le novae aumentano molto rapidamente la propria luminosità (1-3 giorni) fino a una fase di pre-massimo posta a circa due magnitudini dal livello di magnitudine minima (ovvero al massimo della luminosità). Questa fase può variare dalle poche ore ai pochi giorni a seconda del tipo di nova. Dopodiché la luminosità aumenta ancora (in 1-2 giorni per le novae veloci, qualche settimana per quelle lente) fino al picco di luminosità, ove la nova si manterrà per poche ore (NA) o per pochi giorni (NB) prima di iniziare a calare.

Fase di spettro principale La luminosità della nova comincia a decrescere con un tasso indicato da t_2 e t_3 . A circa 3 o 4 magnitudini sotto al massimo si hanno tre diversi andamenti possibili:

- la nova mostra un minimo con profondità tra 7 e 10 magnitudini della durata di qualche mese o anno, dovuto alla formazione di polvere nel gas

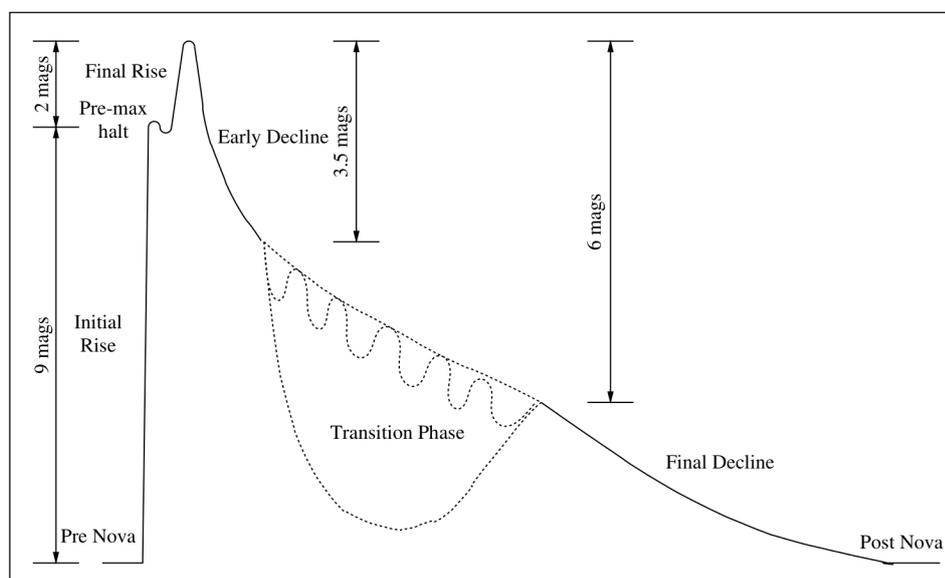


Figura 1.3: Morfologia della curva di luce di una nova. (Bode e Evans 2008).

espulso dall'esplosione. Infatti tale minimo nell'ottico è accompagnato da un aumento della luminosità nell'infrarosso (si vedano le figure 1.4 e 1.14). Si nota anzi che la somma dell'energia emessa nell'ottico e nell'infrarosso resta pressoché costante. Il secondo scenario possibile è una successione di oscillazioni quasi periodiche (con periodo di 5-15 giorni) con ampiezza fino a 1.5 magnitudini. Il terzo andamento non presenta peculiarità nella curva di luce e la decrescita prosegue in modo regolare fino alla fase di post-nova.

Fase di post-nova Dopo l'esplosione e l'espulsione degli strati esterni della nana bianca, questa ricomincia ad accrescere la propria massa grazie alla materia proveniente dalla compagna. In questa fase la luminosità della nova è sostenuta dal disco di accrescimento; non si ha più quindi una simmetria sferica ma a produrre la luminosità della nova è il disco, con geometria bidimensionale. Pertanto la magnitudine della nova durante la fase di quiescenza dipende fortemente dall'inclinazione del piano orbitale del sistema, creando una modulazione quasi periodica della magnitudine della nova.

In circa metà delle novae studiate si osserva un leggero aumento di luminosità (tra 0.25 e 1.5 magnitudini) negli 1-15 anni precedenti l'esplosione. Ciò permette di predire, sebbene approssimativamente, la successiva esplosione. Una nova polare generalmente ha il proprio periodo di rotazione sincronizzato col periodo orbitale del sistema binario. Osservare una differenza tra questi due periodi è indice di una

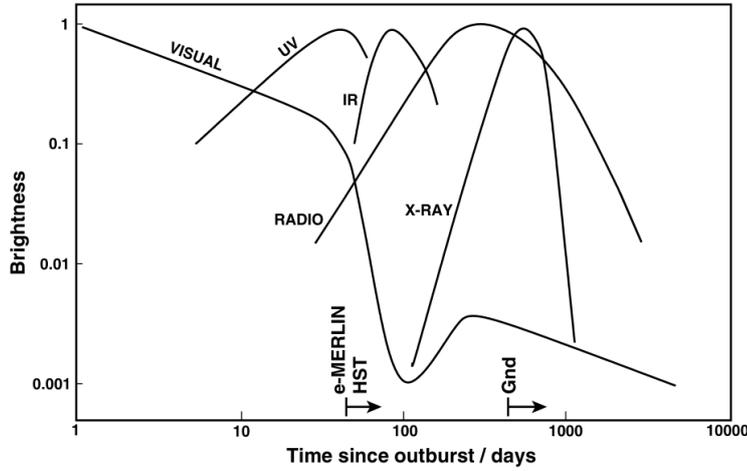


Figura 1.4: Sviluppo in diverse bande spettrali di una nova classica. Sono indicati i tempi a cui il materiale espulso con una velocità di 1000 km s^{-1} e a una distanza di 1 kpc diventa spazialmente risolto nel radio (e-Merlin), nell’ottico dallo spazio (HST) e da terra (Gnd). (Bode e Evans 2008).

recente esplosione che ha temporaneamente de-sincronizzato la nana bianca a causa di trasferimento di momento angolare durante l’ultima esplosione; un esempio è quello della nova V1500 Cyg esplosa nel 1975 e osservata avere $P_{orb} = 201.04 \text{ min}$ e $P_{rot} = 197.55 \text{ min}$: il periodo di rotazione sta lentamente crescendo, con un tasso tale che il sincronismo sarà ristabilito fra ~ 185 anni (Schmidt, Liebert e Stockman 1995).

1.2.2 MMRD e altre relazioni sulla luminosità delle novae

Nello studio delle novae un’importante relazione è quella tra la luminosità al massimo e il tasso di decrescita della curva di luce della nova: la MMRD (*Maximum Magnitude - Rate of Decline*). Una correlazione fra queste due quantità fu inizialmente suggerita da Zwicky (1936) e successivamente corretta e calibrata empiricamente da McLaughlin (1940). Da allora numerose calibrazioni di questa relazione sono state proposte (della Valle e Livio 1995; Downes e Duerbeck 2000; Shafter et al. 2011). L’ultima, in ordine temporale, è la calibratura in banda V proposta da Kantharia (2017) (e riportata in figura 1.5) basandosi su un campione di circa 160 novae galattiche ed extragalattiche:

$$M_{V,0} = -10.804(\pm 0.117) + 2.16(\pm 0.16) \log_{10} t_2 \quad (1.1)$$

La relazione MMRD può dunque essere usata per ottenere la distanza della nova: tramite la MMRD si ottiene $M_{V,0}$ e assieme ad una misura di $m_{V,0}$ si ricava il modulo di distanza della nova. Usando la MMRD calibrata da Nimisha (2017) per le novae con il parametro t_2 noto dalla letteratura,

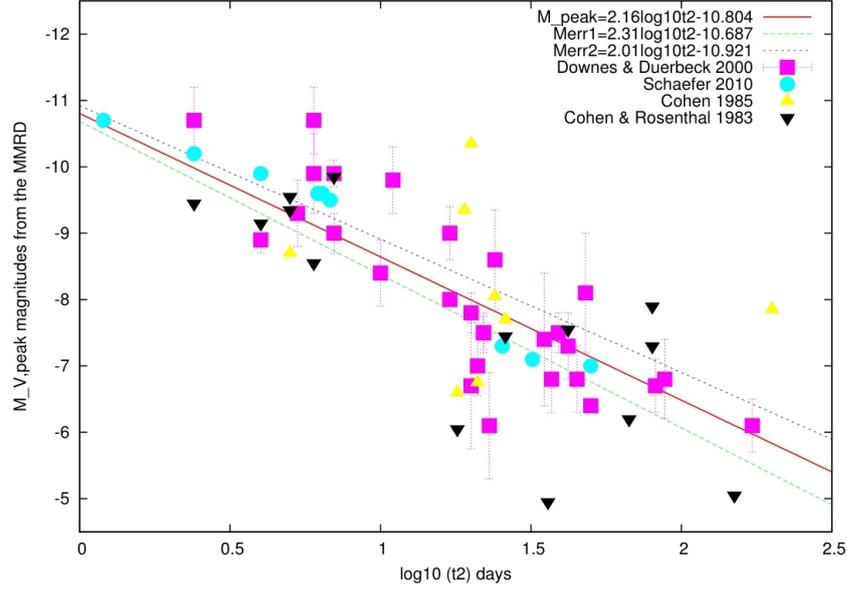


Figura 1.5: La calibrazione finale della relazione MMRD. Le linee tratteggiate sono le linee di errore 1σ . (Kantharia 2017).

si trova che la maggior parte delle novae ha una magnitudine assoluta al massimo tra -6 e -10 (come osservabile in figura 1.6). Per le ~ 160 novae considerate si ottiene un valore mediano di -8.5 magnitudini.

Siccome esistono novae appartenenti a diverse classi di velocità e che quelle con un tasso di decrescita maggiore sono anche quelle con una luminosità al massimo più alta è lecito chiedersi se le curve di luce di novae diverse si intersechino. Buscombe & de Vaucouleurs (1955), esaminando le curve di luce di 11 novae, trovarono che esse presentavano una magnitudine assoluta simile 15 giorni dopo il massimo e stimarono tale valore essere $M_{V,15} = -5.2 \pm 0.1$ magnitudini. Nimisha (2017), usando la nuova MMRD calibrata, ha ricalcolato anche tale valore ottenendo

$$M_{V,15} = -6.22 \pm 0.07 \quad (1.2)$$

inoltre ha trovato che lo scarto minore tra le magnitudini di novae appartenenti a diverse classi di velocità si ha al giorno 12 e non al 15, ottenendo

$$M_{V,12} = -6.616 \pm 0.043 \quad (1.3)$$

Tali relazioni sono valide per novae con $2.4 \leq t_2 \leq 86$ giorni. Queste nuove misure fanno della relazione MMRD e della relazione per $M_{V,12}$ dei solidi strumenti per il calcolo della distanza di una nova.

Altra relazione, utile nel visibile, è quella tra la FWHM della riga $H\alpha$ e il parametro t_2 , riportata da Shafter et al. (2011).

$$\log t_2 = 6.84 \pm 0.10 - (1.68 \pm 0.02) \log FWHM(H\alpha) \quad (1.4)$$

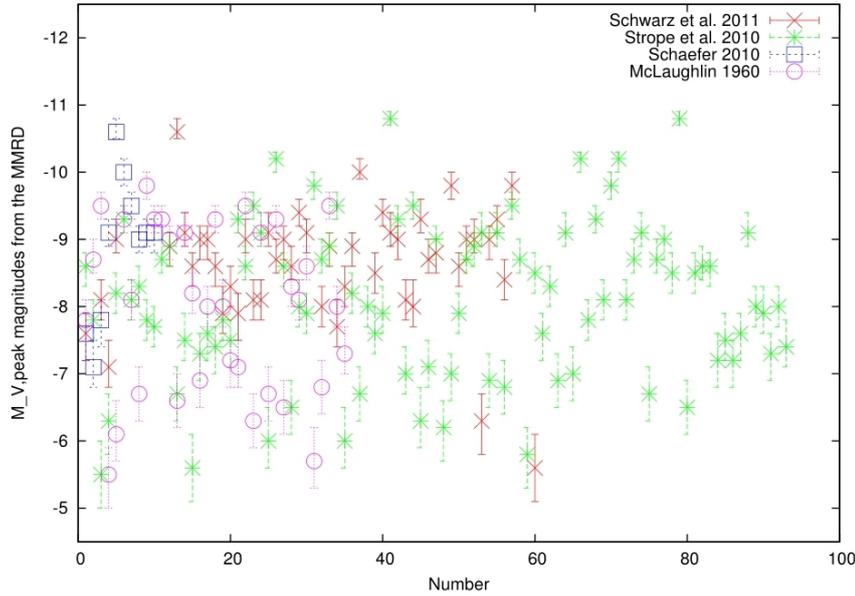


Figura 1.6: Magnitudine assoluta al massimo di luminosità ottenuta tramite la MMRD e il t_2 osservato per 51 novae da Schwarz et al. (2011)(croci), 93 novae da Strope et al. (2010)(stelle), 10 novae ricorrenti da Schaefer (2010)(quadrati) e 35 novae da McLaughlin (1960)(cerchi). (Kantharia 2017).

con t_2 espresso in giorni e FWHM in km s^{-1} .

1.2.3 Evoluzione spettrale

Per quanto riguarda l'evoluzione spettrale delle novae si possono distinguere diverse fasi:

Fase di pre-massimo Nella fase di pre-massimo dominano le righe in assorbimento. Queste sono allargate e *blue-shifted* spesso con l'aggiunta di un profilo di tipo P-Cygni.

Fase di spettro principale Nella fase di spettro principale, le righe in assorbimento sono ancora più marcate e più spostate verso il blu. In particolare si osservano righe di C, N ed O. Per quanto riguarda le righe in emissione o con un profilo P-Cygni, queste sono principalmente di H, degli elementi prodotti dal ciclo CNO, del Fe II, del Ca II e, a partire da pochi giorni dopo il massimo, si osservano anche le righe proibite [O I], [N II] e [O III].

Dalla posizione o dalla larghezza delle righe è possibile calcolare la velocità di espansione della *shell* di gas intorno alla nova, che si pone tra i 100 km s^{-1} e 1300 km s^{-1} , distinguendo due casi:

- quando la riga presenta un profilo di tipo P-Cygni la posizione del minimo di assorbimento fornisce la velocità tramite la formula classica dell'effetto Doppler

$$v = c \frac{\lambda_{oss} - \lambda_{riga}}{\lambda_{riga}} \quad (1.5)$$

- se invece la riga presenta un profilo completamente in emissione la velocità si ottiene da una misura della FWHM (*Full Width at Half Maximum*) tramite la formula

$$v = c \frac{FWHM}{2\lambda_{riga}} \quad (1.6)$$

La velocità ottenuta tramite la posizione del minimo di P-Cygni deve poi essere corretta per la velocità di recessione della galassia (nel caso di novae extragalattiche) o per il moto radiale proprio della nova (nel caso di novae galattiche).

Fase di spettro diffuso Nella fase di spettro diffuso le righe appaiono più allargate e ancor più *blue-shifted*, indicando maggiori velocità di espansione, poste tra 1000 km s^{-1} e 2700 km s^{-1} .

Fase spettro di Orione Nella fase di spettro di Orione il grado di eccitazione e di ionizzazione degli atomi aumenta col tempo. In assorbimento le righe sono prodotte principalmente da He I, C II, N II e O II; in seguito appaiono anche N III e N V. Invece, in emissione si hanno alcune intense righe come il multipletto di N III a 4640 \AA .

Fase di nebula Nella fase di nebula le righe in assorbimento si fanno sempre più deboli fino a scomparire e lo spettro evolve gradualmente verso uno spettro assomigliante a quello di una nebulosa planetaria. Si hanno quattro possibili stadi in questa fase:

- P: *permitted-line phase*
- A: *auroral-line phase*
- C: *coronal-line phase*
- N: *nebular-line phase*

In questa fase le temperature del gas crescono enormemente e quindi i gradi di ionizzazione, tanto che si può arrivare ad osservare righe del [Fe XIV].

Fase di quiescenza Nella fase di quiescenza lo spettro è quello tipico dei dischi con un grande tasso di accrescimento: un continuo blu, originato dal disco otticamente spesso, e righe della serie di Balmer dell'idrogeno, in assorbimento o in emissione.

1.3 Classificazione delle novae

Nella letteratura riguardante le novae si trovano numerosi studi relativi ai cambiamenti che avvengono negli spettri di queste stelle. Una prima classificazione tassonomica fu inizialmente introdotta da McLaughlin (1942, 1944) e successivamente da Payne-Gaposchkin (1957).

1.3.1 Classificazione nel visibile

La prima moderna classificazione delle novae, basata sullo studio e l'evoluzione degli spettri nei primi giorni successivi al massimo nel visibile, fu proposta da Robert E. Williams (1992). Tale classificazione si basa sulle più intense righe in emissione presenti nello spettro dopo le righe della serie di Balmer, sempre presenti. Williams individuò due classi: quella delle novae di tipo Fe II ($\sim 60\%$ del totale) e quella delle novae di tipo He/N ($\sim 40\%$ del totale).

La prima e fondamentale distinzione tra le due classi riguarda dunque le righe osservabili nello spettro, indicate dal nome stesso delle classi. Le novae di tipo Fe II presentano inoltre righe più sottili, spesso con un profilo di assorbimento P-Cygni, indicativo di un'origine delle stesse nel vento stellare; sono caratterizzate da un'evoluzione dello spettro più lenta (settimane) e mostrano anche linee aurorali proibite nelle fasi più avanzate. Le novae di tipo He/N presentano righe più larghe, spesso appiattite o con un profilo seghettato, originate nella *shell* di gas in espansione; sono caratterizzate da un'evoluzione più rapida (giorni) e tendono a non mostrare righe proibite, oppure ad avere delle righe in emissione di tipo coronale.

Alcune novae presentano, subito dopo l'esplosione, uno spettro tipico delle novae Fe II, ma col tempo evolvono verso uno spettro tipico delle novae He/N. Negli studi di R. E. Williams (1992) queste novae "ibride" sono dette appartenere alla classe Fe IIb. Inoltre alcune novae (prevalentemente quelle di tipo He/N, ma anche alcune del tipo Fe II) nella fase nebulare mostrano intense righe di [Ne III] e [Ne V] in emissione e sono perciò chiamate "novae neon". In figura 1.7 sono indicate le percentuali delle novae appartenenti alle varie classi come originariamente stimate da R. E. Williams (1992), anche se oggi si pensa che le novae "ibride" non siano un'eccezione ma che anzi costituiscano la maggior parte dei casi.

1.3.2 Classificazione nel vicino infrarosso

La classificazione proposta da Williams si basa sullo studio dello spettro nel visibile. Un'estensione di questa classificazione al vicino infrarosso (nelle bande J, H e K da 1.08 a $2.35 \mu\text{m}$) è stata proposta da Banerjee & Ashok (2012). Entrambe le classi individuate da Williams (1992) presentano molte righe corrispondenti: diverse righe dell'idrogeno: $Pa\gamma$ a $1.1126 \mu\text{m}$ e $Pa\beta$ a $1.2818 \mu\text{m}$ così come le righe della serie di Brackett nella banda H e K; le

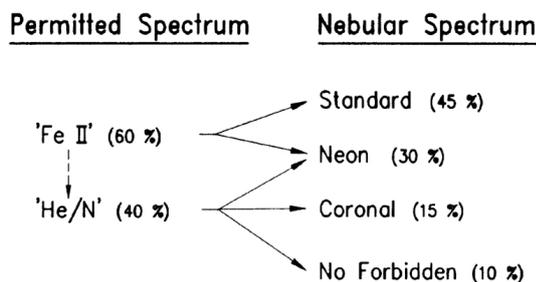


Figura 1.7: Diagramma riportante l'evoluzione delle novae dalla fase delle righe permesse alla fase nebulare. (R. E. Williams 1992).

righe dell'ossigeno O I a $1.1287 \mu m$ e $1.3164 \mu m$. Ovviamente queste righe differiscono per il profilo mostrato, similmente a quanto avviene nel visibile (si vedano a riguardo le figure 1.8 e 1.9). Per quanto riguarda le righe dell'He I e di N I, presenti in entrambe le classi, queste sono invariabilmente più forti nelle novae di tipo He/N. Ciò che distingue veramente le due classi nel dominio del vicino infrarosso sono le numerose righe del carbonio C I negli spettri delle novae di tipo Fe II, del tutto assenti nelle novae del tipo He/N. Le principali sono: in banda J a $1.1660 \mu m$ e $1.1750 \mu m$, in banda H a $1.6890 \mu m$ e tra $1.7200 \mu m$ e $1.7900 \mu m$. In banda K ci sono numerose righe del C I, tuttavia più deboli.

L'abbondanza di righe del carbonio C I nelle novae Fe II può avere origine da una differenza di intensità e di energia del campo di radiazione del nucleo della nova dopo l'esplosione. Le novae He/N potrebbero avere un nucleo leggermente più caldo, e quindi un maggiore flusso di fotoni UV al di sotto del continuo di ionizzazione del carbonio a $1.102 \mu m$ (ovvero $11.26 eV$). Pertanto, tramite fotoionizzazione, l'abbondanza di carbonio neutro verrebbe ridotta, e conseguentemente la possibilità di mostrare righe del C I. Questa ipotesi deve essere confermata tramite rigorosi modelli e codici di fotoionizzazione; tuttavia, come mostrato da Payne-Gaposchkin (1957), la formazione di polvere e molecole necessita di uno strato di carbonio neutro che agisca da scudo dalla radiazione fotoionizzante proveniente dal nucleo della nova per le regioni più esterne e fredde dove si ha la formazione di queste particelle. Ciò rispecchia le osservazioni, le quali mostrano una netta tendenza della polvere a formarsi intorno alle novae Fe II e raramente intorno alle novae He/N.

Sono inoltre presenti negli spettri altre caratteristiche degli spettri che vale la pena menzionare (si veda a riguardo le figure 1.10, 1.11 e 1.12):

- In banda J la riga del magnesio Mg I a $1.1828 \mu m$ cade vicino ad un'insieme di righe del C I a $\sim 1.1750 \mu m$; nel caso le righe in emissione siano larghe, questa riga di Mg I si può fondere con le altre creando

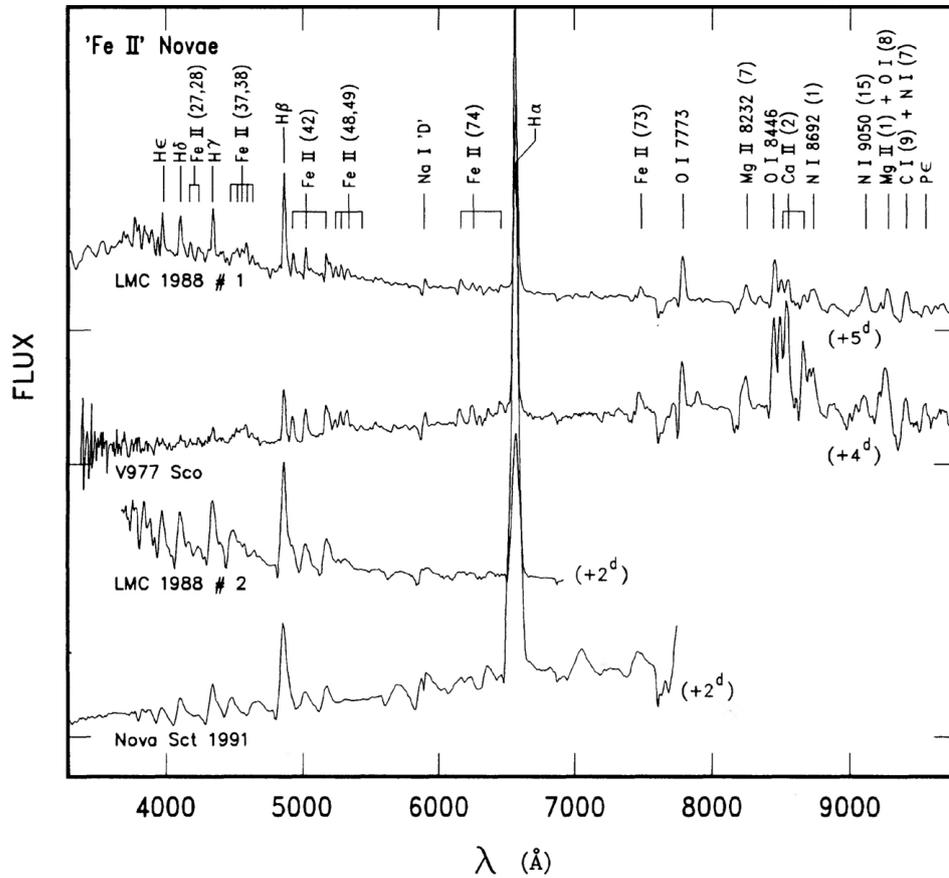


Figura 1.8: Novae con spettri caratteristici del tipo Fe II. Accanto ad ogni spettro è indicato il tempo in giorni dopo il massimo in visuale. (R. E. Williams 1992).

un'ala rossa più larga. Riuscire a identificare univocamente questa riga del magnesio è interessante in quanto questa (e altre righe del sodio Na I) sono potenziali indicatori di formazione di polvere nel gas intorno alla nova.

- Nella regione tra 1.200 e $1.275 \mu m$ si trova una serie di righe (principalmente del C I e dell'N I), spesso fuse insieme. Questa caratteristica dello spettro è usualmente osservata, sebbene a basse intensità, negli spettri ottenuti subito dopo il massimo delle novae di tipo Fe II.
- Le due righe dell'O I a $1.1287 \mu m$ e del C I a $1.1330 \mu m$ sono spesso osservate con un unico profilo; la riga risultante può mostrare una notevole evoluzione nel tempo dovuta al fatto che al crescere della temperatura del nucleo della nova, l'intensità della riga dell'O I cresce e supera quella del C I. Da notare anche che questa riga composta spesso

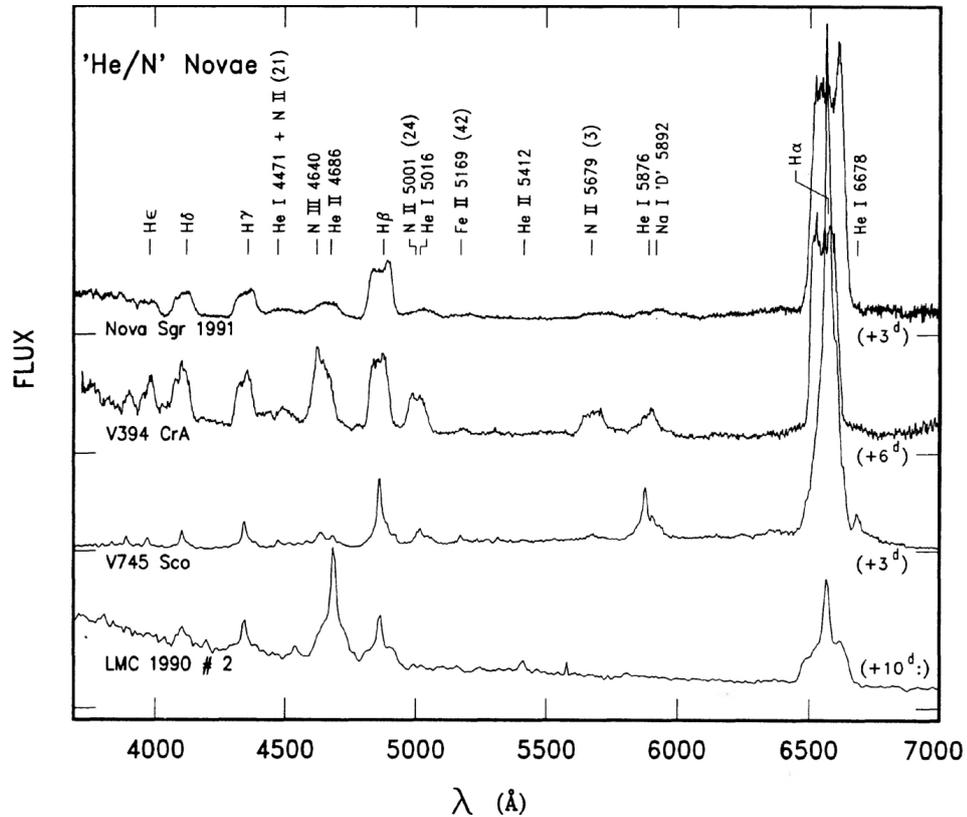


Figura 1.9: Novae con spettri caratteristici del tipo He/N. Accanto ad ogni spettro è indicato il tempo in giorni dopo il massimo in visuale. (R. E. Williams 1992).

presenta un'ala rossa a $1.14 \mu m$ dovuta alle righe del Na I a 1.1381 e $1.1404 \mu m$.

- In banda H le righe di ricombinazione della serie di Brackett dell'idrogeno sono la più marcata e facilmente individuabile caratteristica nello spettro. Tuttavia, nell'analisi di queste righe e delle loro intensità vanno tenute a mente alcune particolarità.

La riga del C I a $1.6005 \mu m$ non va confusa per un'altra riga della serie di Brackett. Le righe Br11 e Br10 possono essere fuse con le righe del C I rispettivamente a $1.6890 \mu m$ e a $1.7362 \mu m$. La riga Br14 può essere fusa con le righe del C I a $1.5853 \mu m$ e dell'O I a $1.5888 \mu m$ e risultare più forte persino di Br12, la quale può anche essere contaminata da diverse righe, sempre del C I, tra 1.6335 e $1.6505 \mu m$ risultando più larga su entrambe le ali. Infine la riga Br15 a $1.579 \mu m$ può presentare un'ala rossa dovuta alla presenza della riga del Mg I a $1.5749 \mu m$.

- Come già accennato, la presenza di righe di Mg I e di Na I sono potenziali indicatori di formazione di polvere. Le principali righe di Mg

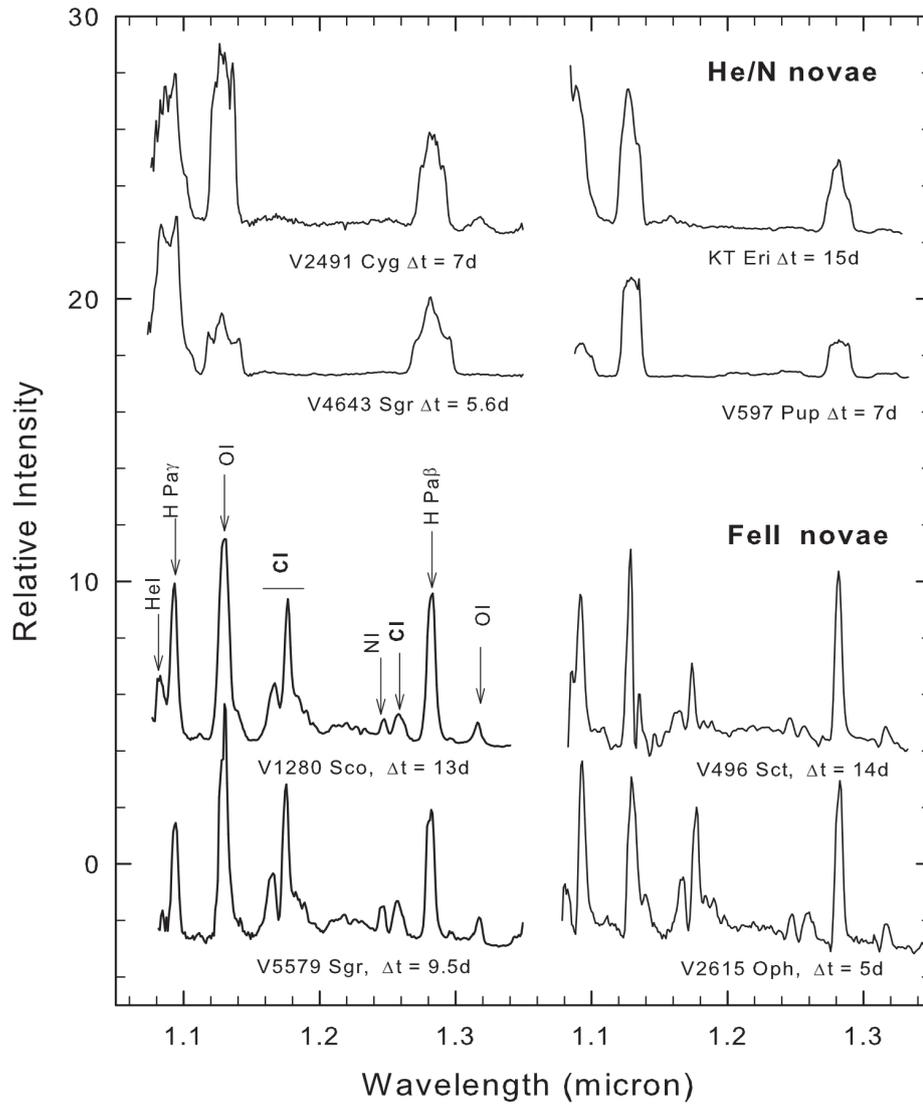


Figura 1.10: Spettro in banda J di quattro novae del tipo Fe II e quattro del tipo He/N, con indicato il tempo Δt , in giorni dopo l'esplosione. La principale differenza tra le due classi sono le forti righe del carbonio visibili negli spettri delle novae Fe II. Le altre righe sono comuni a entrambe le classi. (Banerjee e Ashok 2012).

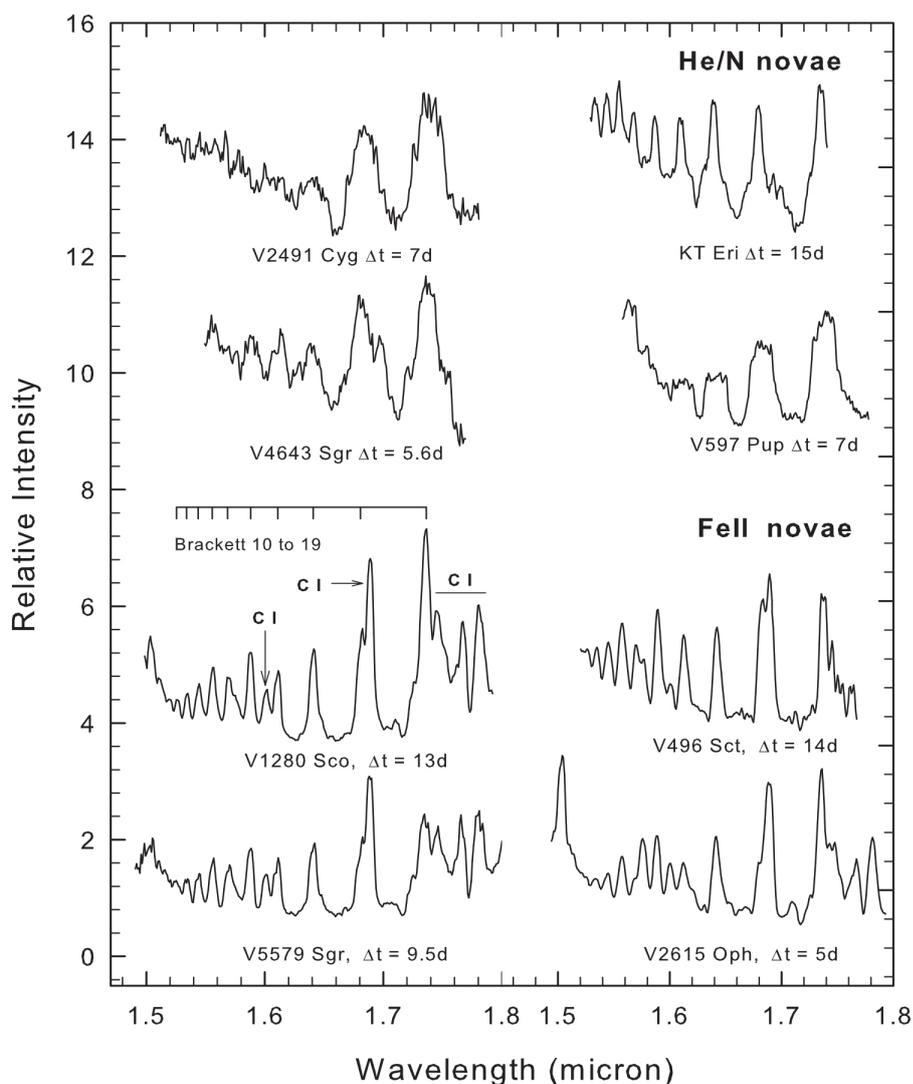


Figura 1.11: Spettro in banda H di quattro novae del tipo Fe II e quattro del tipo He/N, con indicato il tempo Δt , in giorni dopo l'esplosione. Le linee comuni a entrambe le classi sono quelle della serie di Brackett dell'idrogeno. La principale differenza sono le intense righe del carbonio nella regione tra 1.69 e 1.80 μm negli spettri delle novae Fe II. (Banerjee e Ashok 2012).

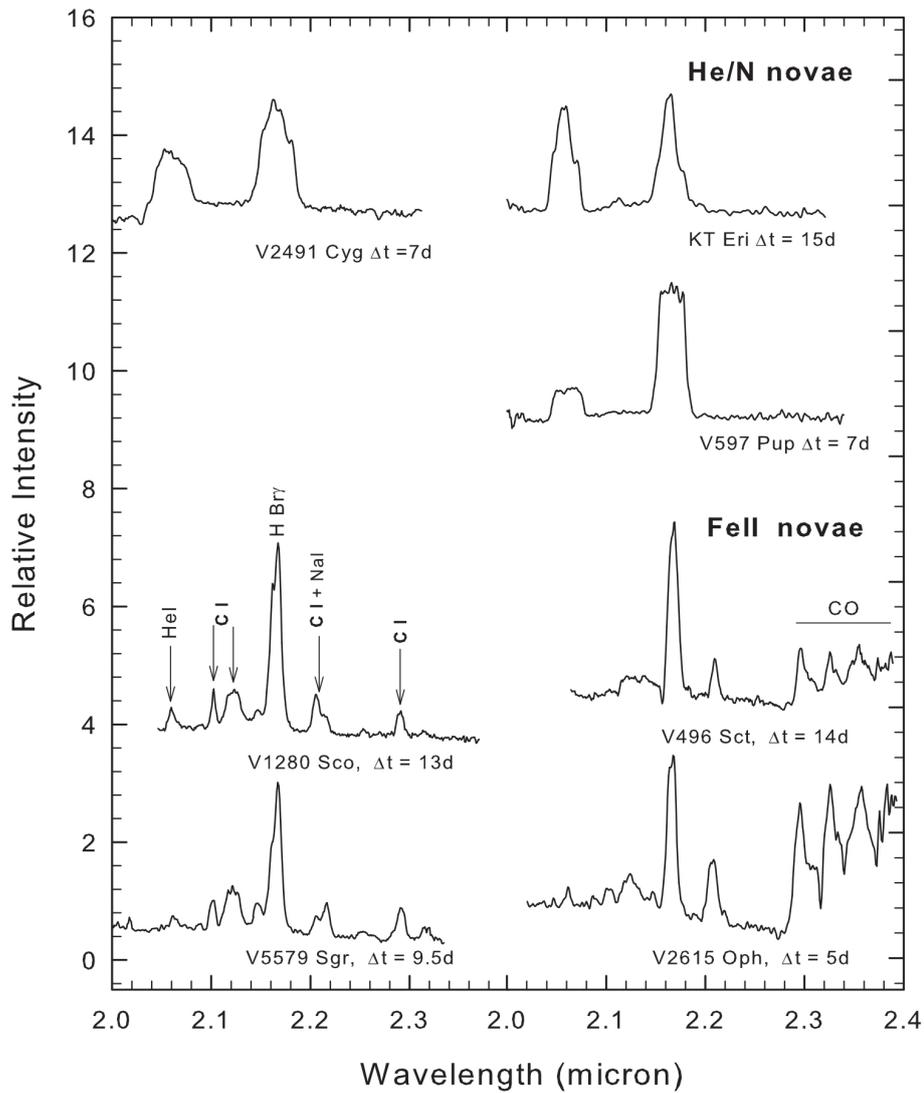


Figura 1.12: Spettro in banda K di quattro novae del tipo Fe II e tre del tipo He/N, con indicato il tempo Δt , in giorni dopo l'esplosione. Comune a tutte le novae è l'intensa riga Br γ a 2.1655 μm . (Banerjee e Ashok 2012).

I osservate di trovano a 1.1828, 1.5040, 1.5749 e 1.7109 μm ; mentre per quanto riguarda le righe di Na I, le principali si trovano a 1.1381, 1.1404, 2.2056 e 2.2084 μm .

- A $\sim 2.12 \mu\text{m}$ si può osservare in alcuni spettri una riga allargata: si tratta in realtà di alcune righe del C I molto ravvicinate fra loro (2.1156, 2.1191, 2.1211, 2.1260 e 2.1295 μm).

Per quanto riguarda le novae "ibride", ovvero appartenenti alla classe Fe IIb di R. E. Williams (1992), rappresentante di questa classe nell'infrarosso è la nova V574 Pup, di cui le righe del C I, numerose nello spettro ottenuto pochi giorni dopo il massimo, scompaiono col tempo, mentre le righe dell'He I aumentano in intensità (figura 1.13).

Nelle tabelle 1.1 e 1.2 sono riportate le principali righe individuate da Banerjee e Ashok (2012) come appartenenti alle novae Fe II (rispettivamente per la banda J e per le bande H e K), mentre in tabella 1.3 sono riportate quelle delle novae He/N. Infine, in tabella 1.4 sono riportate le righe osservabili nella regione spettrale di collegamento fra l'ottico e il vicino infrarosso (ovvero fino l'inizio della banda J), sia per le novae di tipo Fe II che di tipo He/N e pure nella fase nebulare, come specificato da R. E. Williams (2012).

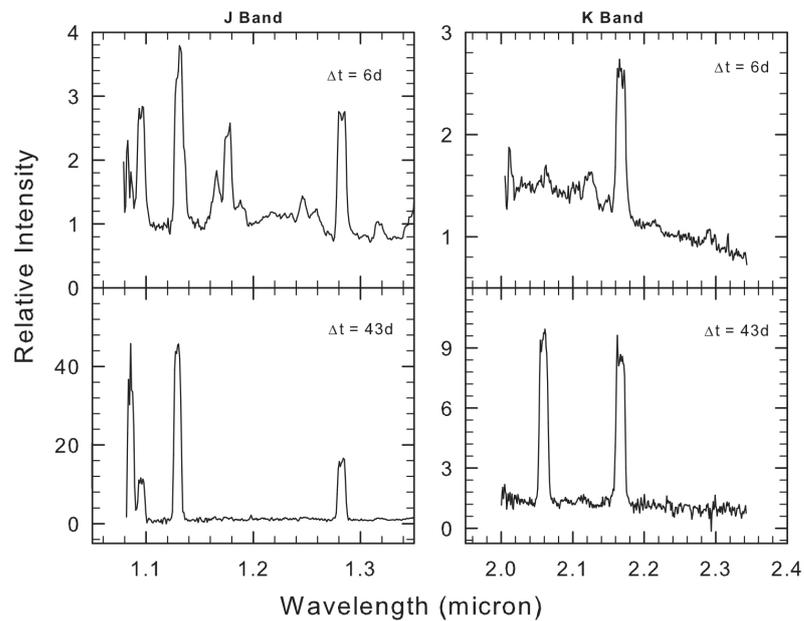


Figura 1.13: Spettro in banda J e K della nova Fe IIb V574 Puppis. Accanto agli spettri è indicato il tempo dopo l'esplosione. (Banerjee e Ashok 2012).

.
.
.

Table 1.1. Elenco delle righe generalmente osservate nello spettro in banda J delle novae Fe II

λ (μm)	Elemento	Energia (eV) livello inf. & sup.	altre righe vicine & note
1.0830	He I	19.821 - 20.965	
1.0938	Pa γ	12.088 - 13.222	
1.1126	n.d.		non identificato, Fe II ?
1.1287	O I	10.989 - 12.08	
1.1330	C I	8.538 - 9.632	
1.1381	Na I	2.102 - 3.192	C I 1.1373
1.1404	Na I	2.105 - 3.192	C I 1.1415
1.1600 - 1.1674	C I	8.640 - 9.830*	righe più forti a 1.1653, 1.1659, 1.1669
1.1748 - 1.1800	C I	8.640 - 9.700*	righe più forti a 1.1748, 1.1753, 1.1755
1.1828	Mg I	4.346 - 5.394	
1.1819 - 1.1896	C I	8.640 - 9.690*	righe più forti a 1.1880, 1.1896
1.1949	n.i.		non identificato
1.2074, 1.2095	N I	12.01 - 13.04 , 12.97 - 13.99	fuse con C I 1.2088
1.2140	n.i.		non identificato
1.2187	N I	11.845 - 12.862	fuso con N I 1.2204
1.2249, 1.226	C I	9.70 - 10.72, 9.71 - 10.72	
1.2329	N I	11.996 - 13.002	
1.2382	N I	11.996 - 12.998	
1.2461, 1.2469	N I	12.00 - 12.99, 12.01 - 13.00	fuse con O I 1.2464
1.2562, 1.2569	C I	8.849 - 9.835	fuse con O I 1.2570
1.2601 - 1.2614	C I	8.851 - 9.835	
1.2659	n.i.		non identificato
1.2818	Pa β	12.088 - 13.055	
1.2950	C I	9.632 - 10.589	
1.3164	O I	10.990 - 11.931	

*Intervallo di valori per le righe più intense.

Table 1.2. Elenco delle righe generalmente osservate nello spettro in banda H e K delle novae Fe II

λ (μm)	Elemento	Energia (eV) livello inf. & sup.	altre righe vicine & note
1.5040	Mg I	5.108 - 5.932	fuso con Mg I 1.5025, 1.5048
1.5192	Br20	12.749 - 13.565	
1.5261	Br19	12.749 - 13.562	
1.5342	Br18	12.749 - 13.557	
1.5439	Br17	12.749 - 13.552	
1.5557	Br16	12.749 - 13.546	
1.5701	Br15	12.749 - 13.539	
1.5749	Mg I	5.932 - 6.719	fuso con Mg I 1.5741, 1.5766, C I 1.5784
1.5881	Br14	12.749 - 13.530	fuso con C I 1.5853
1.6005	C I	9.632 - 10.406	
1.6109	Br13	12.749 - 13.519	
1.6335	C I	9.762 - 10.521	
1.6407	Br12	12.749 - 13.505	fuso con C I tra 1.6335 - 1.6505
1.6419	C I	9.331 - 10.086	
1.6806	Br11	12.749 - 13.487	
1.6890	C I	9.003 - 9.737	
1.7045	C I	9.835 - 10.563	
1.7109	Mg I	5.394 - 6.119	
1.7200 - 1.7900	C I	9.690 - 10.410*	diverse righe del C I in questa regione
1.7362	Br10	12.749 - 13.463	disturbato da C I 1.7339
1.9722	C I	9.003 - 9.632	
2.0581	He I	20.617 - 21.219	
2.0870	n.i.		non identificato
2.1023	C I	9.172 - 9.762	
2.1138	O I	12.756 - 13.341	
2.1156 - 2.1295	C I	9.830 - 10.420*	righe più forti a 2.1156, 2.1191, 2.1211, 2.1260, 2.1295
2.1452	Na I ?	4.284 - 4.861	
2.1655	Br γ	12.749 - 13.322	
2.2056	Na I	3.191 - 3.754	
2.2084	Na I	3.191 - 3.753	
2.2156 - 2.2167	C I	8.770 - 9.331*	righe del C I fuse a 2.2156, 2.2160, 2.2167
2.2520	n.i.		non identificato
2.2906	C I	9.172 - 9.714	
2.3130	C I	10.353 - 10.889	

*Intervallo di valori per le righe più intense.

Table 1.3. Elenco delle righe generalmente osservate nello spettro nelle bande J H e K delle novae He/N

λ (μm)	Elemento	Energia (eV) livello inf. & sup.
1.0830	He I	19.821 - 20.965
1.0938	Pa γ	12.088 - 13.222
1.1287	O I	10.989 - 12.088
1.1625	N I	10.930 - 11.996
1.1651	N I	10.932 - 11.996
1.2461	N I	12.001 - 12.996
1.2469	N I	12.010 - 13.005
1.2818	Pa β	12.088 - 13.055
1.3164	O I	10.990 - 11.931
1.3602	N I	12.123 - 13.034
1.3624	N I	12.127 - 13.037
1.5192	Br20	12.749 - 13.565
1.5261	Br19	12.749 - 13.652
1.5342	Br18	12.749 - 13.557
1.5439	Br17	12.749 - 13.552
1.557	Br16	12.749 - 13.546
1.5701	Br15	12.749 - 13.539
1.5881	Br14	12.749 - 13.530
1.6109	Br13	12.749 - 13.519
1.6407	Br12	12.749 - 13.505
1.6806	Br11	12.749 - 13.487
1.7002	He I	23.009 - 23.738
1.7362	Br10	12.749 - 13.463
1.9446	Br8	12.749 - 13.387
2.1120	He I	23.009 - 23.596
2.1132	He I	23.089 - 23.675
2.0581	He I	20.617 - 21.219
2.1655	Br γ	12.749 - 13.322

Table 1.4. Elenco delle righe generalmente osservate tra 8000 Å e 11000 Å

elemento e λ (Å)	Classe spettrale		
	Fe II	Ne/N	Nebulare
C I 8335	x		
O I 8446	x	x	x
Ca II 8498	x		
H I 8502	x	x	x
Ca II 8542	x		
H I 8545	x	x	x
H I 8598	x	x	x
N I 8617	x	x	
Al II 8641	x		
Ca II 8662	x		
H I 8665	x	x	x
N I 8692	x	x	
[C I] 8727			x
H I 8750	x	x	x
Mg I 8807	x		
H I 8863	x	x	x
H I 9015	x	x	x
N I 9029/60	x	x	
[S III] 9069			x
C I 9087	x		
N I 9208/9188	x	x	
H I 9229	x	x	x
Mg II 9218/44	x		
O I 9264	x		
He II 9345		x	x
N I 9395	x		x
C I 9406	x		
[S III] 9531			x
He II 9542		x	x
H I 9546	x	x	x
C I 9658	x		
He II 9762		x	x
N I 9831	x		
[S VIII] 9911			x
He II 10045		x	x
HI 10049	x	x	x
Al II 10090	x		
N I 10117	x		
He II 10124		x	x
C I 10124	x		
[N I] 10404			x
N I 10526	x	x	
C I 10541	x		
C I 10693	x		
He I 10830	x	x	x
Mg II 10926	x		
H I 10938	x	x	x

1.4 Le novae nell'infrarosso

Lo studio delle novae nell'infrarosso è relativamente recente, essendosi sviluppato a partire dagli anni '70. I principali vantaggi apportati da questo dominio spettrale riguardano soprattutto la comprensione di come e in che misura le novae contribuiscano all'evoluzione chimica della galassia, introducendo nuovi elementi nell'ISM (*Interstellar Medium*). Il primo studio di novae nell'infrarosso fu quello della nova Serpentis 1970 (FH Ser) tra 1 e 25 μm (Geisel, Kleinmann e Low 1970).

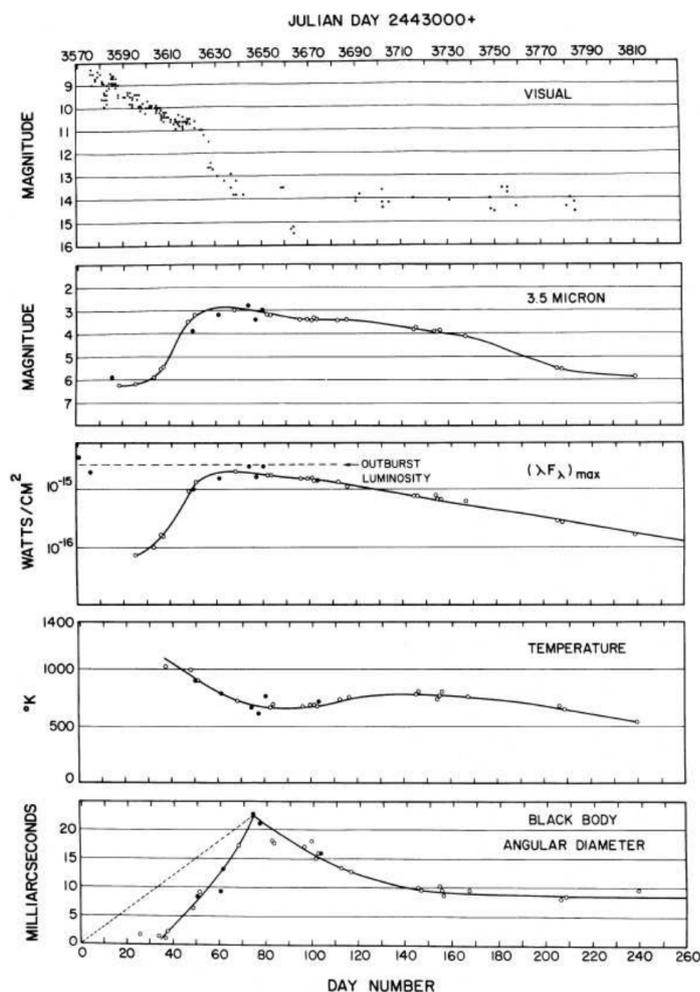


Figura 1.14: Sviluppo ottico e infrarosso della nova LW Ser, che mostra formazione di polvere. Dall'alto: curva di luce nel visibile dai dati AAVSO; curva di luce a $3.5\mu\text{m}$; luminosità ottica-IR misurata da $\lambda f_{\lambda_{max}}$ dove f_{λ} è la densità di flusso in unità di lunghezza d'onda; temperatura di corpo nero della polvere; diametro angolare del corpo nero. (Evans e R. D. Gehrz 2012).

1.4.1 Evoluzione infrarossa delle novae

Dai dati infrarossi delle novae si possono distinguere tre principali fasi di sviluppo del sistema:

Fireball expansion Nella fase di espansione detta della "palla di fuoco" il gas espulso dalla nova si comporta come un corpo nero (con $T = 6000 - 10000$ K) in espansione. Questa fase è detta anche di "espansione fotosferica" in quanto la distribuzione di energia e la temperatura spettroscopica sono quelle caratteristiche della fotosfera di una stella di tipo tra F ed A. Siccome questa "palla di fuoco" è otticamente spessa durante gli stadi iniziali dell'espansione può essere sfruttata come calorimetro per la luminosità del nucleo sottostante e, combinando misure dell'aumento del diametro angolare della sfera con misure della velocità di espansione ottenute dall'effetto Doppler si può ricavare la distanza della nova. Inoltre l'aumento del diametro angolare della fotosfera può essere estrapolato all'indietro nel tempo per ottenere l'istante della sua origine. Nei casi in cui è stato possibile ottenere dati fin dai primi momenti di espansione (V1500 Cyg e PW Vul) si è notato che l'espansione della "palla di fuoco" è cominciata ben prima del raggiungimento del massimo nel visuale.

Gas otticamente sottile La fase di espansione del gas otticamente sottile comincia quando la densità del materiale espulso diminuisce rapidamente e la "palla di fuoco" otticamente spessa diventa otticamente sottile. La SED (*Spectral Energy Distribution*) nell'infrarosso è ora dominata da un continuo e da righe in emissione. Righe di emissione proibite possono costituire in questa fase un'importante causa di raffreddamento del gas.

Una misura del tempo t_0 a cui il gas passa da otticamente spesso a otticamente sottile e diventa quindi trasparente permette di stimare la massa M_{gas} del gas espulso dalla nova: la densità ρ di un guscio in espansione a velocità v costante e con spessore ΔR uniforme è data da

$$\rho = \frac{5M}{2\pi\Delta R t_0^3 V^3} \quad (1.7)$$

Assumendo $\Delta R = 0.1$, $\rho < 10^{-11} - 10^{-12} \text{ g cm}^{-3}$ e un'opacità κ_T data dallo scattering di Thompson a $T \sim 10^4 \text{ K}$, la massa espulsa è data da

$$M_{gas} = \pi V^2 t_0^2 \kappa_T^{-1} \quad (1.8)$$

Per alcune novae la massa espulsa è stata stimata in questo modo e si trovano valori compresi tra 10^{-8} e $10^{-5} M_\odot$.

Quando il gas diventa otticamente sottile la distribuzione di energia oltre i $2 \mu\text{m}$ è dominata da *bremstrahlung* termico (emissione di *free-free*) dell'idrogeno ionizzato. In alcuni casi, oltre al continuo sono

state osservate anche righe di emissione dell'idrogeno. Per l'emissione di *free-free* esiste una lunghezza d'onda critica λ_c a cui il continuo di *bremsstrahlung* si trasforma in una coda di corpo nero in approssimazione di Rayleigh-Jeans: la densità del gas può essere stimata a partire da questa lunghezza d'onda critica assumendo

$$10^{-18} \lambda_c^2 n_e^2 l \approx 1 \quad (1.9)$$

con λ_c (μm), n_e (cm^{-3}) densità dell'idrogeno e l (pc) spessore della *shell* di gas. Alcune assunzioni sulla geometria della *shell* in espansione e del grado di ionizzazione permettono dunque di ottenere una stima della massa sopra la pseudo-fotosfera della nova. Quando questo metodo e quello precedentemente esposto possono essere applicati alla stessa nova danno risultati simili.

Tuttavia la massa così ottenuta è quella associata alla componente di gas espulso con l'esplosione iniziale, più lenta, e non include le componenti con alta velocità che vengono invece considerate nella stima della massa con osservazioni in radio o il contributo dovuto a una continua perdita di massa da parte della nova anche nelle fasi successive all'espulsione principale, invece considerato nel visibile.

Formazione della polvere Nel processo di formazione della polvere nel materiale espulso dalla nova si ha un evento di condensazione principale, individuato da un repentino calo della luminosità nel visibile e da un aumento nell'infrarosso termico. Questo avviene quando il gas in espansione raggiunge la temperatura di condensazione $T_{cond} \approx 1000 - 1200$ K ad un raggio dal nucleo della nova $R_c \approx \sqrt{\frac{L}{16\pi\sigma T_{cond}^4}}$ mantenendo una densità del gas sufficientemente alta da favorire il processo. Dall'inizio del processo di nucleazione in poche settimane le particelle di polvere crescono in dimensioni; Shore, S. N. e Gehrz, R. D. (2004) hanno proposto che un processo di fotoionizzazione della superficie delle particelle da parte della radiazione del nucleo sia in grado di indurre una rapida crescita delle particelle fino a $\sim 0.2 - 0.7 \mu m$, momento in cui l'estinzione nel visibile raggiunge il suo massimo. Tuttavia le particelle osservate nell'ISM mostrano dimensioni minori: è quindi ipotizzabile che in seguito al periodo di crescita le particelle comincino a decrescere a causa di processi di "erosione" da parte di protoni (fenomeno ancor più marcato se le particelle di polvere sono cariche negativamente) o di evaporazione delle componenti più volatili. Sebbene osservazioni nell'infrarosso indichino che la SED in questa banda spettrale (tra 2 e 20 μm) delle novae affette da formazione di polvere sia essenzialmente quella di un corpo nero o grigio (si veda figura 1.15), esistono diverse novae che si discostano da questo andamento.

Le teorie di formazione della polvere possono essere testate da studi sulla polarizzazione della luce: siccome si ipotizza che il materiale espulso dalla nova sia distribuito in modo asimmetrico, dovrebbe essere possibile osservare una polarizzazione nella radiazione proveniente da una nova non risolta. E la dipendenza della polarizzazione dalla lunghezza d'onda permetterebbe di distinguere tra gas e polvere.

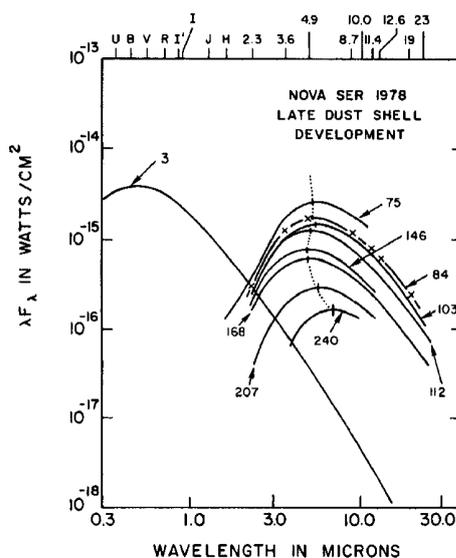


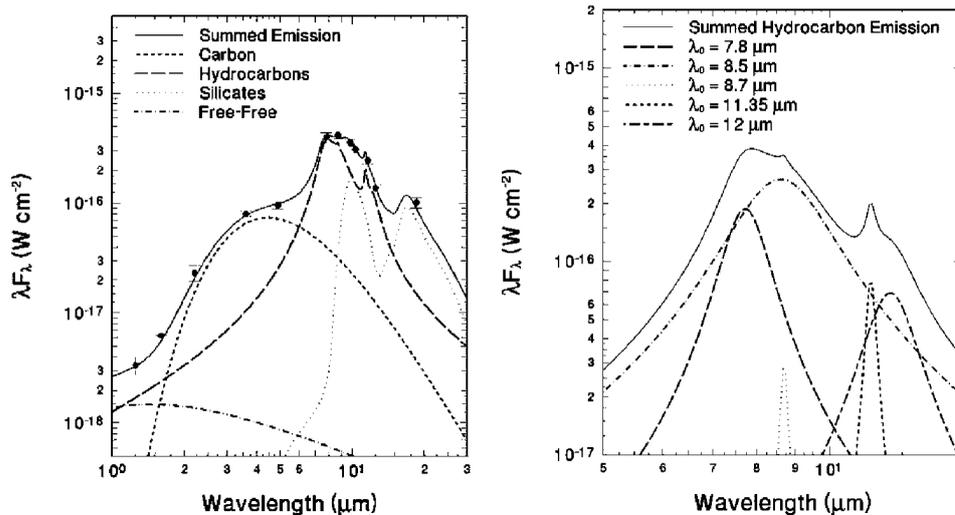
Figura 1.15: SED infrarossa durante la fase di formazione di polvere di LW Ser. Il continuo arrotondato è tipico delle emissioni da parte di piccole particelle di carbonio. (Bode e Evans 2008).

1.4.2 Proprietà della polvere e abbondanze degli elementi

Di particolare interesse è lo studio della dimensione e della composizione mineralogica delle particelle di polvere formatesi dal gas espulso dalla nova per poterle confrontare con quelle osservate intorno ad altri sistemi stellari evoluti, nel mezzo interstellare e in regioni di formazione stellare (incluso il sistema solare primordiale).

Dalle osservazioni risulta che le novae producono particelle di tutti gli elementi e minerali noti. In alcuni casi la presenza di tre o quattro diverse componenti è stata osservata durante lo sviluppo di una singola esplosione. Nella maggior parte dei casi la polvere è composta prevalentemente da particelle di carbonio amorfo (caratterizzate da un'emissività di corpo grigio funzione della lunghezza d'onda nel vicino e medio infrarosso). Oltre al carbonio bisogna spesso considerare anche silicati e idrocarburi per spiegare tutte le caratteristiche osservate nello spettro della nova (si veda figura 1.16). In tutte le novae in cui la presenza di polvere è stata osservata i silicati

appaiono dopo la formazione del carbonio e comunque tardi nell'evoluzione della *shell* di gas. Ciò potrebbe implicare la presenza di zone con diversi rapporti tra C ed O e condizioni di non-equilibrio alla base del processo di formazione della polvere. Ne è un esempio il caso della nova V705 Cas, la quale mostra la presenza di polveri ricche di ossigeno e di polveri ricche di carbonio al tempo stesso; questa situazione può essere spiegata ipotizzando che la chimica presente nel gas prima del processo di formazione della polvere fosse tale da impedire una saturazione del processo di formazione di CO, oppure assumendo l'esistenza di gradienti nella composizione del materiale espulso dalla nova (ad esempio tra calotte polari e fascia equatoriale in sistemi ad alta rotazione; R. E. Williams et al. 1991), o ancora supponendo che le particelle di carbonio si formino nel gas in rapido movimento dopo l'esplosione mentre le particelle di silicati si formino in seguito, nella zona più interna e caratterizzata da una velocità più bassa la cui composizione dipende dall'estensione temporale della fase di espulsione della materia dopo l'esplosione principale.



(a) Carbonio amorfo (linea tratteggio corto), idrocarburi (linea tratteggio lungo), silicati (cerchi pieni), emissione di free-free (linea tratto-punto).

(b) L'emissione da parte degli idrocarburi è costituita da diverse componenti a banda stretta, le principali con picco a 7.7 e 8.7 μ m, e a banda larga, centrate a 8.5 e 12.0 μ m.

Figura 1.16: SED infrarossa della nova V705 Cas. (Bode e Evans 2008).

La misura fisica del "superriscaldamento" $S = \frac{T_{gr}}{T_{BB}}$ di una particella (ove T_{gr} è la temperatura di colore della particella, osservata tramite fotometria infrarossa, e T_{BB} è la temperatura che avrebbe un corpo nero posto alla stessa distanza dal nucleo centrale della nova) può essere usata per ricavare il raggio delle particelle, date le loro caratteristiche mineralogiche (R. Gehrz e Ney 1992). Calcolando l'opacità delle particelle dalla teoria di Mie, si può

verificare che un superriscaldamento è consistente con particelle di raggio $0.1 - 0.3 \mu m$. Sebbene queste particelle siano comunque più grandi di quelle supposte responsabili dell'estinzione interstellare, sono simili in dimensioni e composizione alle particelle che dominano l'emissione termica delle comete (R. Gehrz e Ney 1992; D. M. Williams et al. 1997). Supponendo che la polvere prodotta dalle novae sia simile (per dimensioni) a quella prodotta per condensazione nel gas espulso dalle stelle, questa somiglianza tra la polvere delle novae e la polvere delle comete può essere considerata come evidenza che polvere stellare fosse presente nel sistema solare primordiale.

Perché le novae possano contribuire all'evoluzione chimica dell'ISM in modo simile alle altre popolazioni stellari è stato stimato (R. D. Gehrz, Truran et al. 1998) che le abbondanze debbano presentare valori ~ 250 volte maggiori rispetto al Sole e ~ 10 volte maggiori rispetto alle supernovae di tipo II. Abbondanze a questi livelli sono infatti probabili, nelle novae, per certi metalli; se ne può concludere che le novae siano quindi importanti nell'evoluzione chimica galattica. In particolare le novae originate da nane bianche di tipo CO potrebbero contribuire significativamente all'abbondanza di alcuni CNO-isotopi nell'ISM (quali ^{15}N e ^{17}O ; José e Hernanz 1998); mentre le novae originate da nane bianche di tipo ONe potrebbero essere importanti nella produzione del ^{26}Mg e del ^{22}Ne trovati in quantità anomale in alcuni meteoriti del Sistema Solare (R. D. Gehrz, Truran et al. 1998).

Capitolo 2

Studio della nova PSN J00150875-3912501

2.1 La scoperta di PSN J00150875-3912501

PSN J00150875-3912501 (in figura 2.1), un oggetto appartenente alla galassia NGC 55 situata a 1.834 Mpc dalla nostra, 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".

2.2 Studio della nova nel visibile

Per lo studio della nova nel visibile i dati sono stati ottenuti dal telescopio Swope di 1 m di diametro, per quanto riguarda la fotometria; dal telescopio Baade di 6.5 m di diametro con lo strumento IMACS (camera e spettrografo), per quanto riguarda la spettroscopia. Entrambi i telescopi sono situati all'Osservatorio di Las Campanas in Cile. Gli spettri della nova sono stati ottenuti nelle notti del 7, 8 e 9 ottobre 2014, mentre le osservazioni fotometriche si sono protratte fino al 26 ottobre 2014 nelle bande B, V, u, g, r, i. La nova PSN J00150875-3912501 è stata studiata nel visibile dalla laureanda Sara Leardini nella sua tesi di laurea triennale¹, per determinare se si trattasse di una nova (come è risultato essere) oppure di una LBV (*Luminous Blue Variable*). Di seguito sono riportati i principali risultati ottenuti da questo studio.

2.2.1 Fotometria

Supponendo che la magnitudine misurata in banda V al JD 2456937.69146 (7 ottobre 2014) corrispondesse al massimo (assunzione dovuta alla mancanza di

¹Leardini 2016.

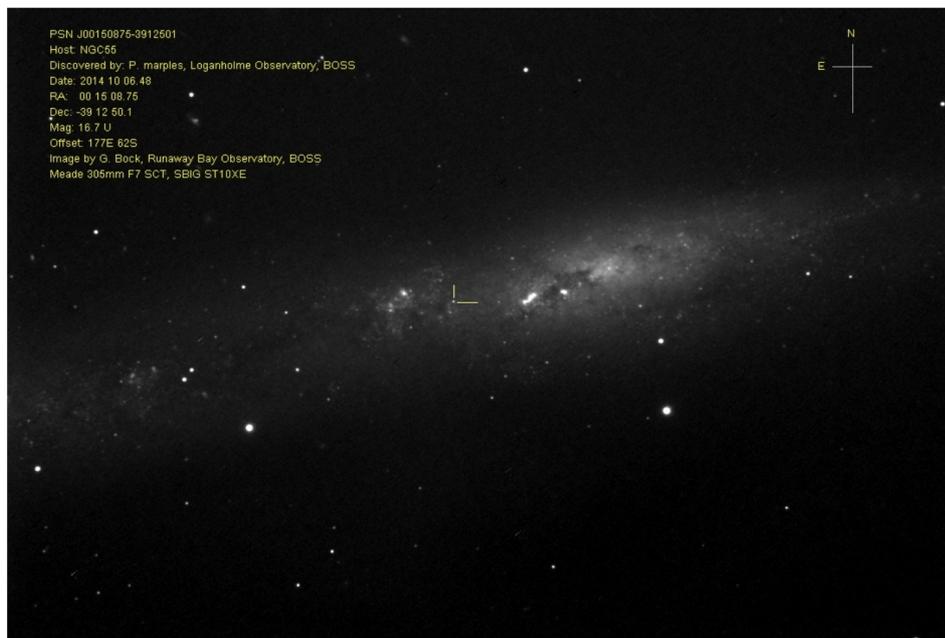


Figura 2.1: Immagine di PSN J00150875-3912501 acquisita da G. Bock, Runaway Bay Observatory, BOSS.

dati riguardo i giorni precedenti e all'alta luminosità assoluta così ottenuta), si ottiene JD 2456942.2 come data corrispondente ad un aumento di due magnitudini rispetto al massimo. Si ricava quindi un $t_2 \simeq 4.5$ giorni. L'indice di colore B-V è stato calcolato per tutte le osservazioni fotometriche. Nelle notti dal 7 al 9 ottobre 2014 i valori ottenuti sono 0.374 ± 0.034 , 0.262 ± 0.040 e 0.238 ± 0.054 . La magnitudine assoluta al massimo M_V è stata ottenuta tramite il modulo di distanza medio, fornito dal NED (*NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)* n.d.) per la galassia NGC 55: $m-M = 26.42 \pm 0.34$, fornendo così il valore $M_V = -9.42 \pm 0.36$ magnitudini; usando la MMRD trovata da Shafter et al. (2011)

$$M_V = -9.78 \pm 0.10 + (1.70 \pm 0.080) \log t_2 \quad (2.1)$$

si trova invece il valore $M_V = -8.67 \pm 0.15$ magnitudini. Usando la più recente MMRD proposta da Kantharia (2017) (si veda il paragrafo 1.2.2) $M_{V,0} = -10.804(\pm 0.117) + 2.16(\pm 0.16) \log_{10} t_2$ si ottiene il valore $M_{V,0} = -9.39 \pm 0.22$ magnitudini, in accordo con i risultati già trovati.

2.2.2 Spettroscopia

Dall'analisi degli spettri le righe più evidenti sono quelle della serie di Balmer, le righe di O I a 7773 \AA e 8446 \AA , e le righe di Fe II a 4924 \AA e 5018 \AA . Le righe della serie di Balmer sono state usate per calcolare la velocità degli

ejecta della nova: tramite la posizione del minimo della parte in assorbimento qualora la riga avesse un profilo P-cygni, applicando la formula classica dell'effetto Doppler (formula 1.5); tramite le FWHM qualora la riga fosse tutta in emissione (formula 1.6). Si sono così ottenute velocità degli *ejecta* di $\simeq 1000 \text{ km s}^{-1}$. I valori della FWHM per la riga $H\alpha$ e del t_2 sono stati confrontati con quelli di altre novae tramite la relazione 1.4 proposta da Shafter et al. (2011). Infine tramite la misura della larghezza equivalente delle righe di O I a 7773 \AA e 8446 \AA si è ottenuta una stima della densità elettronica del vento che risulta essere dell'ordine di $n_e = 10^{12} \text{ cm}^{-3}$, in accordo con i risultati di R. E. Williams (2012) per le novae Fe II.

2.2.3 Risultati dello studio nel visibile

Appurato che PSN J00150875-3912501 risulta essere una nova e non una LBV, la sua magnitudine assoluta al massimo $M_V = -9.42 \pm 0.36$ la pone tra le novae più luminose mai osservate. Il $t_2 \simeq 4.5$ giorni indica un'evoluzione molto rapida, caratteristica delle novae He/N, in contrasto con l'analisi spettroscopica che la identifica come una nova Fe II; esistono tuttavia casi analoghi in letteratura: per esempio SN 2010U studiata da Czekala et al. (2013). Un confronto fra la nova PSN J00150875-3912501, la nova SN 2010U e altre nove in M31 è osservabile in figura 2.2, tratta da Leardini (2016).

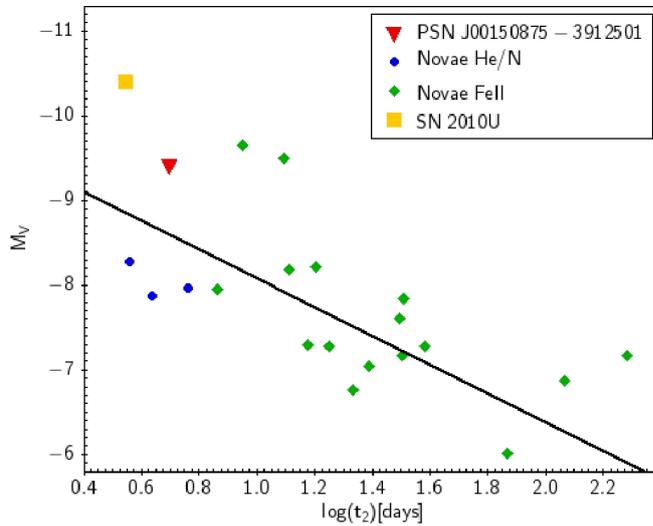


Figura 2.2: MMRD di PSN J00150875-3912501 e di un gruppo di novae di M31 confrontata con la relazione di Shafter et al. (2011). I dati delle novae di M31 sono estratti da un grafico di Shafter et al. (2011), la nova SN 2010U è studiata da Czekala et al. (2013).

Confrontando l'evoluzione temporale dell'indice di colore B-V si ottiene un andamento in accordo con i dati ottenuti da studi di altre novae; anche l'allontanamento nel tempo di PSN J00150875-3912501 dalla sequenza prin-

Table 2.1. Specifiche spettrografo FIRE al telescopio Baade

Modalità Echellette ad alta risoluzione	
Risoluzione spettrale	R=6000 (slit 0.6") 50 km/s
Risoluzione spaziale	0.18"/pixel
Banda passante	0.8 – 2.51 μ m
Lunghezza slit	7"
Larghezza slit	0.6" (selezionabile tra 0.45" - 1")
Ordini echelle	11-32
Campo di vista	50" x 50"
Dispersione principale	grating a riflessione
Cross dispersor	prisma ZnSe & Infrasil
CCD	2k x 2k

cipale e dal ramo delle supergiganti nei diagrammi colore-colore u-g contro g-r e g-r contro r-i risulta in accordo con studi di altre novae. Confrontando le relazioni MMRD- t_2 e FWHM($H\alpha$)- 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 $1.82(\pm 0.61) \cdot 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. La sua temperatura è attorno ai 7000 K i primi due giorni, mentre il raggio decresce da 2.2 UA a 1.4 UA.

2.3 Studio della nova nel vicino infrarosso

2.3.1 Strumentazione

I dati utilizzati per lo studio di PSN J00150875-3912501 nel vicino infrarosso sono stati ottenuti all'Osservatorio Las Campanas in Cile. Per l'acquisizione dei dati spettroscopici (ottenuti nelle notti del 08-09 ottobre 2014) è stato usato il telescopio Baade di 6.5 m di diametro con lo spettrografo FIRE (*Folded-port InfraRed Echellette*): si tratta di uno spettrografo appositamente progettato per il vicino infrarosso con una copertura completa tra 0.82 μ m e 2.51 μ m. La sua configurazione principale è in modalità *echelle* ad alta risoluzione, mentre la configurazione secondaria è in modalità *long slit*. Le specifiche dello strumento sono riportate in tabella 2.1.

Lo spettro dell'8 ottobre è stato ottenuto con quattro pose da 900 secondi ciascuna, con la *slit* a 0.75" e un potere risolutivo dello spettrografo $R \sim 4500$; lo spettro del 9 ottobre invece con quattro pose da 600 secondi ciascuna, con la *slit* a 1.00" e un potere risolutivo $R \sim 3400$.

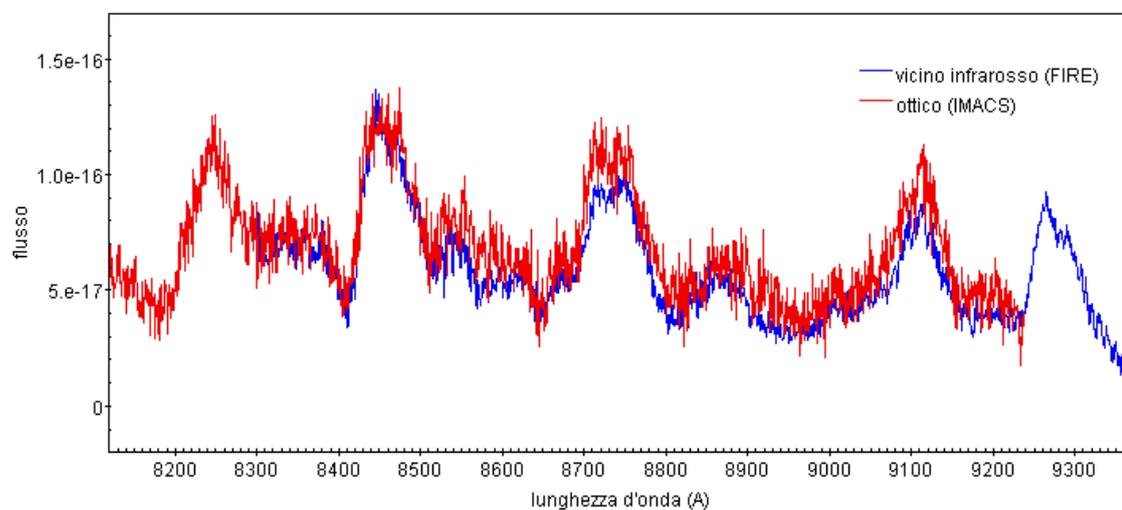


Figura 2.3: Porzione degli spettri nella regione di collegamento fra lo spettro ottico e infrarosso del 9 ottobre 2014. Il flusso è espresso in $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{\AA}^{-1}$.

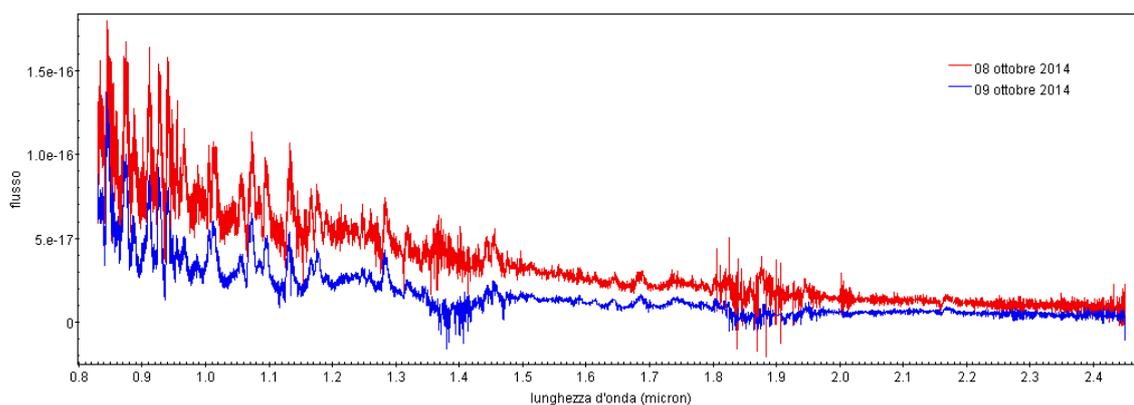


Figura 2.4: Spettri NIR della nova PSN J00150875-3912501 dell'8-9 ottobre 2014. Il flusso è espresso in $erg\ cm^{-2}\ s^{-1}\ \text{\AA}^{-1}$.

2.4 Analisi spettroscopica

Gli spettri ottenuti nel vicino infrarosso partono da una lunghezza d'onda di 8300 Å mentre gli spettri presi nell'ottico arrivano fino a 9200 Å per cui essi sono ben sovrapponibili e, come si nota in figura 2.3, il raccordo tra gli spettri presi con lo strumento IMACS nell'ottico e con lo strumento FIRE nel vicino infrarosso è quasi perfetto.

In figura 2.4 sono riportati entrambi gli spettri presi nel vicino infrarosso, nelle due notti di osservazione. Oltre ad una zona con numerose e intense righe in emissione, alle più brevi lunghezze d'onda in banda I, sono subito evidenti due regioni più rumorose nello spettro: sono le regioni spettrali di separazione tra le bande J, H e K ove la trasmissione atmosferica è molto ridotta dalla presenza di molecole d'acqua. Queste regioni sono collocate tra 1.4 μm e 1.5 μm (tra le bande J e H) e tra 1.8 μm e 2.0 μm (tra le bande H e K).

2.4.1 Righe dell'idrogeno

Le principali righe dell'idrogeno osservabili in questi spettri appartengono alle serie di Paschen e di Brackett; sono: Pa β a 1.2818 μm , Pa γ a 1.0938 μm , Pa δ a 1.0049 μm , Pa ϵ a 0.9546 μm e anche Pa11 a 0.8863 μm per la serie di Paschen (le righe Pa9 e Pa10 non sono ben individuabili sul continuo, mentre Pa α cade nella zona rumorosa tra le bande H e K e non risulta ben definita); la riga Br γ a 21.655 μm è l'unica della serie di Brackett ben riconoscibile in quanto le altre Br δ a 1.9445 μm , Br ϵ a 1.8174 μm e Br10 a 1.7362 μm cadono nella zona rumorosa tra le bande H e K, mentre le righe dalla Br11 a 1.6806 μm alla Br16 a 1.5557 μm sono visibili, ma allargate dalla presenza di numerose righe di C I in questa regione spettrale e pertanto non è stato possibile effettuare misure quantitative su di esse.

Data la presenza di numerose righe della serie di Paschen è possibile tentare un'analisi delle righe di ricombinazione. Sono state considerate le righe Pa α (solo per l'8 ottobre e tenendo presente la maggiore incertezza delle misure effettuate su questa riga), Pa β , Pa γ , Pa δ , Pa ϵ e Pa11. L'intensità delle varie righe è stata misurata tramite la larghezza equivalente e confrontata con l'intensità teorica prevista dal caso B delle righe di ricombinazione con i parametri di temperatura e densità elettronica più simili a quelli ricavati nella tesi di Leardini (2016). I valori utilizzati per la curva del caso B sono stati presi dalle tabelle di Hummer e Storey (1987) per una temperatura $T = 7500$ K e una densità elettronica $n_e = 10^{10}$ cm $^{-3}$. Come si osserva in figura 2.5 l'intensità delle righe nell'osservazione dell'8 ottobre devia significativamente dal caso B delle righe otticamente sottili. In particolare, trascurando il dato della riga Pa α a causa della sua posizione nello spettro, l'intensità della riga Pa β sarebbe attesa essere molto più intensa delle righe successive della serie, mentre è osservata essere simile in intensità. Invece le intensità delle righe

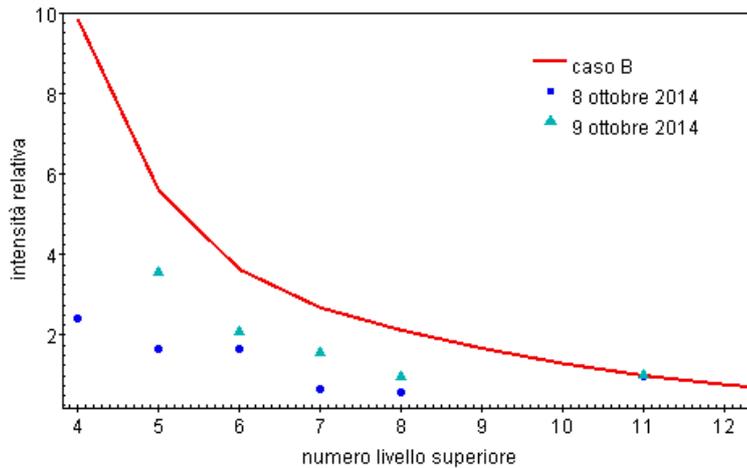


Figura 2.5: intensità relativa delle righe della serie di Paschen dell'idrogeno. In ascissa è segnato il livello di partenza della transizione; le intensità delle righe e della per il caso B sono normalizzate al valore della riga Pa11.

nell'osservazione del 9 ottobre si riavvicinano al caso B, quanto meno per l'andamento relativo fra le diverse componenti della serie.

Da questa analisi delle righe di ricombinazione si può dedurre che la materia espulsa dalla nova è ancora otticamente spessa per le linee della serie di Paschen l'8 ottobre: questo avviene quando la densità del gas e la profondità ottica sono sufficientemente grandi da rendere le collisioni elettroniche non trascurabili rispetto alla diseccitazione spontanea nel determinare la popolazione di un determinato livello. Il 9 ottobre invece la materia espulsa dalla nova comincia a diventare otticamente sottile, come atteso da una espansione della *shell* e conseguente diminuzione della densità elettronica.

2.4.2 Altre righe nello spettro

Oltre alle righe dell'idrogeno le altre righe presenti negli spettri della nova PSN J00150875-3912501 sono dovute essenzialmente agli elementi CNO, con l'eccezione di una riga di He I a $1.0830 \mu\text{m}$ indicata da R. E. Williams (2012) come comune alle novae Fe II, alle nove He/N e anche alle novae nella fase nebulare.

Le righe di O I sono a $0.8446 \mu\text{m}$ (presente anche negli spettri in ottico), $0.9264 \mu\text{m}$, $1.1287 \mu\text{m}$ (questa riga in particolare è descritta subito dopo), $1.2464 \mu\text{m}$ (fusa con altre due righe del C I a $1.2461 \mu\text{m}$ e $1.2649 \mu\text{m}$) e $1.3164 \mu\text{m}$; hanno profili P-Cygni molto evidenti nello spettro dell'8 ottobre e persistenti anche nello spettro del 9 ottobre per la prima e per la quinta riga. La riga di O I a $1.1287 \mu\text{m}$ è degna di nota in quanto rispecchia molto bene il comportamento descritto nel paragrafo 1.3.2: questa riga risulta unita a quella di C I a $1.1330 \mu\text{m}$ formando un unico picco, alla cui formazione

possono contribuire anche alcune righe di N I (le più intense si trovano a 1.1294, 1.1313 e 1.1323 μm); è anche presente l'ala rossa dovuta alle righe di N I a 1.1381 e 1.1404 μm . Infine, come descritto al paragrafo 1.3.2, nel tempo l'intensità della riga di O I cresce relativamente a quella del C I e già con due sole osservazioni si può notare un'evoluzione nel profilo della riga (figura 2.6).

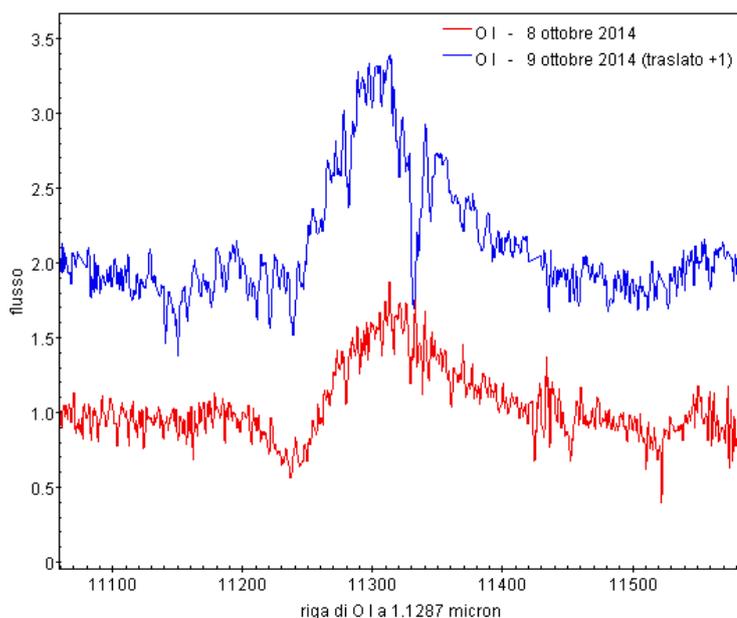


Figura 2.6: intensità relativa della riga di O I a 1.1287 μm . L'intensità è normalizzata a 1.1183Å per entrambi gli spettri e traslata di una unità per la riga del 9 ottobre.

Sono poi presenti numerose e intense righe del C I, soprattutto in banda I, J e H. Nelle bande I e H alcune righe del C I superano in intensità anche quelle dell'idrogeno e alcune di esse appaiono allargate essendo prodotte da diverse righe molto vicine fra loro. In banda H invece le righe sono più deboli e fuse insieme alle righe dell'idrogeno della serie di Brackett, come descritto nel paragrafo 1.3.2. La presenza di queste numerose righe del C I confermano l'appartenenza della nova PSN J00150875-3912501 alla classe Fe II.

Infine va notata la presenza di alcune righe di N I, spesso fuse con righe del C I. In particolare le righe di N I individuate nella banda I degli spettri di questa nova sono tipiche delle novae Fe II e non di quelle He/N come precisato da R. E. Williams (2012) e riportato nella tabella 1.4.

In tabella 2.2 sono riportate le righe identificate negli spettri della nova PSN J00150875-3912501 nelle bande I, J, H e K (di cui le porzioni di spettro corrispondenti sono osservabili nelle figure 2.7, 2.8, 2.9 e 2.10).

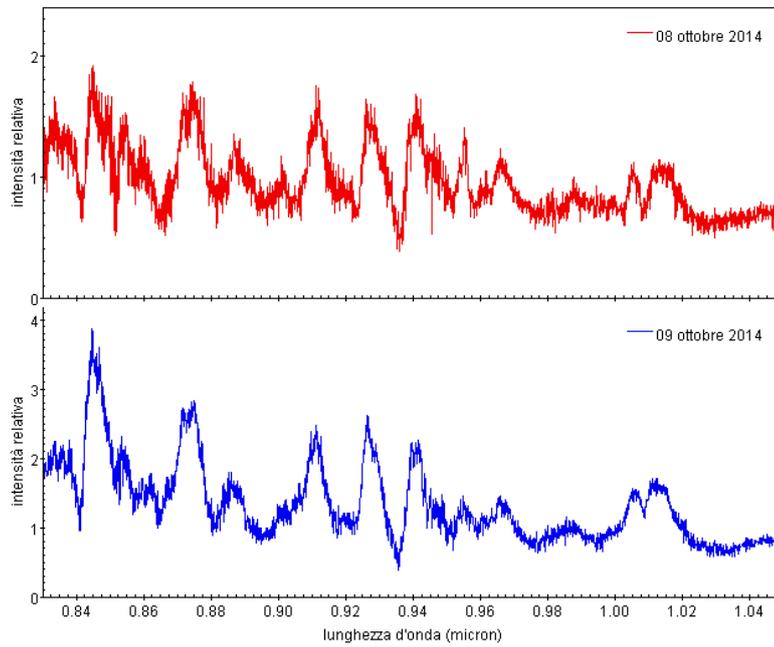


Figura 2.7: Spettri in banda I della nova PSN J00150875-3912501 nelle due notti di osservazione. Le intensità relative sono normalizzate a $0.96 \mu\text{m}$.

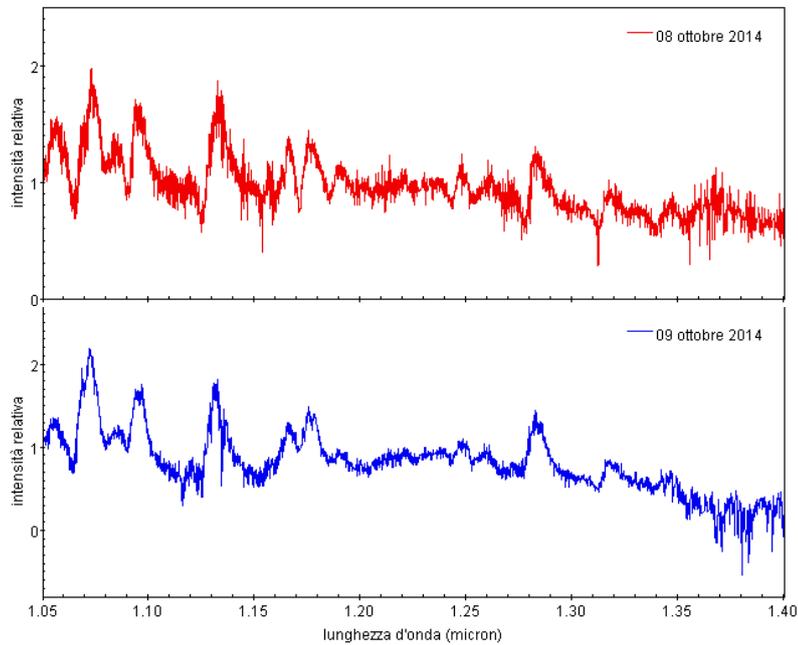


Figura 2.8: Spettri in banda J della nova PSN J00150875-3912501 nelle due notti di osservazione. Le intensità relative sono normalizzate a $1.25 \mu\text{m}$.

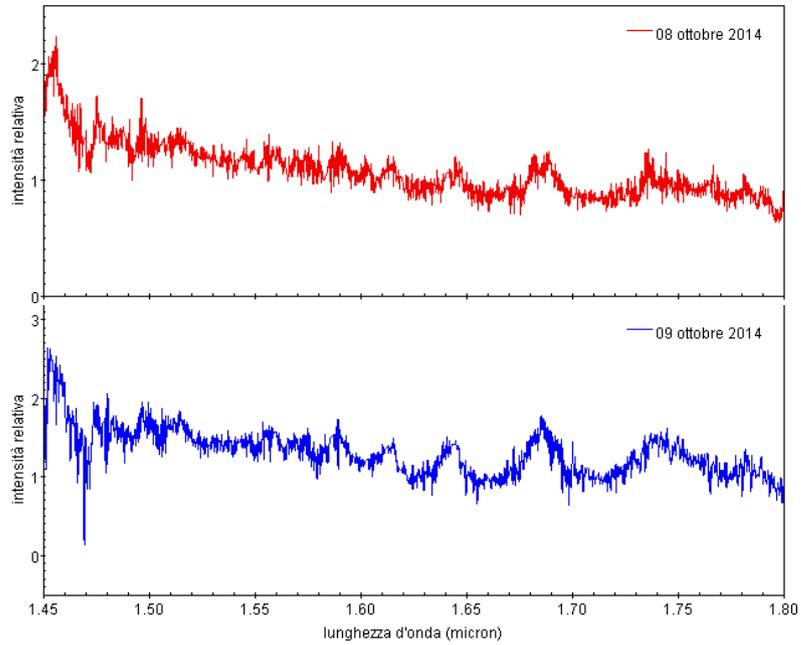


Figura 2.9: Spettri in banda H della nova PSN J00150875-3912501 nelle due notti di osservazione. Le intensità relative sono normalizzate a $1.65 \mu\text{m}$.

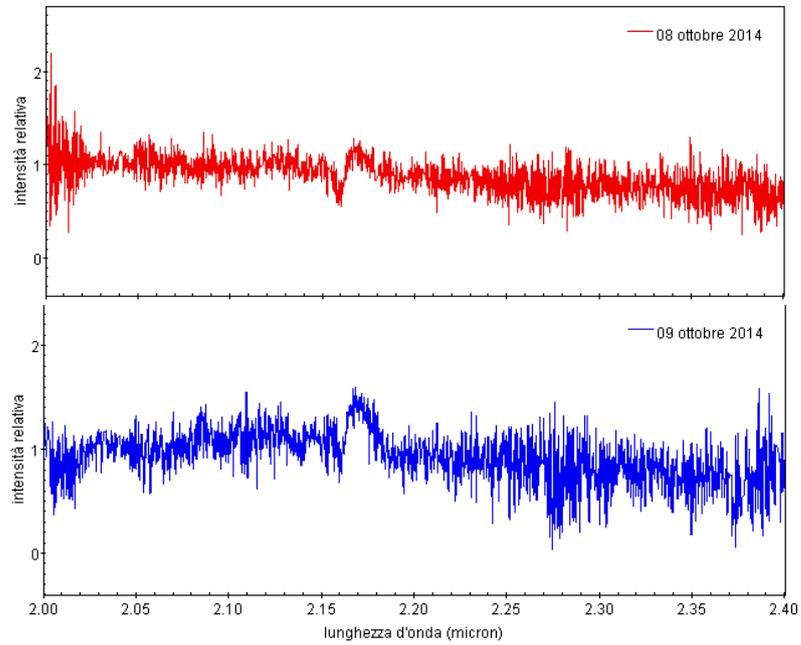


Figura 2.10: Spettri in banda K della nova PSN J00150875-3912501 nelle due notti di osservazione. Le intensità relative sono normalizzate a $2.2 \mu\text{m}$.

Table 2.2. Elenco delle righe identificate negli spettri NIR di PSN J00150875-3912501

lunghezza d'onda (μm)	elemento	altre righe rilevanti	note
0.8345	C I		
0.8446	O I		
0.8536	C I		
0.8727	C I	righe di N I tra 0.8710 e 0.8750	
0.8863	Pa11		
0.9094, 0.9111	C I		
0.9264	O I		
0.9395	N I		
0.9406	C I		
0.9546	Pa ϵ		
0.9658	C I		
1.0049	Pa δ		
1.0124	C I	riga di N I 1.0117	(a)
1.0541	C I	fuso con N I 1.0526	(b)
1.0729	C I	righe del C I a 1.0693 1.0707, 1.0729 e 1.0753	(c)
1.0830	He I		
1.0938	Pa γ		
1.1287	O I	fuso con riga C I a 1.1330 (e possibilmente con le righe N I a 1.1294, 1.1313, 1.1323)	(d)
1.1330	C I	fuso con la riga O I a 1.1287	(d)
1.1600 - 1.1674	C I	righe piú forti a 1.1648, 1.1653, 1.1659, 1.1669	
1.1746 - 1.1800	C I	righe piú forti a 1.1748, 1.1753, 1.1755	
1.1880, 1.1896	C I		
1.2461, 1.2469	N I	fuse con la riga O I a 1.2464	
1.2601 - 1.2614	C I		
1.2818	Pa β		
1.3164	O I		
1.4420 - 1.4530	C I	molte righe, le piú forti a 1.4399, 1.4420, 1.4542	(e)
1.5438	Br17		(f)
1.5556	Br16		(f)
1.5700	Br15		(f)
1.5880	Br14		(f)
1.6109	Br13		(f)
1.6406	Br12		(f)
1.6806	Br11	fusa con C I a 1.6890	
18.751	Pa α		(g)
1.9445	Br δ		(g)
21.655	Br γ		

(a) Inizialmente identificata con la riga He II Br α , si è poi visto dagli spettri delle nove studiate da R. E. Williams et al. (1991) che questa compare solamente in tempi successivi nell'evoluzione dello spettro. Nei periodi immediatamente seguenti il massimo in visuale questa riga è prodotta da C I o N I (riga N I tipica delle novae Fe II).

(b) Inizialmente il profilo P-Cygni è stato attribuito alla riga C I; è stato poi riattribuito alla riga N I a 1.0526 μm , fusa con quella di C I, sulla base delle considerazioni sulla velocità degli *ejecta* descritte al paragrafo 2.4.3.

(c) In modo analogo alla riga precedente, il profilo P-Cygni inizialmente attribuito alla riga C I a 1.0729 μm è stato poi identificato come appartenente alla riga C I a 1.0693 μm , tra l'altro presente anche nella tabella di R. E. Williams (2012).

(d) Inizialmente la riga O I a 1.1287 μm non era stata identificata. L'analisi delle velocità (descritta al paragrafo 2.4.3), assieme alla constatazione che tutte le righe di O I presentano un minimo di P-Cygni molto profondo, ha portato a ipotizzare la presenza di questa riga di O I, tuttavia fusa insieme alle righe N I e C I a lunghezze d'onda appena maggiori.

(e) Queste righe cadono nella zona rumorosa fra le bande J e H, per cui la loro identificazione può essere incerta.

(f) Queste righe della serie di Brackett sono molto allargate dalla presenza di numerose righe de C I, come descritto nel paragrafo 1.3.2.

(g) Queste righe cadono nella zona rumorosa fra le bande H e K; la loro identificazione è stata comunque data sulla base della loro attesa intensità e per il fatto che mostrano un profilo P-Cygni, sebbene non marcato, come le altre righe delle loro serie.

2.4.3 Velocità degli *ejecta*

Avendo a disposizione numerose righe, a differenza di quanto si è potuto fare con i dati in ottico, si è provato a calcolare la velocità degli *ejecta* separatamente per quelle righe che presentano un profilo P-Cygni (tramite la formula 1.5) e per quelle che non lo presentano (tramite la formula 1.6). A differenza di quanto fatto da Leardini (2016), le velocità ottenute tramite la formula dell'effetto Doppler classico non sono state corrette per la velocità di recessione di NGC 55 in quanto gli spettri sono stati portati a *redshift* $z=0$ e le misure così ottenute tengono già conto della velocità di recessione della galassia.

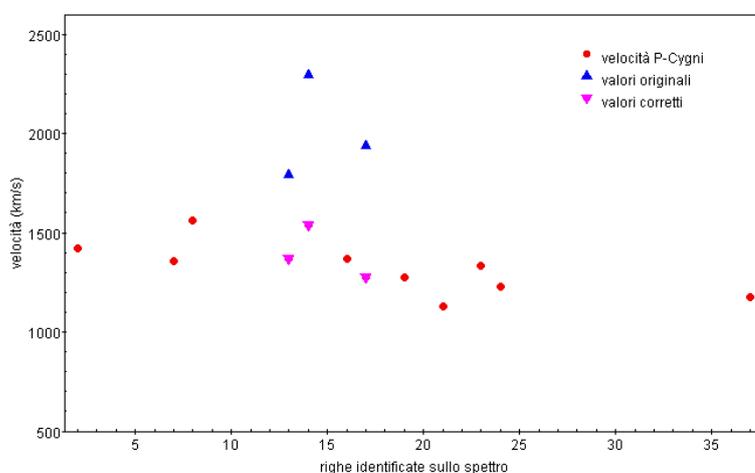


Figura 2.11: Velocità dell'8 ottobre 2014 ottenute tramite il minimo del profilo P-Cygni. I triangolini blu rappresentano le misure iniziali, ottenute con una errata identificazione delle righe; i triangolini a magenta rappresentano le misure corrette con la nuova identificazione delle righe responsabili dei minimi di P-Cygni.

Nel calcolare le velocità degli *ejecta* si è notato che tre velocità nello spettro dell'8 ottobre e una velocità nello spettro del 9 ottobre, fra quelle ottenute tramite il minimo di P-Cygni, risultavano essere ampiamente maggiori delle altre ottenute allo stesso modo. Dopo aver verificato la misura dei minimi, osservando con più attenzione lo spettro ci si è accorti che il lato blu delle righe in questione presentava un'interruzione (talvolta con un piccolo massimo secondario) dall'andamento diritto delle altre righe, tipico dei profili P-Cygni. Si è provato allora ad individuare queste nuove righe, parzialmente fuse con quelle identificate inizialmente, e a ricalcolarne le velocità con questi nuovi dati. Il risultato, osservabile in figura 2.11 per le tre velocità dell'8 ottobre, è che i nuovi valori così ottenuti sono in ottimo accordo con quelli delle altre righe.

In tabella 2.3 sono riportate le misure del minimo del profilo P-Cygni per entrambe le notti di osservazione. Come si può notare molte di queste righe

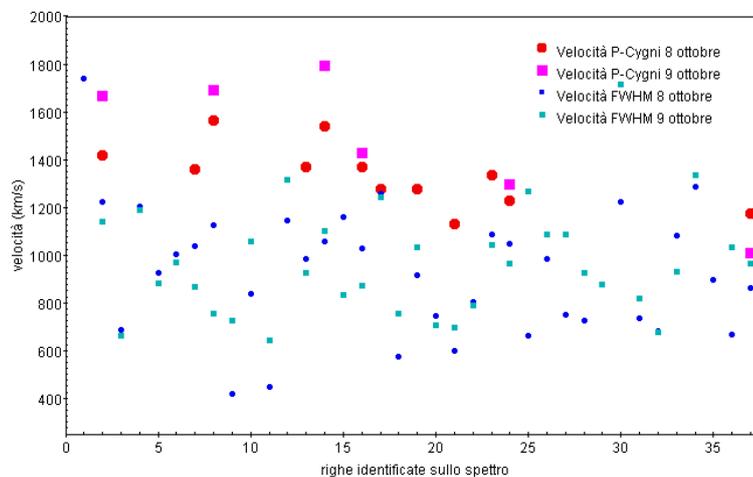


Figura 2.12: Velocità degli *ejecta* per entrambe le notti di osservazione e per entrambi i metodi descritti nel paragrafo 1.2.3.

Table 2.3. Posizioni dei minimi di P-Cygni

lunghezza d'onda (μm)	elemento	λ_{min} 8 ottobre	λ_{min} 9 ottobre
0.8446	O I	0.8406	0.8399
0.9264	O I	0.9222	assente
0.9395	N I	0.9346	0.9342
1.0526	C I	1.0478	assente
1.0693	C I	1.0630	1.0629
1.0938	Pa γ	1.0888	1.0886
1.1287	O I	1.1239	assente
1.1750	C I	1.1700	assente
1.2464	O I	1.2418	assente
1.2818	Pa β	1.2761	assente
1.3164	O I	1.3110	1.3103
2.1650	Br γ	2.1570	2.1577 *

*Questa misura è più incerta in quanto il profilo P-Cygni di questa riga la notte del 9 ottobre 2014 è molto debole.

tra l'8 ottobre e il 9 ottobre hanno perso questa loro caratteristica. Infine, un confronto fra le velocità di entrambe le notti e ottenute con entrambi i metodi citati, è possibile dalla figura 2.12. I valori ottenuti per effetto Doppler sono evidentemente meno dispersi e forniscono un valore medio $\bar{v}_{Doppler} = 1336.33$ km s⁻¹ con una deviazione standard $\sigma_{Doppler} = 137.89$ km s⁻¹ per l'8 ottobre 2014. I valori ottenuti dalla FWHM invece sono maggiormente dispersi (e mediamente minori) dei precedenti, con un valore medio $\bar{v}_{FWHM} = 904.43$ km s⁻¹ e una dispersione $\sigma_{FWHM} = 294.52$ km s⁻¹. Una possibile spiegazione di questa discrepanza fra i risultati ottenuti dai due metodi può risiedere nel fatto che la misura della FWHM è meno precisa di una misura di posizione del minimo di un profilo P-Cygni. Interpolando il profilo dell'assorbimento con una gaussiana e misurandone il centro quest'ultima misura risulta precisa, mentre una misura di FWHM risente sia del fatto che alcune righe sono fuse tra loro sia del livello del continuo considerato. Il fatto che alcune righe siano in realtà unioni di più righe provoca un allargamento della FWHM, il che spiega la grande dispersione delle velocità ottenute tramite questo metodo; mentre la difficoltà ad individuare il livello del continuo a causa delle molte righe allargate e vicine fra loro porta ad una sovrastima del livello dello stesso e conseguentemente a valori minori di FWHM e delle velocità che ne derivano, dando così una possibile spiegazione al fatto che le misure ottenute dalla FWHM siano anche mediamente minori di quelle ottenute dal profilo P-Cygni.

2.4.4 Considerazioni sulla fase P-Cygni

Il profilo P-Cygni (mostrato in figura 2.13 per la riga Pa β a 1.2818 μ m) può essere spiegato considerando un vento stellare con simmetria sferica uscente dalla stella (nel caso delle novae è la perdita di massa dovuta all'esplosione) e con velocità crescente verso l'esterno, fino al raggiungimento di una velocità terminale. Ad un osservatore esterno è questa colonna di materia davanti al disco stellare che assorbe la radiazione del continuo ad essere la responsabile del minimo di assorbimento del profilo P-Cygni. Il rapporto tra l'intensità della componente in emissione e della componente in assorbimento del profilo P-Cygni dipende da r_w ($= r_{wind}$) raggio della regione del vento stellare (o della materia espulsa, nel caso delle novae) rispetto alle dimensioni r_{ph} della stella stessa ($= r_{photosphere}$). Una rappresentazione schematica di queste componenti è riportata in figura 1.2 nel capitolo precedente. Se la stella è grande rispetto alle dimensioni della regione del vento stellare, la componente in emissione sarà minore della componente in assorbimento. Quando invece la regione del vento stellare diventa grande relativamente alla stella stessa, l'emissione comincerà a dominare sull'assorbimento. Questo risulta in accordo con le osservazioni, che riportano profili P-Cygni per alcune righe in corrispondenza del massimo di luminosità e per uno o due giorni a seguire. Quando la componente in assorbimento è confrontabile con quella in emissione nel

profilo di una stessa riga è ragionevole supporre le dimensioni della regione del vento stellare essere dello stesso ordine di grandezza delle dimensioni della fotosfera stellare, mentre quando la componente in assorbimento scompare la regione del vento stellare ha ormai superato le dimensioni della fotosfera stellare. Dal momento che la dimensione della regione del vento stellare può essere calcolata cinematicamente come $r_w = \bar{v} \cdot t$, ove \bar{v} è la velocità media del vento e t il tempo misurato a partire dall'esplosione, è possibile stimare le dimensioni della fotosfera stellare.

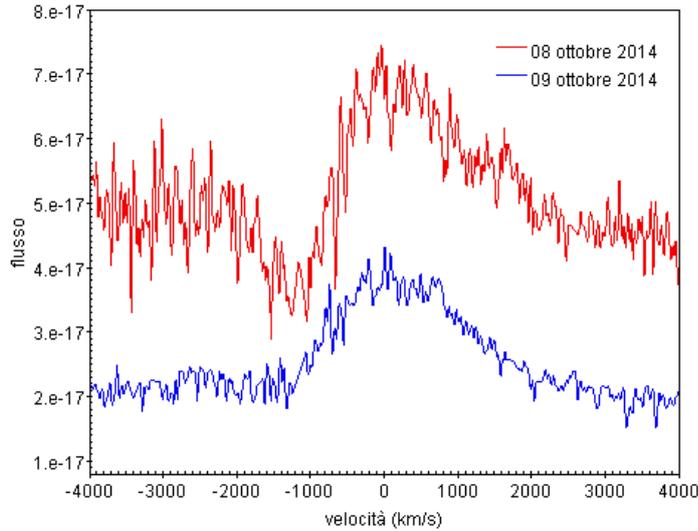


Figura 2.13: Profilo della riga $\text{Pa}\beta$ a $1.2818 \mu\text{m}$ per entrambe le notti di osservazione. L'8 ottobre il profilo è di tipo P-Cygni mentre il 9 ottobre è interamente in emissione.

Nel caso della nova PSN J00150875-3912501 la velocità media dell'*ejecta* può essere ottenuta tramite la FWHM delle righe in emissione o tramite la posizione del minimo di assorbimento delle righe con profilo P-Cygni, in particolare con questo secondo metodo si ottiene $\bar{v} \simeq 1330 \text{ km s}^{-1}$, come calcolato nel paragrafo 2.4.3. Assumendo come momento dell'esplosione il 6 ottobre 2017 (scoperta della nova PSN J00150875-3912501), ipotesi dovuta alla mancanza di dati precedenti e sostenuta dal valore molto piccolo del parametro t_2 che generalmente è associato anche a una fase di pre-massimo molto rapida, e considerando come momento in cui componente in emissione e in assorbimento del profilo P-Cygni sono confrontabili la notte dell'8 ottobre 2014 (infatti per quanto osservabile in tabella 2.3 il 9 ottobre molte righe non mostrano più il profilo P-Cygni), si ha $t \simeq 2 \text{ d}$. Con questi dati si ottiene $r_{ph} \simeq 330 R_\odot$ e quindi al momento del massimo visuale una dimensione della fotosfera $r_{ph} \simeq 165 R_\odot$ (assumendo una velocità dell'*ejecta* costante su questo intervallo temporale). Questo risultato è in accordo con le considerazioni di Kato e Hachisu (1994) sulla profondità ottica della fotosfera per cui al massimo della luminosità $r_{ph} \geq 100 R_\odot$.

Conclusioni

La nova PSN J00150875-3912501 era stata classificata dai dati ottici come appartenente alla classe delle novae Fe II secondo la classificazione di R. E. Williams (1992), ottenendo però un valore del parametro $t_2 \simeq 4.5$ giorni, inusualmente breve e maggiormente in accordo con le novae di tipo He/N. Lo studio dei dati spettroscopici disponibili, sebbene limitato ai due giorni successivi al massimo della luminosità, e in particolare l'osservazione di numerose righe del carbonio C I e di alcune righe dell'azoto N I proprie delle novae Fe II (Banerjee e Ashok 2012; R. E. Williams 2012) conferma la classificazione fatta in precedenza di questa nova. La magnitudine assoluta in banda V è stata ricalcolata usando la più recente calibrazione della relazione MMRD (proposta da Kantharia 2017) ottenendo il valore $M_V = -9.39 \pm 0.22$ magnitudini, in accordo con i risultati ottenuti da Leardini (2016).

Un'analisi delle intensità delle righe di idrogeno della serie di Paschen confrontate con l'andamento previsto dal caso B delle righe otticamente sottili ha permesso di concludere che la materia espulsa dalla nova all'8 ottobre 2014 è ancora otticamente spessa, mentre il 9 ottobre 2014 si nota un avvicinamento all'andamento previsto dal caso B, indicazione che la materia sta diventando otticamente sottile. Questa può essere intesa come una conferma di quanto trovato da Leardini (2016) sulla diminuzione del raggio della fotosfera della nova nei primi giorni dopo il massimo visuale.

Sono state cercate negli spettri di entrambe le notti di osservazione tracce delle righe di Mg I e di Na I, in quanto indicatori di una probabile successiva formazione della polvere negli *ejecta* della nova, senza però individuarne con certezza nessuna. Ciò non esclude una loro successiva comparsa; infatti in diversi studi esse sono individuate negli spettri ottenuti tra circa 7 e 20 giorni dopo il massimo della luminosità.

La velocità della *shell* di gas attorno alla nova è stata calcolata tramite la formula dell'effetto Doppler classico o tramite la FWHM a seconda del profilo presentato dalle righe. La miglior stima di questa velocità è ottenuta tramite il profilo P-Cygni di dodici righe fornendo il valore $\bar{v} = 1336.33 \pm 137.89$ km s⁻¹, leggermente più alto di (ma comunque confrontabile con) quello calcolato da Leardini (2016) usando la FWHM delle prime quattro righe della serie di Balmer dell'idrogeno.

Infine, assumendo come momento dell'esplosione il 6 ottobre 2014, da

un'analisi del profilo P-Cygni è stato possibile stimare il raggio della fotosfera stellare al 7 ottobre 2014, assunto come momento del massimo in visuale, ottenendo il valore $r_{ph} \simeq 165 R_{\odot}$. Questo risultato è in accordo con le considerazioni di Kato e Hachisu (1994) che prevedono $r_{ph} \geq 100 R_{\odot}$ al massimo della luminosità.

In futuro ci si propone di analizzare i dati fotometrici ottenuti nel vicino infrarosso per ottenere una stima dell'estinzione da cui è affetta la nova PSN J00150875-3912501 e di ricostruirne la SED estesa fino alla banda K per ottenere informazioni sulla *fireball phase* (quali diametro angolare, distanza e temperatura) da confrontare con le stesse quantità ottenute altrimenti.

Bibliografia

- Ashok, N. M. et al. «Near-infrared and optical studies of the fast nova V4643 Sgr (Nova Sagittarii 2001)». In: 368 (mag. 2006), pp. 592–598. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2006.10141.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10141.x). eprint: [astro-ph/0602152](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0602152).
- Banerjee, D. P. K. e N. M. Ashok. «Near-infrared properties of classical novae: A perspective gained from Mount Abu Infrared Observatory». In: *Bulletin of the Astronomical Society of India* 40 (set. 2012), p. 243. arXiv: [1306.0343](https://arxiv.org/abs/1306.0343) [[astro-ph.SR](#)].
- Banerjee, D. P. K., R. K. Das e N. M. Ashok. «Near-infrared H- and K-band studies of the 2006 outburst of the recurrent nova RSOPhiuchi». In: 399 (ott. 2009), pp. 357–368. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.15279.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.15279.x). arXiv: [0903.3794](https://arxiv.org/abs/0903.3794) [[astro-ph.SR](#)].
- Bode, M. F. «The Outbursts of Classical and Recurrent Novae». In: 331 (feb. 2010), pp. 160–168.
- Bode, M. F. e A. Evans. *Classical Novae*. Apr. 2008.
- Chesneau, O. e D. P. K. Banerjee. «Interferometric studies of novae in the infrared». In: *Bulletin of the Astronomical Society of India* 40 (set. 2012), p. 267. arXiv: [1210.2507](https://arxiv.org/abs/1210.2507) [[astro-ph.SR](#)].
- Czekala, I. et al. «The Unusually Luminous Extragalactic Nova SN 2010U». In: 765, 57 (mar. 2013), p. 57. DOI: [10.1088/0004-637X/765/1/57](https://doi.org/10.1088/0004-637X/765/1/57). arXiv: [1210.1573](https://arxiv.org/abs/1210.1573) [[astro-ph.HE](#)].
- Das, R. K., D. P. K. Banerjee, N. M. Ashok e O. Chesneau. «Near-infrared studies of V1280 Sco (Nova Scorpii 2007)». In: 391 (dic. 2008), pp. 1874–1886. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2008.13998.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13998.x). arXiv: [0809.4338](https://arxiv.org/abs/0809.4338).
- Das, R. K., D. P. K. Banerjee, N. M. Ashok e S. Mondal. «Near-infrared spectroscopic and photometric evolution of nova V476 Scuti - a nova that formed optically thin dust». In: *Bulletin of the Astronomical Society of India* 41 (set. 2013), p. 195. arXiv: [1310.4200](https://arxiv.org/abs/1310.4200) [[astro-ph.SR](#)].
- della Valle, M. e M. Livio. «The Calibration of Novae as Distance Indicators». In: 452 (ott. 1995), p. 704. DOI: [10.1086/176342](https://doi.org/10.1086/176342).
- Downes, R. A. e H. W. Duerbeck. «Optical Imaging of Nova Shells and the Maximum Magnitude-Rate of Decline Relationship». In: 120 (ott. 2000), pp. 2007–2037. DOI: [10.1086/301551](https://doi.org/10.1086/301551). eprint: [astro-ph/0006458](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0006458).
- E. Schaefer, Bradley. «Comprehensive Photometric Histories of All Known Galactic Recurrent Novae». In: 187 (dic. 2009).

- Evans, A. e R. D. Gehrz. «Infrared emission from novae». In: *Bulletin of the Astronomical Society of India* 40 (set. 2012), p. 213. arXiv: [1209.3193 \[astro-ph.SR\]](#).
- Gehrz, R. D. «The infrared temporal development of classical novae». In: 26 (1988), pp. 377–412. DOI: [10.1146/annurev.aa.26.090188.002113](#).
- Gehrz, R. D., A. Evans et al. «Infrared Observations of Novae in the SOFIA Era». In: *EAS Publications Series*. Vol. 71. EAS Publications Series. Dic. 2015, pp. 143–146. DOI: [10.1051/eas/1571030](#). arXiv: [1509.00066 \[astro-ph.SR\]](#).
- Gehrz, R. D., T. J. Jones et al. «The peculiar infrared temporal development of Nova Vulpeculae 1987 (QV Vulpeculae)». In: 400 (dic. 1992), pp. 671–680. DOI: [10.1086/172029](#).
- Gehrz, R. D., J. W. Truran et al. «Nucleosynthesis in Classical Novae and Its Contribution to the Interstellar Medium». In: 110 (gen. 1998), pp. 3–26. DOI: [10.1086/316107](#).
- Gehrz, R.D. e E.P. Ney. «0.7- to 23-m photometric observations of P/Halley 1986 III and six recent bright comets». In: *Icarus* 100.1 (1992), pp. 162–186. ISSN: 0019-1035. DOI: [https://doi.org/10.1016/0019-1035\(92\)90027-5](https://doi.org/10.1016/0019-1035(92)90027-5). URL: <http://www.sciencedirect.com/science/article/pii/S0019103592900275>.
- Geisel, S. L., D. E. Kleinmann e F. J. Low. «Infrared Emission of Novae». In: 161 (ago. 1970), p. L101. DOI: [10.1086/180579](#).
- Hachisu, I. e M. Kato. «A Universal Decline Law of Classical Novae». In: 167 (nov. 2006), pp. 59–80. DOI: [10.1086/508063](#). eprint: [astro-ph/0607609](#).
- Hoffmeister, C., G. Richter e W. Wenzel. *Variable stars*. 1985.
- Hummer, D. G. e P. J. Storey. «Recombination-line intensities for hydrogenic ions. I - Case B calculations for H I and He II». In: 224 (feb. 1987), pp. 801–820. DOI: [10.1093/mnras/224.3.801](#).
- José, J. e M. Hernanz. «Nucleosynthesis in Classical Novae: CO versus ONe White Dwarfs». In: 494 (feb. 1998), pp. 680–690. DOI: [10.1086/305244](#). eprint: [astro-ph/9709153](#).
- Kantharia, N. G. «Novae: I. The maximum magnitude relation with decline time (MMRD) and distance». In: *ArXiv e-prints* (mar. 2017). arXiv: [1703.04087 \[astro-ph.HE\]](#).
- Kato, M. e I. Hachisu. «Optically thick winds in nova outbursts». In: 437 (dic. 1994), pp. 802–826. DOI: [10.1086/175041](#).
- Kogure, T. e K.-C. Leung, cur. *The Astrophysics of Emission-Line Stars*. Vol. 342. Astrophysics and Space Science Library. 2007, p. 1. DOI: [10.1007/978-0-387-68995-1](#).
- Leardini, Sara. «Spettroscopia di una possibile nova nella galassia NGC 55». Tesi di laurea triennale. Università degli studi di Padova, 2016.
- McLaughlin, D. B. «Spectral Stages of Novae.» In: 95 (mag. 1942), p. 428. DOI: [10.1086/144414](#).

- McLaughlin, D. B. «The Relation Between Absorption Velocity and Rate of Decline for Galactic Novae.» In: 91 (mag. 1940), p. 369. DOI: [10.1086/144179](https://doi.org/10.1086/144179).
- «The spectral changes of a typical nova». In: *Popular Astronomy* 52 (1944), p. 109.
- Naik, S., D. P. K. Banerjee e N. M. Ashok. «Near-infrared observations of the novae V2491 Cygni and V597 Puppis». In: 394 (apr. 2009), pp. 1551–1558. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2009.14421.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2009.14421.x). arXiv: [0812.4096](https://arxiv.org/abs/0812.4096).
- NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)*. URL: <https://ned.ipac.caltech.edu/>.
- NIST Atomic Spectra Database Lines Form*. URL: https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html.
- Payne-Gaposchkin, C. *The galactic novae*. 1957.
- Pontefract, M. e J. M. C. Rawlings. «The early chemical evolution of nova outflows». In: 347 (feb. 2004), pp. 1294–1303. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2004.07330.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2004.07330.x).
- Raj, A., N. M. Ashok e D. P. K. Banerjee. «Nova V5579 Sgr 2008: near-infrared studies during maximum and the early decline phase». In: 415 (ago. 2011), pp. 3455–3461. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2011.18994.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2011.18994.x). arXiv: [1106.0883](https://arxiv.org/abs/1106.0883) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1106.0883)].
- Raj, A., N. M. Ashok, D. P. K. Banerjee, U. Munari et al. «V496 Scuti: an Fe II nova with dust shell accompanied by CO emission». In: 425 (ott. 2012), pp. 2576–2588. DOI: [10.1111/j.1365-2966.2012.21739.x](https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2012.21739.x). arXiv: [1207.4876](https://arxiv.org/abs/1207.4876) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1207.4876)].
- «V496 Scuti: Detection of CO Emission and Dust Shell in a Moderately Fast Fe II Nova». In: *Stellar Novae: Past and Future Decades*. A cura di P. A. Woudt e V. A. R. M. Ribeiro. Vol. 490. Astronomical Society of the Pacific Conference Series. Dic. 2014, p. 267. arXiv: [1303.1888](https://arxiv.org/abs/1303.1888) [[astro-ph.SR](https://arxiv.org/abs/1303.1888)].
- Raj, A., D. P. K. Banerjee et al. «Near-infrared studies of nova V5584 Sgr in the pre-maximum and early decline phase». In: *Research in Astronomy and Astrophysics* 15.7 (2015), p. 993. URL: <http://stacks.iop.org/1674-4527/15/i=7/a=993>.
- Schmidt, G. D., J. Liebert e H. S. Stockman. «Detection of the hot white dwarf in the magnetic nova V1500 Cygni with the Hubble Space Telescope». In: 441 (mar. 1995), pp. 414–423. DOI: [10.1086/175365](https://doi.org/10.1086/175365).
- Shafter, A. W. et al. «A Spectroscopic and Photometric Survey of Novae in M31». In: 734, 12 (giu. 2011), p. 12. DOI: [10.1088/0004-637X/734/1/12](https://doi.org/10.1088/0004-637X/734/1/12). arXiv: [1104.0222](https://arxiv.org/abs/1104.0222).
- Shore, S. N. e Gehrz, R. D. «Photo-ionization induced rapid grain growth in novae». In: *AA* 417.2 (2004), pp. 695–699. DOI: [10.1051/0004-6361:20034243](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20034243). URL: <https://doi.org/10.1051/0004-6361:20034243>.

- Storey, P. J. e D. G. Hummer. «Recombination line intensities for hydrogenic ions-IV. Total recombination coefficients and machine-readable tables for $Z=1$ to 8». In: 272 (gen. 1995), pp. 41–48. DOI: [10.1093/mnras/272.1.41](https://doi.org/10.1093/mnras/272.1.41).
- Williams, D. M. et al. «Measurement of Submicron Grains in the Coma of Comet Hale-Bopp C/1995 O1 during 1997 February 15-20 UT». In: *The Astrophysical Journal Letters* 489.1 (1997), p. L91. URL: <http://stacks.iop.org/1538-4357/489/i=1/a=L91>.
- Williams, R. E. «Origin of the “He/N” and “Fe II” Spectral Classes of Novae». In: 144, 98 (ott. 2012), p. 98. DOI: [10.1088/0004-6256/144/4/98](https://doi.org/10.1088/0004-6256/144/4/98). arXiv: [1208.0380](https://arxiv.org/abs/1208.0380) [astro-ph.SR].
- «The formation of novae spectra». In: 104 (ago. 1992), pp. 725–733. DOI: [10.1086/116268](https://doi.org/10.1086/116268).
- Williams, R. E. et al. «The evolution and classification of postoutburst novae spectra». In: 376 (ago. 1991), pp. 721–737. DOI: [10.1086/170319](https://doi.org/10.1086/170319).
- Zwicky, F. «An Expansion-Luminosity Relation for Novae». In: *Proceedings of the National Academy of Science* 22 (lug. 1936), pp. 457–462. DOI: [10.1073/pnas.22.7.457](https://doi.org/10.1073/pnas.22.7.457).