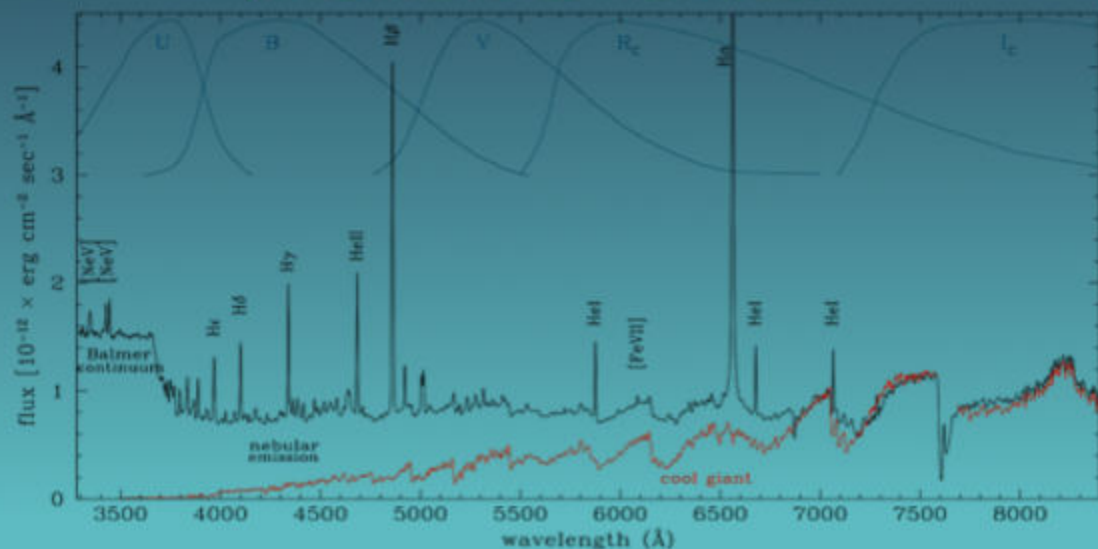
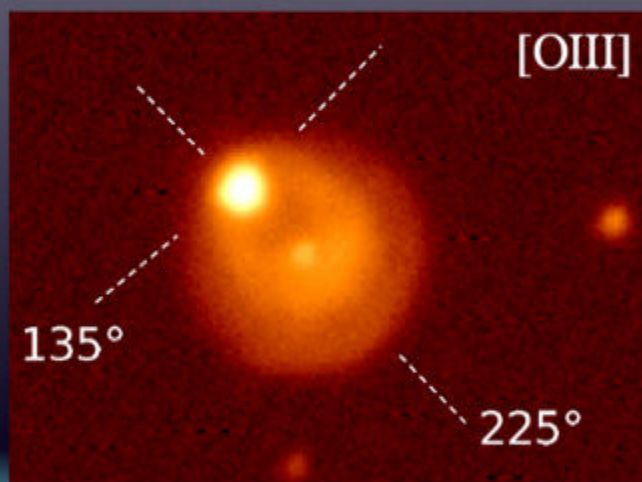


Le stelle simbiotiche

Ulisse Munari

Istituto Nazionale di Astrofisica INAF

Osservatorio Astronomico di Padova, 36012 Asiago (VI), Italy



Introduzione ai principali tipi di oggetti astronomici osservati da ANS Collaboration

Le stelle simbiotiche

(traduzione dall'originale in inglese di Gian Luigi Righetti)

Ulisse Munari

Istituto Nazionale di Astrofisica INAF
Osservatorio Astronomico di Padova, 36012 Asiago (VI), Italia

Estratto. *Le stelle simbiotiche (SySt) sono sistemi binari interagenti composti da una nana bianca (WD) che accresce materiale da una compagna gigante fredda, la quale spesso riempie il proprio lobo di Roche. Nelle SySt classiche (la maggioranza di quelle classificate nei cataloghi), la WD brucia il materiale accresciuto sulla sua superficie mediante reazioni nucleari, divenendo estremamente calda e luminosa, nonché capace di ionizzare una frazione considerevole del materiale del vento proveniente dalla compagna fredda, originando spettacolari e intense righe d'emissione visibili nello spettro ottico.*

Una nuova tipologia di SySt è progressivamente emersa negli ultimi anni, primariamente come risultato delle osservazioni in raggi X da satellite: le SySt accrescenti. In sistemi del genere, la WD non produce reazioni nucleari in superficie e la luminosità dovuta all'accrescimento è troppo bassa per produrre righe in emissione sufficientemente intense da poterle facilmente osservare in bassa dispersione. Anche se sono difficili da scoprire, le SySt accrescenti potrebbero essere molto numerose, rinforzando il ruolo delle simbiotiche in generale come possibili progenitori delle supernovae di tipo Ia. Il trasferimento di massa dalla gigante fredda alla WD varia col tempo, e una data simbiotica può essere osservata come SySt accrescente durante fasi di basso trasferimento di massa, mentre potrebbe essere osservata come SySt classica quando il trasferimento di massa diviene maggiore ed in grado di supportare il bruciamento stabile sulla superficie della WD. Molte novae ricorrenti sono in effetti SySt accrescenti (p. es. T CrB, RS Oph, V407 Cyg), e un numero crescente di novae classiche sono state rilevate esplodere all'interno di sistemi binari simbiotici in precedenza sconosciuti (p. es. la recente Nova Sco 2014 (V1534 Sco) e la Nova Sco 2015 (V1535 Sco)).

In una piccola frazione di binarie simbiotiche note, la compagna della gigante fredda è invece una stella di neutroni. Lo spettro ottico di queste SySt con stella di neutroni è praticamente identico a quello delle giganti fredde di campo, cosicché la loro scoperta avviene solitamente grazie ad osservazioni nei raggi X effettuate dai satelliti.

Le stelle simbiotiche mostrano la presenza contemporanea di molti tipi differenti di variabilità, comprendenti outbursts, eruzioni come nova, profonde eclissi, pulsazioni e macchie superficiali della gigante fredda, distorsioni ellissoidali nei sistemi che riempiono il lobo di Roche, irraggiamento e riflessione, flickering, ecc., con tempi scala che vanno da minuti a mesi, da anni a secoli.

I lunghi periodi orbitali (tipicamente un paio d'anni) e le complesse evoluzioni fotometriche durante gli outbursts, che durano da almeno qualche anno ad oltre un secolo, rendono le osservazioni delle SySt quasi impossibili da intraprendere da parte dei professionisti, e aprono grandi opportunità agli astrofili per contribuire apportando dati fondamentali alla scienza.

1 Introduzione

L'osservazione delle stelle simbiotiche (da qui in poi SySt) offre agli astrofili una grande opportunità di contribuire apportando dati fondamentali o, meglio, *unici*.

Infatti, la durata dei periodi orbitali e delle fasi di outbursts, entrambi di ordine di grandezza di anni, rendono le osservazioni sistematiche da parte dei professionisti praticamente impossibili da effettuare, specialmente per coloro che necessitano di accedere ai telescopi dedicati a progetti d'avanguardia dei grandi Osservatori Internazionali.

Le SySt mostrano variabilità su una scala di tempi estremamente vasta: secondi/minuti (flickering da accrescimento), minuti/ore (rotazione della WD), giorni/anni (rotazioni, pulsazioni della gigante fredda, ricombinazioni nel gas circumstellare ionizzato, fronti d'urto, getti bipolari), mesi/anni (periodi orbitali, eclissi, effetti di riflessione, distorsioni ellissoidali, pulsazioni tipo Mira), mesi/secoli (outbursts). Alcuni di questi tipi di variabilità sono osservati meglio e mostrano ampiezze maggiori nelle lunghezze d'onda rosse, altri nelle blu, come verrà discusso in seguito.

Per aumentarne il valore, produrre valide basi per costruire modelli fisici, e permettere di combinare in modo sicuro dati raccolti da vari astrofili (talvolta varie *generazioni* di astrofili), le osservazioni fotometriche devono essere intraprese in bande fotometriche standard, correttamente calibrate in accurate sequenze fotometriche locali. Henden e Munari (2000, 2001, 2006) hanno calibrato sequenze fotometriche UBVRI attorno a 81 SySt ben note, basandosi su osservazioni a epoche diverse intraprese al telescopio da 1.5m dell'Osservatorio della Marina degli Stati Uniti a Flagstaff. Le surveys fotometriche di tipo all-sky APASS Bvg'r'i' e Pan-STARRS u'g'r'i'z' sono strumenti ideali per estrarre sequenze fotometriche utili attorno ad altre stelle simbiotiche, sequenze da riportare nel sistema standard UBVRI mediante le equazioni di trasformazione calibrate da Munari et al (2014). Adottando queste sequenze fotometriche, gli astrofili possono trasformare accuratamente le loro osservazioni dal sistema fotometrico locale istantaneo a quello standard (Landolt). Questo porta le osservazioni degli astrofili più vicine (e più facilmente integrabili) ai dati raccolti dai professionisti, i quali frequentemente utilizzano le stesse sequenze fotometriche per le loro osservazioni, o quando ricostruiscono le storie fotometriche trascorse delle SySt dalle misure delle vecchie lastre fotografiche conservate negli archivi situati in giro per il mondo (come quelli ad Harvard, Sonneberg, Pulkovo, Asiago).

Anche se questo articolo si focalizza sulla fotometria, vale la pena notare che la spettroscopia si sta diffondendo tra gli astrofili. Ulteriori informazioni sulla spettroscopia amatoriale si possono reperire sul sito web di ANS Collaboration. Spettri a bassa risoluzione di circa 20 SySt in quiescenza sono entro le possibilità degli astrofili che utilizzano telescopi più grandi e un numero aggiuntivo simile di SySt possono essere osservate spettroscopicamente durante le loro fasi di outburst. La riga H α è così luminosa che il suo profilo in emissione ad alta risoluzione può essere ottenuto per numerose SySt anche con telescopi da 40 cm. Il profilo e l'intensità della H α è profondamente modulato dal moto orbitale, inoltre esso risponde prontamente alla ionizzazione/ricombinazione nel gas circumstellare, a eclissi, outbursts, venti, espulsione di getti bipolari e molto altro. Monitorare la riga H α delle SySt è realmente un divertimento! Come linea guida, spettri a bassa risoluzione dovrebbero coprire l'intervallo da 4000 a 7000 Å a 2 – 5 Å/pixel, mentre osservazioni ad alta risoluzione della H α dovrebbero essere intraprese con un potere risolutivo di almeno 10000 (circa 0.2 Å/pixel).

2 Le stelle simbiotiche classiche

Iniziamo questa introduzione focalizzandoci sulle *simbiotiche classiche*, quelle per prime definite come classe astronomica da Allen (1984). Una visione schematica è presentata in Figura 1.

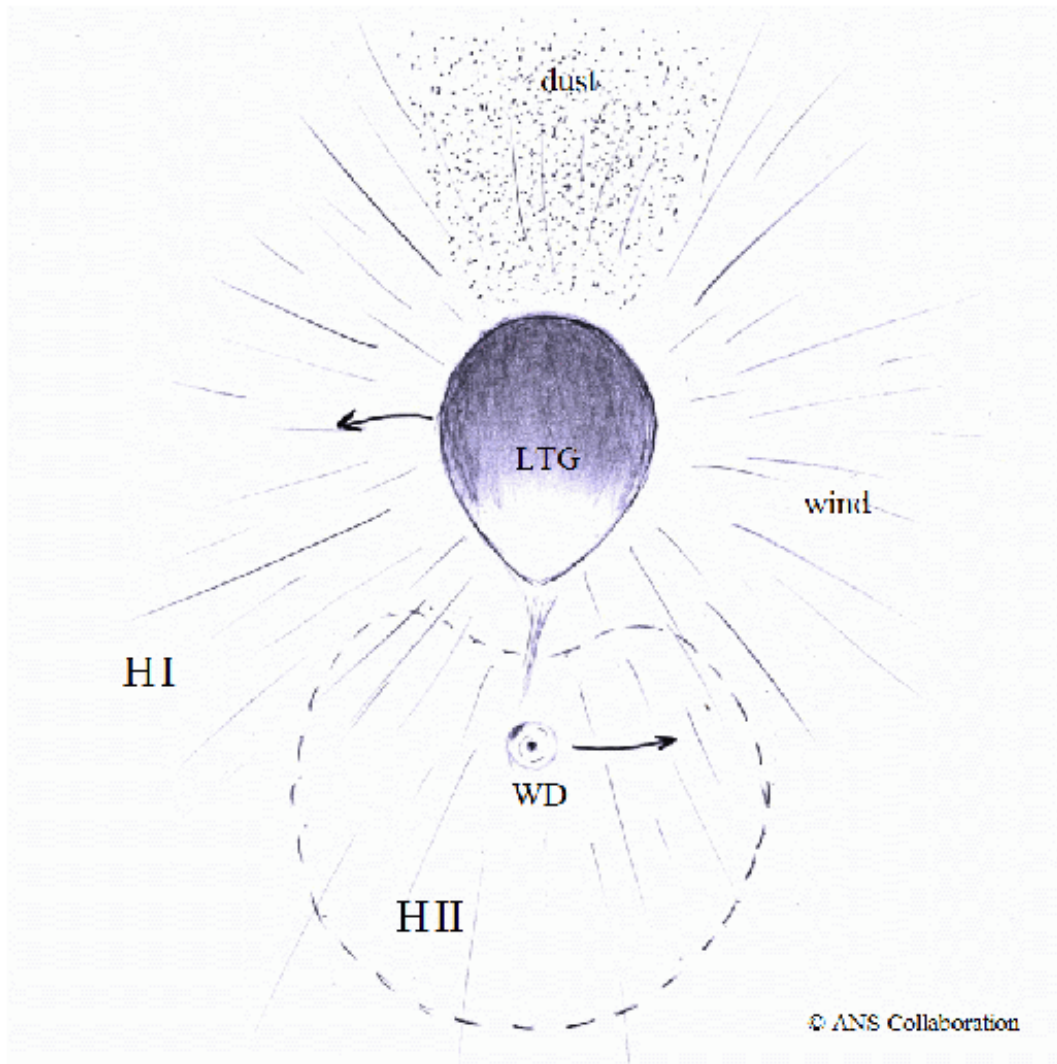


Figura 1: Un disegno schematico (non in scala) di come dovrebbe apparire una binaria simbiotica. La gigante di tipo spettrale avanzata (LTG) in alto riempie il proprio lobo di Roche. La compagna in basso è una nana bianca (WD), che accresce dalla LTG. L'accrescimento può avvenire direttamente dal vento o tramite il traboccamento dal lobo di Roche e conduce alla formazione di un disco di accrescimento. Il lato della LTG di fronte alla compagna viene irraggiato e riscaldato dal campo di radiazione ad alta energia della WD. Materia viene soffiata via dalla LTG per vento in tutte le direzioni (regione indicata in figura da HI, a significare idrogeno neutro). La frazione di questo vento più vicina alla WD viene ionizzata (la regione all'interno del contorno tratteggiato, marcato con HII a significare idrogeno ionizzato). Dove si collocano i confini tra le regioni HII e HI dipende dall'ammontare di fotoni ionizzanti emessi dalla WD (quindi dalla sua temperatura e luminosità superficiali) e dalla distribuzione locale di densità del vento della LTG (maggiore è la densità in una direzione, minore la distanza che gli stessi fotoni ionizzanti possono percorrere prima di essere completamente assorbiti). Si può avere condensazione di polvere se il vento della LTG è particolarmente denso, come quando essa è una variabile Mira. E' più facile per la polvere sopravvivere all'interno del cono d'ombra prodotto dalla LTG stessa, dove i grani di polvere sono schermati dall'azione distruttiva della radiazione altamente energetica che si propaga dalla WD. Il periodo orbitale tipico per una stella simbiotica è 2-3 anni, e la separazione tra la LTG e la WD è 2-3 unità astronomiche (UA). A una velocità di ~15-25 km/s, il vento della LTG copre una distanza equivalente alla separazione orbitale in un tempo di circa sei mesi.

Altri tipi, incontrati meno frequentemente, le *simbiotiche accrescenti* e le *simbiotiche con stella di neutroni*, saranno considerate più avanti nelle sezioni 5 e 6.

Lo spettro tipico di una simbiotica classica (per brevità, la parola *classica* sarà omessa nel seguito) è presentato in Figura 2. Esso mostra come una simbiotica contenga una gigante di tipo spettrale avanzato (LTG), molto frequentemente dei tipi spettrali da M2 a M5 III, non pulsante (solo nel 20% dei casi essa pulsa come una Mira), con forti bande spettrali in assorbimento del TiO che dominano lo spettro alle lunghezze d'onda nel rosso. La LTG domina lo spettro e la fotometria nella banda R e particolarmente nella banda I. La presenza di righe d'emissione forti nello spettro di Figura 2 tradisce la presenza in una simbiotica di una nana bianca (WD) estremamente calda (≥ 80000 K) e luminosa (dell'ordine di un centinaio di luminosità solari). La WD orbita attorno alla LTG e accresce da essa, sia attraverso il vento, sia mediante traboccamento dal lobo di Roche. La WD è così calda che la sua emissione è concentrata nei raggi X molli e negli ultravioletti, rilevabili da satellite, e diviene normalmente osservabile nelle bande U, B, V, solo durante gli outbursts, quando i suoi strati esterni si espandono e raffreddano sino alle dimensioni di una stella gigante di tipo A. La WD ionizza il vento proveniente dalla LTG, vento che emette così principalmente luce nel blu, e questo è il motivo per cui, nello spettro della Figura 2, Z And è molto più luminosa rispetto a una LTG normale nella banda V, ma particolarmente nella B e nella U.

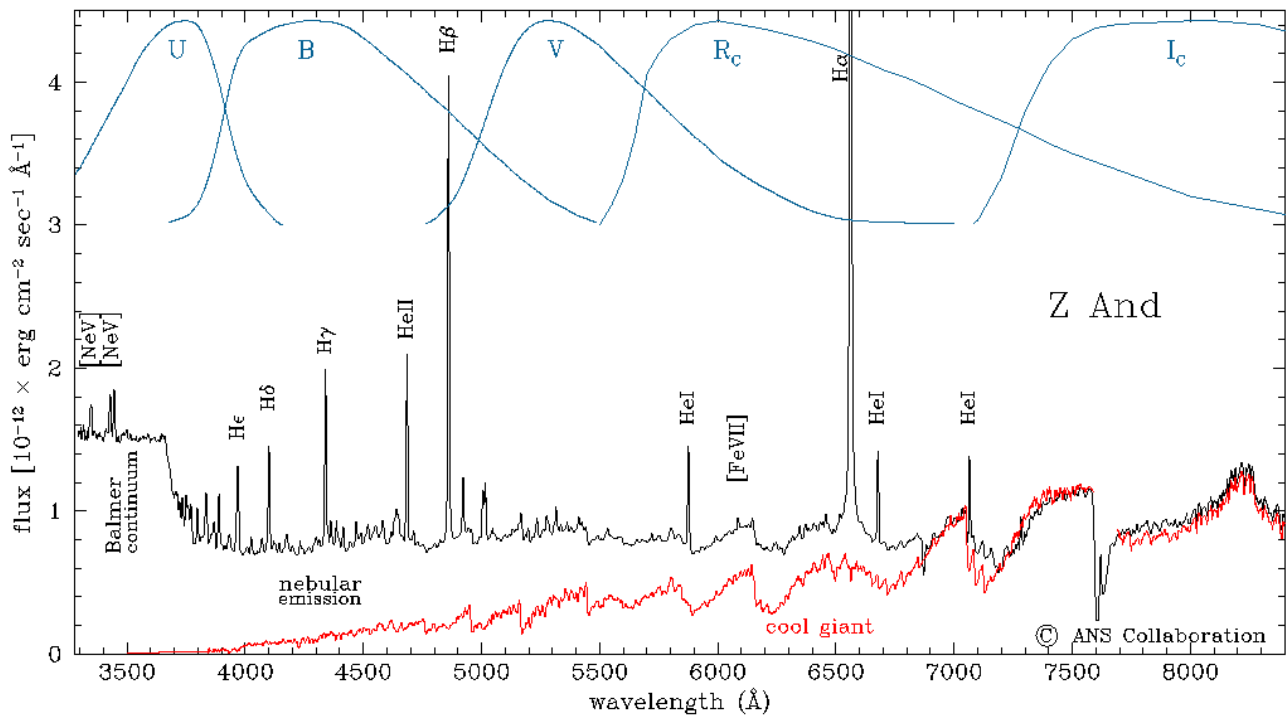


Figura 2: Spettro ottico della stella simbiotica prototipo Z And, osservata durante una fase di quiescenza (22 Dicembre 2011, telescopio da 1.22m di Asiago). Sono identificate le righe di emissione più rilevanti, e sono sovrapposti i profili di trasmissione delle bande fotometriche Johnson-Cousins UBVRI. La riga H α è troncata per esaltare la visibilità del resto. Z And ospita una gigante fredda di tipo spettrale M3III. Lo spettro nel rosso, riportato per confronto, è quello di una stella M3III normale di campo (in questo caso lo spettro di δ Vir), scalato alla brillantezza nella banda I di Z And. Ciò allo scopo di illustrare come un sistema simbiotico si differenzi sempre più da una normale gigante man mano che ci si sposta verso le lunghezze d'onda più blu.

La temperatura e la luminosità elevate della WD (molto più elevate di quanto possa essere imputabile al rilascio di energia potenziale dal materiale in accrescimento, o dall'irraggiamento termico nel corso dell'evoluzione lungo la traccia di raffreddamento di una WD) sono spiegate assumendo che la WD stia producendo reazioni nucleari stabili sulla sua superficie bruciando

l'idrogeno del materiale accresciuto dalla LTG (Munari e Buson 1994, Sokoloski 2003). La presenza tra le simbiotiche di molte sorgenti X Super-Soft (SSSx) è una conferma diretta di questo scenario (molte altre simbiotiche non sono rivelate come SSSx semplicemente perché sono circondate da talmente tanto materiale circumstellare che i raggi X sono tutti o quasi localmente assorbiti). Per mantenere stabile il bruciamento nucleare la WD deve accrescere a un tasso elevato (molto maggiore rispetto a quello degli altri tipi di binarie interagenti, come le variabili cataclismiche). Questo tasso è regolato finemente dalla massa della WD: sotto un valore critico il bruciamento nucleare non avviene più, al di sopra di esso il materiale circumstellare si espande fino a dimensioni da gigante rossa. In questo caso, ci si aspetta scompaiano l'emissione nel continuo di tipo nebulare e tutte le righe di emissione e il sistema non può essere scoperto e classificato come una stella simbiotica, apparendo identico a una normale stella gigante fredda singola (solamente misurazioni estensive ed accurate di velocità radiali potrebbero tradire la natura binaria del sistema). Il tasso massimo di accrescimento per avere bruciamento termonucleare stabile (in masse solari per anno) può essere espresso come

$$\dot{M}_{max}^{steady} = 10^{-7} (2.8 + 5.9 \left(\frac{M_{WD}}{M_o} - 1.0 \right)) M_o yr^{-1}$$

e il suo valore minimo come

$$\dot{M}_{min}^{steady} = 1.32 \times 10^{-7} M_{WD}^{3.57} M_o yr^{-1}$$

Di conseguenza, per una WD di 0.92 masse solari, l'intervallo di accrescimento per produrre reazioni nucleari stabili è compreso tra 1.0 e $2.3 \times 10^{-7} M_o yr^{-1}$ un intervallo davvero molto ristretto. Per confronto, il tasso di accrescimento tipico per la WD in una variabile cataclismica è dell'ordine di $2 \times 10^{-10} M_o yr^{-1}$, e di $10^{-11} M_o yr^{-1}$ in un sistema WZ Sge.

Il bruciamento nucleare stabile alla superficie di una WD ha una implicazione molto importante per le simbiotiche. Contrariamente alle novae, dove il bruciamento nucleare è un processo altamente esplosivo che proietta nello spazio buona parte del materiale accresciuto, il bruciamento non esplosivo nelle simbiotiche (sia durante la fase di quiescenza, sia durante l'outburst) consente alla WD di trattenere il materiale accresciuto, e di aumentare stabilmente la sua massa. Se la compagna LTG ha abbastanza materiale da trasferire, la WD può crescere in massa fino a raggiungere il limite di Chandrasekhar di $1.4 M_o$, situazione per la quale la WD potrebbe esplodere come una supernova di tipo Ia (Munari e Renzini, 1992). L'esatta natura dei progenitori delle SN Ia è ancora materia di discussione, ma c'è vasto consenso sul fatto che i sistemi simbiotici siano possibili se non probabili candidati.

Esistono altre due componenti molto importanti in una simbiotica tipica: gas circumstellare e polvere. Una simbiotica è immersa in una grande quantità di gas circumstellare (da qui in poi CG) creato per la maggior parte dal vento soffiato via dalla LTG, vento ionizzato dalla radiazione più energetica proveniente dalla WD (vedi Figura 1). La frazione ionizzata del CG può estendersi fino a oltre 100 unità astronomiche dal sistema binario centrale e dare origine a due fenomeni spettacolari: (si veda lo spettro del prototipo della classe delle simbiotiche Z And in Figura 2) : (i) righe in emissione molto luminose (in particolare H α) che impreziosiscono lo spettro e tracciano le condizioni di alta ionizzazione (il criterio di classificazione di Allen del 1984 richiede la presenza di righe in emissione dall'HeII o di elementi a ionizzazione ancora più elevata come [FeVII] o [NeV]) e (ii) intensa emissione nel continuo blu che, nelle bande U e B, è molto più intensa di quella della LTG, spingendo frequentemente gli indici di colore U-B delle simbiotiche verso valori negativi. Se il numero di fotoni energetici emessi dalla WD aumenta, lo stesso vale per la quantità e luminosità del gas circumstellare, e viceversa. In questo modo il CG si comporta come un calorimetro, riverberando per l'osservatore alle lunghezze d'onda ottiche ciò che la WD immersa in esso produce nel lontano ultravioletto e nei raggi X. La ricostruzione, con modelli basati sulla foto-ionizzazione,

del flusso (corretto per l'arrossamento) osservato nelle righe d'emissione può ricavare la luminosità e la temperatura della WD senza la necessità di osservazioni effettuate con satelliti nell'ultravioletto lontano e nei raggi X. Talvolta il gas ionizzato si estende sino a dimensioni così grandi da dare origine a estese nebulose visibili nelle immagini prese al suolo. Alcuni esempi sono presentati in Figura 3.

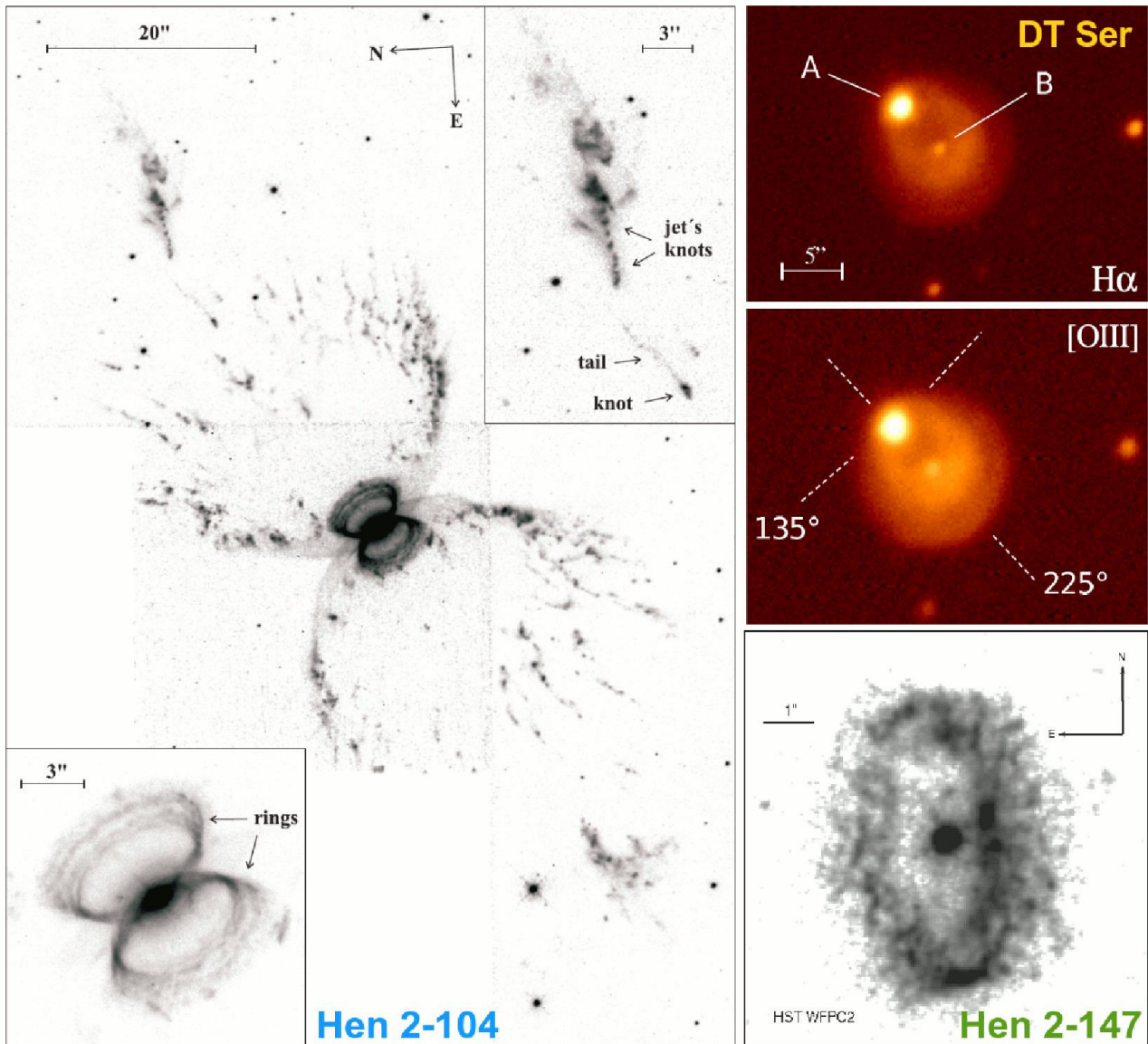


Figura 3: Talvolta il gas ionizzato nelle stelle simbiotiche è così esteso che può essere spazialmente risolto con osservazioni dalla Terra. Sinistra: la stella simbiotica Hen 2-104 (= V852 Cen), nota anche come Southern Crab, contiene una Mira a lungo periodo ed è al centro di una nebulosa a forma di clessidra. L'immagine di Hubble Space Telescope col filtro a banda stretta [NII] (6584 Å) è presa da Corradi et al. (2001). In alto a destra: osservazioni con filtri a banda stretta H α e [OIII] al telescopio NOT da 2.5 m a La Palma hanno permesso di scoprire la presenza di una nebulosa planetaria in precedenza sconosciuta nella stella simbiotica DT Ser (immagine tratta da Munari et al. 2013). In basso a destra: immagine ottenuta dall'Hubble Space Telescope col filtro a banda stretta [NII] (6584 Å) della stella simbiotica Hen 2-147 (= V347 Nor, vedi Santander-Garcia et al. 2007, e Munari e Patat 1993), che rivela la presenza di un anello di gas ionizzato in espansione, probabilmente il relitto di una antica esplosione.

Il gas ionizzato risplende perché i suoi elettroni liberi si ricombinano con gli ioni e in questo processo viene emessa luce. In condizioni di equilibrio tanti ioni si ricombinano quanti sono gli atomi neutri ionizzati dall'assorbimento della radiazione molto energetica proveniente dalla WD. Se la WD cessasse ad un tratto il suo irraggiamento per quanto tempo vedremmo il gas continuare a brillare? Il tempo scala per la ricombinazione (cioè il tempo richiesto per ridurre il numero di ioni a $1/e = 1/2.718 \sim 1/3$ del valore iniziale) è

$$t_{rec} \sim \frac{1}{n_e \alpha_r}$$

dove n_e è il numero di elettroni liberi per cm^{-3} , e α_r è il coefficiente di ricombinazione in $\text{cm}^3 \text{s}^{-1}$. Alla temperatura elettronica di $\sim 10^4 \text{ K}$ e in condizioni di case-B, il tempo scala (espresso in ore) per la ricombinazione dell'idrogeno (lo ione più abbondante e importante) diventa

$$t_{rec} \sim \left(\frac{10^9}{n_e} \right)$$

Il vento di una gigante fredda, alla distanza dove è in orbita la WD, ha $n_e \sim 10^7 \text{ cm}^{-3}$, e il tempo scala per la ricombinazione è dunque di ~ 100 ore, o 4 giorni.

In una nebulosa planetaria, dove $n_e \sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$, il tempo scala per la ricombinazione diviene ~ 10 anni, mentre alla densità dei tubi al neon delle nostre case t_{rec} è una minima frazione di secondo, e di circa un secondo nella zona dove le meteore entrano nell'atmosfera terrestre.

Il tempo scala per la ricombinazione ha una conseguenza interessante: l'emissione dalla nebulosa non può essere vista variare su intervalli temporali più brevi del tempo scala di ricombinazione. Cosicché, se dovessimo commutare la WD dallo stato attivo a quello quiescente in modo rapido (per esempio ogni ora), saremmo dispiaciuti nel notare nessuna variazione nella luminosità della nebulosa ionizzata, o nell'intensità delle righe d'emissione, o quant'altro. Tuttavia, è stato osservato del flickering (variazioni di luminosità su tempi scala dell'ordine di minuti) in parecchie stelle simbiotiche. Com'è possibile? Il punto è che la radiazione che mostra flickering non si origina nella nebulosa ma proviene direttamente dalle "hot spot" e/o dalle regioni più interne del disco di accrescimento, regioni di piccole dimensioni (la luce le attraversa in tempi dell'ordine di secondi) e nelle quali le densità sono molto più elevate rispetto alla nebulosa e, di conseguenza, i tempi scala per la ricombinazione sono molto più brevi.

La polvere circumstellare è quasi sempre presente quando la LTG è una variabile Mira. La polvere è concentrata attorno alla LTG e può essere così spessa da provocare fenomeni di estinzione spettacolari: in H 1-36 Allen(1983) ha stimato che le polveri circumstellari affievoliscono la magnitudine della LTG nella banda V di 20 magnitudini, mentre il gas ionizzato (esterno alle polveri) non soffre quasi di estinzione. Talvolta la simbiotica che ospita una variabile Mira attraversa periodi di quella che sembra essere una prolungata estinzione da polveri. Si pensa che ciò sia causato da polvere concentrata in un cono d'ombra prodotto dalla LTG stessa, dove la polvere è schermata dall'effetto distruttivo della radiazione ionizzante della WD (si veda la fig. 1). Periodicamente, nel corso del moto orbitale, la simbiotica viene osservata attraverso un cono di polvere di questo tipo, fenomeno che dà origine ad una attenuazione periodica della luminosità (in particolare della LTG).

I sistemi simbiotici appartengono prevalentemente alla vecchia popolazione stellare della Galassia situata nel Bulge/Disco Spesso e come tali esse appaiono concentrate verso il piano della Galassia e in particolare verso le sue regioni centrali (Sagittario, Scorpione, Ofiuco, Cigno). Sono noti circa 300 sistemi simbiotici, e la loro popolazione totale nella Galassia si stima vada da 30000 (Kenyon et. al. 1993) e 300000 (Munari e Renzini 1992). Le stelle simbiotiche sono state scoperte anche in galassie esterne, tra le quali le Nubi di Magellano, M31, M33, IC10, NGC6822, e la galassia nana nel Drago. Molte delle stelle simbiotiche note sono state scoperte come oggetti con righe di emissione durante surveys spettroscopiche con prisma obiettivo della Via Lattea e molte vennero originariamente classificate come nebulose planetarie compatte (PNe), anche se la vera natura di alcuni oggetti di transizione è ancora oggetto di acceso dibattito (p. es. V471 Per = VV-8).

Un numero addizionale di sistemi simbiotici probabilmente giacciono ancora senza essere riconosciuti come tali tra PNe ancora poco studiate. C'è una naturale e continua sovrapposizione tra le PNe con nuclei doppi e i sistemi simbiotici; la differenza principale è data da: nelle PNe il gas ionizzato è stato soffiato via dal progenitore della WD, mentre nelle simbiotiche il gas ionizzato è il vento della LTG compagna e quello del progenitore della WD se ne è andato ormai da lungo tempo.

3 Tipi di variabilità

Nel descrivere i tipi principali della variabilità mostrata dai sistemi simbiotici ci riferiremo alle osservazioni effettuate nelle bande UBV del sistema di Johnson e di RI di Cousins (cioè il sistema delle standards equatoriali di Landolt). Considerazioni simili valgono per le bande corrispondenti u'g'r'i'z' del sistema SLOAN. I tipi principali di variabilità osservati nei sistemi simbiotici sono:

ellissoidale, quando la gigante fredda riempie il proprio lobo di Roche (si veda la Figura 1). Per effetto del moto orbitale, l'area del lobo di Roche proiettata sul cielo varia continuamente, con due massimi (quando il sistema binario è visto in quadratura) e due minimi (quando la gigante fredda passa alla congiunzione superiore o inferiore) per ciascun ciclo orbitale. Esempi tipici di sistemi simbiotici che mostrano una curva di luce con distorsioni ellissoidali sono T CrB (periodo orbitale 227 giorni, ampiezza $\Delta m = 0.3$ mag) e BD-21.3873 (periodo orbitale 285 giorni, ampiezza $\Delta m = 0.2$ mag). La modulazione ellissoidale di LT Delphini è illustrata nel riquadro superiore della Figura 4.

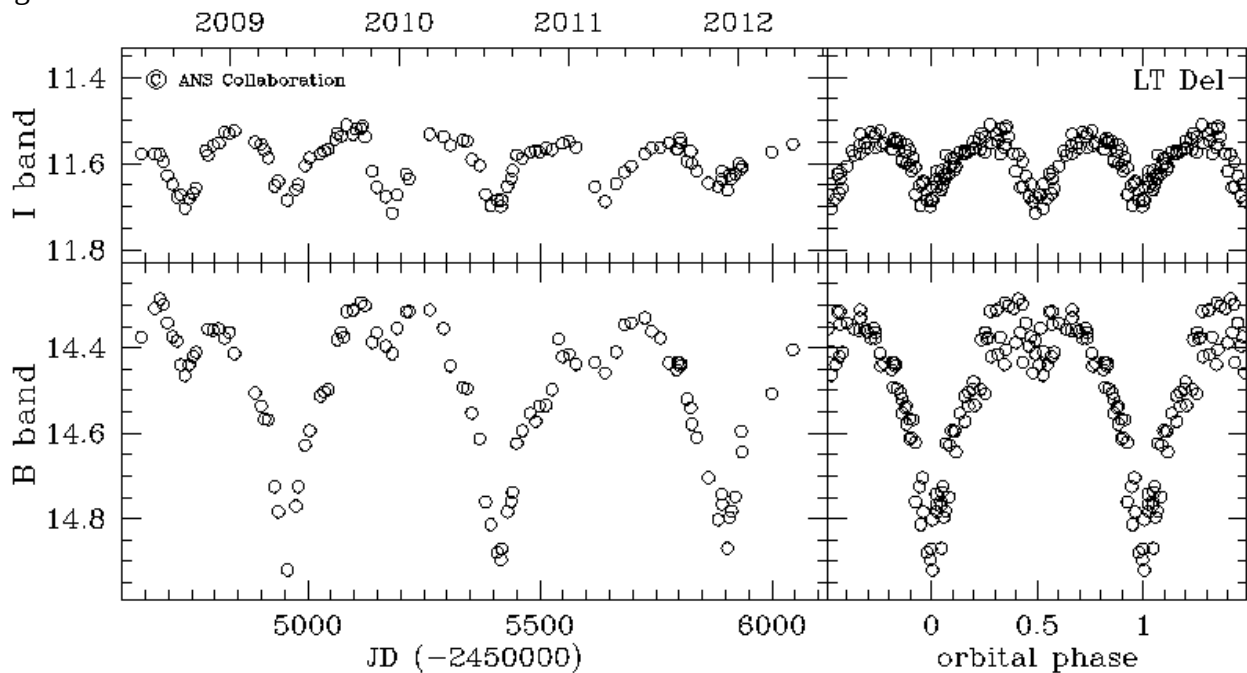


Figura 4: una porzione della curva di luce da ANS Collaboration della stella simbiotica LT Del durante la quiescenza. A destra: gli stessi dati rappresentati in fase col periodo orbitale di 463 giorni. La curva di luce nella banda B in basso è dominata dall'effetto di irraggiamento/riflessione, con un minimo profondo per ciascun periodo orbitale (quando la gigante fredda passa in congiunzione inferiore). La curva di luce in banda I nel grafico in alto è modulata dalla distorsione ellissoidale della gigante fredda che riempie il proprio lobo di Roche (due massimi uguali e due minimi uguali per ciascun periodo orbitale).

effetto d'irraggiamento, provocato dal campo di radiazione ad alta energia (raggi X ed ultravioletti) della calda e luminosa WD che illumina e riscalda il lato rivolto ad essa della LTG (la quale in questo modo riprocessa nel dominio ottico l'energia ricevuta nei raggi X e nel lontano

ultravioletto dalla WD). Il lato riscaldato della LTG, di conseguenza, è più luminoso e caldo (quindi più blu) rispetto al lato opposto (che non è illuminato dal campo di radiazione della WD, si veda la Figura 1). Durante un periodo orbitale, il lato riscaldato va e viene dalla linea di vista, e questo dà origine a una curva di luce sinusoidale caratterizzata da un minimo singolo acuto e da un massimo singolo più piatto (si noti la curva di luce nella banda B di LT Delphini nel riquadro inferiore della Figura 4). L'effetto dipende fortemente dalla lunghezza d'onda, essendo massimo nella banda U, ancora prominente in B, ma sostanzialmente non rilevabile nelle bande R e I. L'ampiezza della modulazione sulla curva di luce dovuta all'irraggiamento è massima per le stelle simbiotiche osservate sul piano equatoriale, e svanisce per quelle osservate in direzione dell'asse polare. L'ampiezza in magnitudine può essere piuttosto grande, come in LT Del, dove è responsabile per $\Delta B = 0.7$ (si veda la Figura 4) e $\Delta U = 1.6$ mag (Arkhipova e Noskova 1988). L'effetto d'irraggiamento è uno degli strumenti principali disponibili per dedurre i periodi orbitali delle stelle simbiotiche.

pulsazione, simile a quello di una variabile di tipo Mira. Circa il 20% delle stelle simbiotiche note ospitano una Mira. Esempi tipici sono R Aqr (periodo delle pulsazioni di 386 giorni, minimi dell'ordine di $V = 12$ mag, massimi dell'ordine di $V = 5$ mag) o UV Aur (periodo di pulsazione di 395 giorni, minimi dell'ordine di $V = 11$ mag, massimi dell'ordine di $V = 7.5$ mag). Le simbiotiche contenenti una Mira normalmente sono immerse in grandi quantità di polvere circumstellare. La curva di luce di LL Cas, una delle simbiotiche con Mira, è presentata in Figura 5. Questo è un sistema inusuale, poiché la sua Mira ha il periodo di pulsazione più breve noto tra le simbiotiche ($P = 284$ giorni) e non mostra polvere circumstellare in quantità apprezzabili. Nella Mira in LL Cas sono presenti inoltre simultaneamente periodicità più lunghe, come indicano le tendenze a lungo periodo, sia nella luminosità media, sia nell'ampiezza di modulazione, osservate nella curva di luce nella banda I di LL Cas.

eclisse da parte della LTG sulla WD e sul gas ionizzato attorno ad essa. Talvolta l'eclisse sfugge all'osservazione fotometrica ottica durante la quiescenza perché la WD emette principalmente nei raggi X e nel lontano ultravioletto e poco o nulla nell'ottico. Durante un outburst l'emissione dalla nana bianca trasla verso lunghezze d'onda maggiori e diventa cospicua nell'ottico, consentendo così all'eclisse di essere rilevata se l'inclinazione orbitale è sufficientemente elevata (almeno $\sim 55^\circ$). Esempi classici di simbiotiche per le quali l'eclisse passa inosservata durante la quiescenza e diviene una caratteristica rilevante durante la gli outbursts sono FG Ser e V1413 Aql. Poiché il corpo eclissante è freddo e quello eclissato è caldo, la visibilità dell'eclisse cresce verso le lunghezze d'onda minori. Per esempio, l'ampiezza delle eclissi durante l'outburst del 1988-1993 di FG Ser è stata $\Delta V = 1.4$; $\Delta B = 1.9$; $\Delta U = 2.3$ mag;

riprocessamento dell'energia irraggiata dalla WD da parte del gas circumstellare (la regione HII in Figura 1). La quantità di gas ionizzato (e di conseguenza la sua luminosità) è direttamente correlata alla quantità di energia irraggiata dalla WD e alla sua *qualità*, cioè la frazione di fotoni emessi che sono energetici a sufficienza per ionizzare l'idrogeno e farlo di conseguenza risplendere durante la successiva ricombinazione. Una variazione nell'emissione della WD si riflette in un ammontare diverso del gas ionizzato, e di conseguenza, in una variazione della sua luminosità, influenzando specialmente le bande U e B;

outbursts. Sono tre i tipi basilari di outbursts mostrati dalle stelle simbiotiche: tipo A: quello osservato più frequentemente, presenta ampiezze $\Delta B = 2 - 5$ mag (ampiezze minore per le bande più rosse) e durata di pochi anni, solitamente con più massimi e minimi nel corso di un singolo episodio di outburst. Dopo questa sequenza di massimi multipli, la simbiotica ritorna in condizioni di quiescenza, dove rimane per un periodo di tempo normalmente molto più lungo di quello passato in outburst. La curva di luce dell'outburst 2008-2013 di CI Cyg è presentata in Figura 6, con tre massimi distinti e interferenze dalle eclissi della WD in attività.

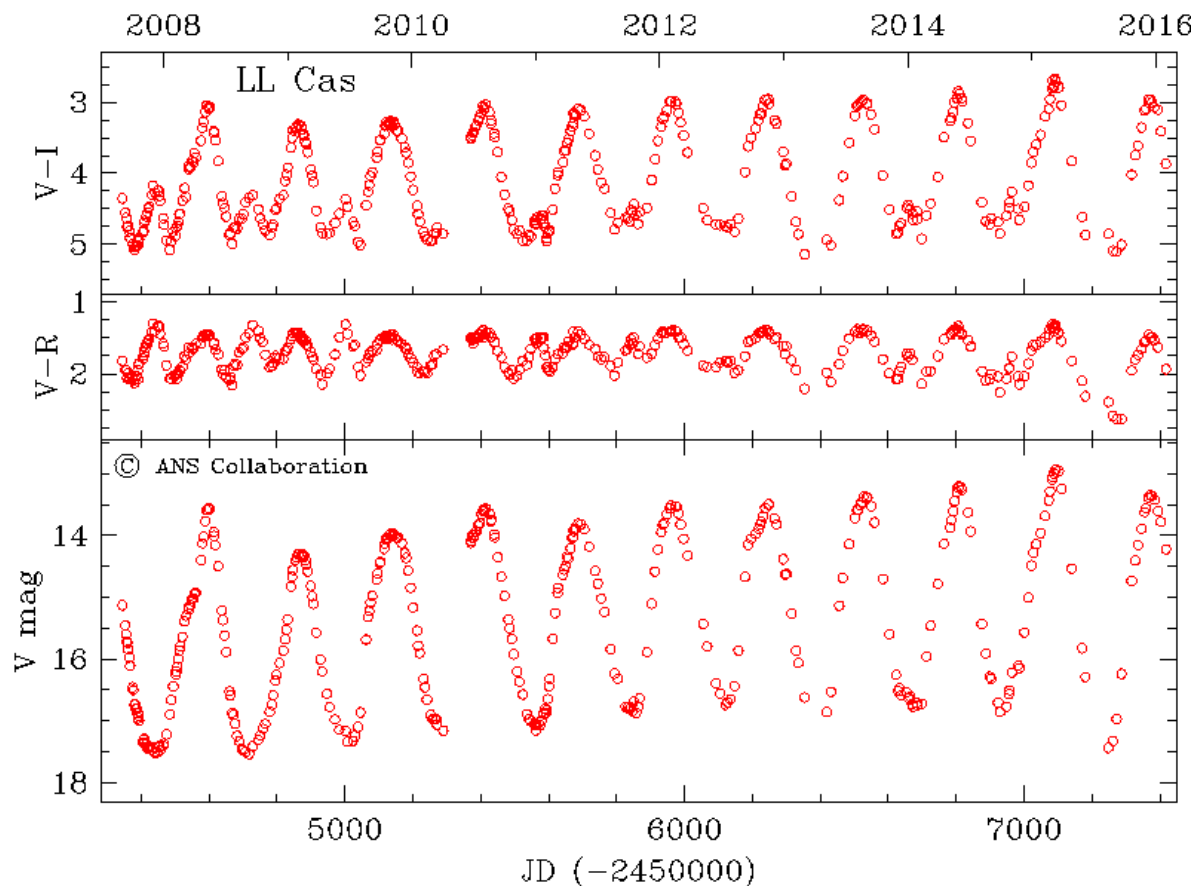


Figura 5: Una porzione della evoluzione della curva di luce da ANS Collaboration nella banda V e dei colori V-R e R-I per la stella simbiotica LL Cas. Sono evidenti le pulsazioni tipo Mira (periodo 284 giorni) della gigante fredda. In una Mira normale, il colore dovrebbe diventare sempre più rosso lungo tutta la parte di curva di luce che porta al minimo. Non in LL Cas, dove essi diventano più blu in vicinanza del minimo! Ciò non è dovuto a una inversione della temperatura superficiale della Mira (fisicamente impossibile), ma al contributo alla luminosità complessiva del sistema della nebulosa ionizzata che circonda la WD calda. La sua emissione è molto blu, e quando la Mira passa attraverso il minimo, l'emissione nebulare contribuisce per una frazione significativa alla luminosità di LL Cas. Da notare infatti, come l'inversione di colore sia molto minore in V-I in confronto a quella in V-R, e praticamente annullata nel 2012-2013 quando i minimi della Mira erano più luminosi del solito.

Gli outbursts sono probabilmente collegati a un aumento del trasferimento di massa dalla LTG alla WD. Nelle simbiotiche con bruciamento nucleare in atto sulla superficie della WD, il materiale supplementare accresciuto costringe la WD a reagire espandendo il suo involucro. Questa espansione avviene a luminosità approssimativamente costante e di conseguenza richiede una riduzione nella temperatura superficiale (seguendo la legge di irraggiamento da corpo nero $L=4\pi R^2\sigma T^4$), da $\geq 200000/100000$ K a ~ 10000 K. Il picco della radiazione della WD si sposta dai raggi X all'ottico, con la conseguenza che la simbiotica appare più luminosa, cioè in "outburst". Il campo di radiazione dalla WD, più freddo, ora è povero di fotoni altamente energetici, e le righe di alta ionizzazione scompaiono rapidamente dallo spettro della simbiotica in questo tipo di outburst. L'evoluzione spettrale di STH α 169 durante il suo outburst recente è presentato in Figura 7. Durante la quiescenza era presente nello spettro la riga dell'HeII a 4686 Å. Durante la fase iniziale dell'outburst la radiazione ionizzante aumentò senza un'espansione degli strati più esterni della WD. Quando questi reagirono l'outburst raggiunse il picco nella banda B e scomparvero tutte le righe di emissione eccettuate quelle della serie di Balmer dell'idrogeno.

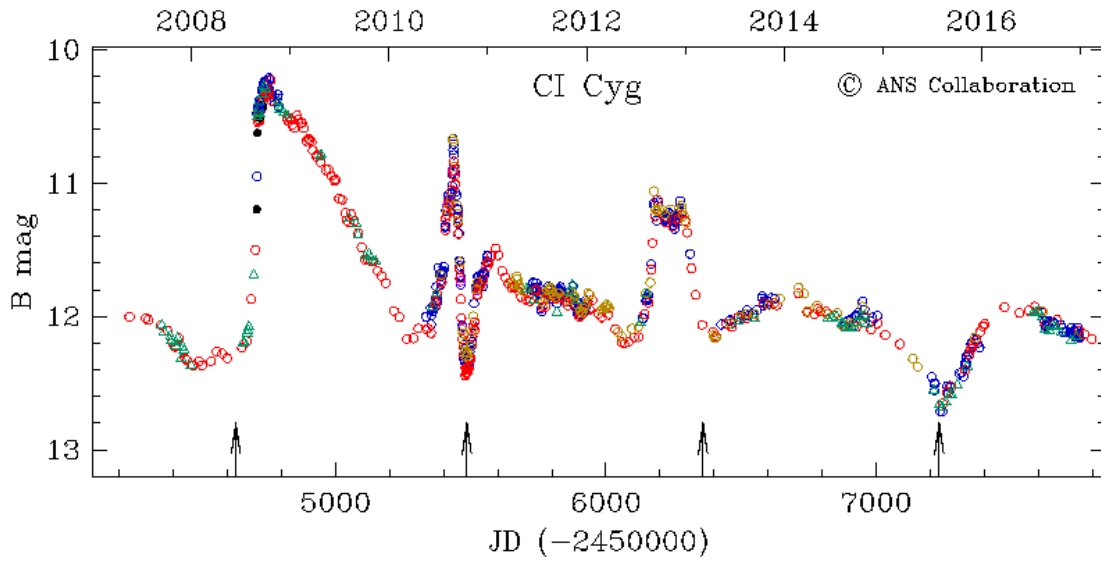


Figura 6: Una porzione della curva di luce da ANS Collaboration nella banda B per la stella simbiotica CI Cyg, centrata sulla recente fase di outburst, con massimi distinti raggiunti nel 2008, 2010, e 2012. Simboli e colori differenti si riferiscono ai diversi telescopi ANS che hanno contribuito alle osservazioni per questo oggetto. La frecce in basso indicano le epoche delle eclissi della WD da parte della gigante fredda. E' evidente come il massimo del 2010 sia stato largamente influenzato dalla presenza contemporanea dell'eclisse. Anche la salita in luminosità per l'evento del 2008 e la discesa in luminosità da quello del 2012 sono state influenzate da eclissi.

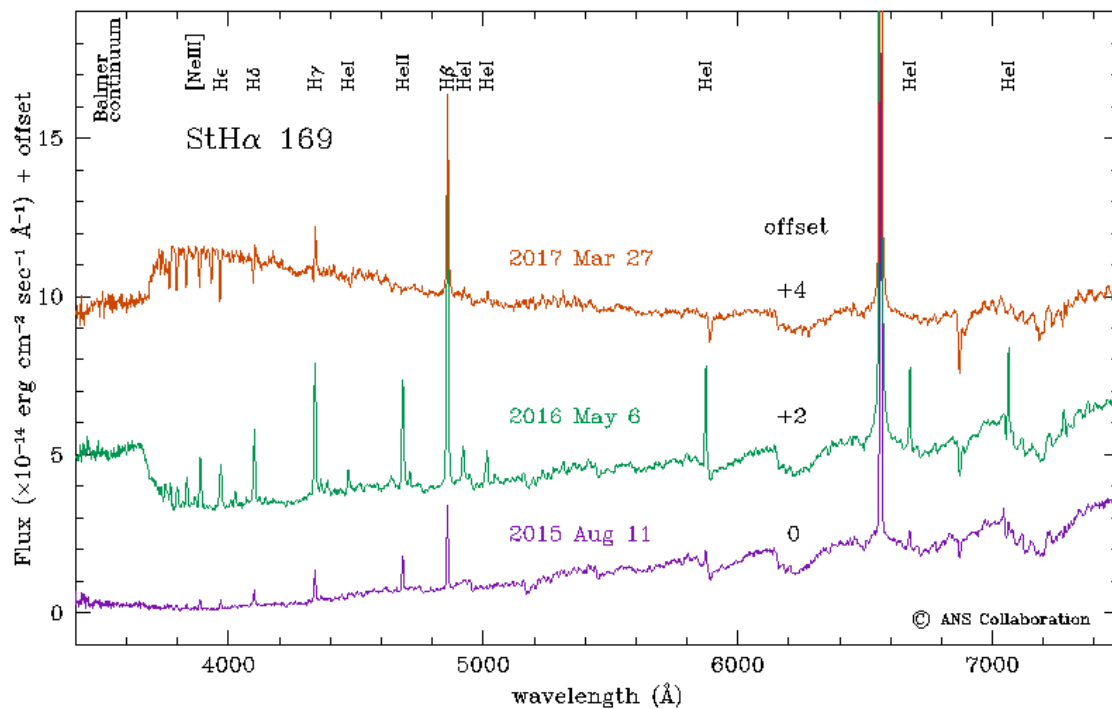


Figura 7: Intensi cambiamenti nello spettro ottico della stella simbiotica STH α 169 nel corso del recente outburst. Lo spettro in basso è tipico delle condizioni di quiescenza. Lo spettro centrale corrisponde al primo massimo parziale di luminosità del 2016. Lo spettro superiore si riferisce al massimo più intenso che l'oggetto ha attraversato nella prima parte del 2017. Da notare, andando dal primo al secondo massimo, l'inversione da intensa emissione a profondo assorbimento di molte delle righe. Analogamente per il continuo di Balmer alle lunghezze d'onda più blu.

Tipo B: outburst che durano per circa un secolo, come l'esempio di BF Cyg mostrato in Figura 8. Altri casi ben noti sono V 1016 Cyg, V 1329 Cyg, HM Sge, e AG Peg. Molti di questi sono caratterizzati da una salita uniforme verso il massimo, raggiunto in un paio d'anni al più, seguita da un declino molto lento, su tempi scala dell'ordine del secolo, con la sovrapposizione di molti eventi di ampiezza minore. Al completamento di uno di questi outburst di durata secolare, nel 2006 BF Cyg è subito ritornata verso un nuovo massimo, probabilmente l'inizio di un nuovo outburst molto lungo.

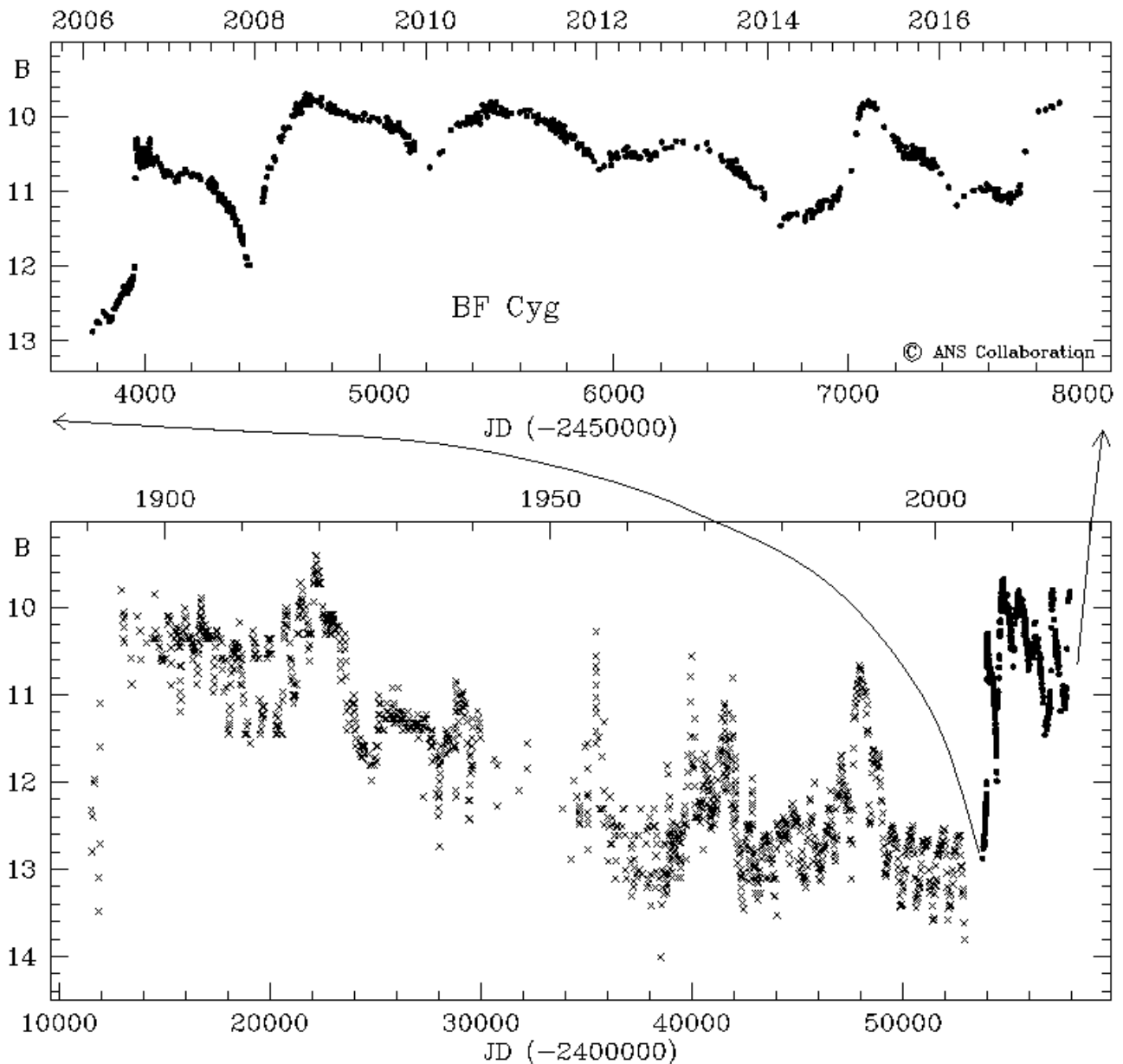


Figura 8: la curva di luce storica nella banda B della stella simbiotica BF Cyg costruita combinando i dati tra il 1890 e il 2005 tratti Leibowitz e Formiggini (2006) con quelli ANS Collaboration a partire dal 2005. L'oggetto è entrato in outburst intorno al 1894, ed ha impiegato un intero secolo per ritornare alle condizioni di quiescenza, mostrando nel frattempo molte attività che si sono sovrapposte (incluse le eclissi della WD in outburst da parte della gigante fredda). In alto: la curva di luce da ANS Collaboration del nuovo outburst nel quale BF Cyg è entrata nel 2006. Se questo durerà un secolo come il precedente è, ovviamente, materia per i posteri.

tipo C: potremmo definirli “una nova *dentro* una binaria simbiotica”. Eccezionali esempi sono RS Oph, T CrB e V407 Cyg, tutte celebrate come novae ricorrenti, caratterizzate da rapida evoluzione (da poche settimane a pochi mesi). Le WD di questi sistemi sono piuttosto massive, vicine al limite di Chandrasekhar, e attraversano fasi eruttive come quelle delle novae normali ogni qualche decade. In Figura 9 è mostrata la curva di luce della eruzione come nova di V407 Cyg e in Figura 10 è presentata l’evoluzione spettacolare del suo profilo H α (il cui monitoraggio si trova entro le possibilità osservative di telescopi da 0.7 m equipaggiati con spettroscopi ad alta risoluzione). In quiescenza il vento proveniente dalla LTG in lenta espansione è ionizzato solo nelle immediate vicinanze della WD (profilo stretto e debole della H α in Figura 10). Quando la WD entra in eruzione come nova, l’intenso flash iniziale di radiazione energetica ionizza una vasta frazione del vento della LTG (la componente stretta nel profilo della H α del 15 Mar 2010). Il vento della LTG improvvisamente ionizzato inizia rapidamente a ricombinarsi verso lo stato neutro, ricombinazione completata in meno di una settimana (scomparsa della componente stretta), mentre il materiale veloce espulso dalla WD inizia ad espandere (la componente allargata nel profilo della H α del 15 Marzo 2010). Quando i veloci materiali espulsi dalla nova tentano di proseguire l’espansione all’interno del preesistente e denso vento soffiato via dalla LTG essi vengono progressivamente rallentati (risultando in un restringimento del profilo H α , vedi ad es. il profilo per il 7 Aprile 2010 in Figura 10). Dopo alcuni mesi, i materiali espulsi dalla nova sono stati quasi interamente fermati dal lento vento preesistente. La cavità entro il vento della LTG lasciata dal passaggio (a mò di ruspa spalaneve) del materiale espulso dalla nova, è caratterizzata da densità elettroniche molto basse che consente la formazione di deboli righe in emissione proibite (si vedano le righe d’emissione del [NII] a 6548Å e 6584Å che fiancheggiano la H α nel profilo del 22 Settembre 2010 in Figura 10).

rotazione, sia della LTG sia della WD. Il periodo di rotazione della LTG è dello stesso ordine di grandezza di quello orbitale, perciò misurabile in anni. La presenza di grandi macchie sulla sua superficie potrebbe influenzare la curva di luce ed è più semplice da rivelare se il periodo di rotazione non è sincronizzato con quello orbitale. Il periodo rotazionale della WD è invece misurato in ore, e la sua ampiezza fotometrica è sempre piuttosto piccola. E’ più facile da rivelare nella banda U, e per le simbiotiche con bassa emissione nebulare ed in presenza di forti campi magnetici (che incanalano i flussi di accrescimento verso i poli magnetici della WD e inibiscono la formazione del disco di accrescimento).

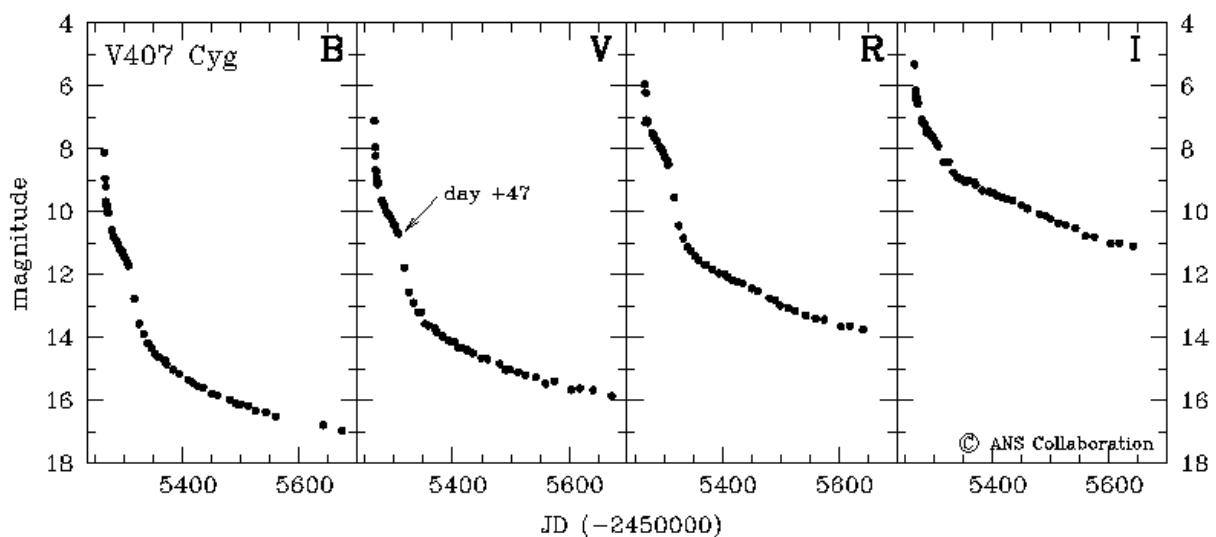


Figura 9: Curva di luce da ANS Collaboration per l’outburst di tipo nova ricorrente occorso alla stella simbiotica V407 Cyg nel Marzo 2010. La freccia indica il cambio della pendenza della curva di luce 47 giorni dopo il massimo, coincidente con il termine della fase di emissione Super Soft nei raggi X e del bruciamento nucleare stabile sulla superficie della WD.

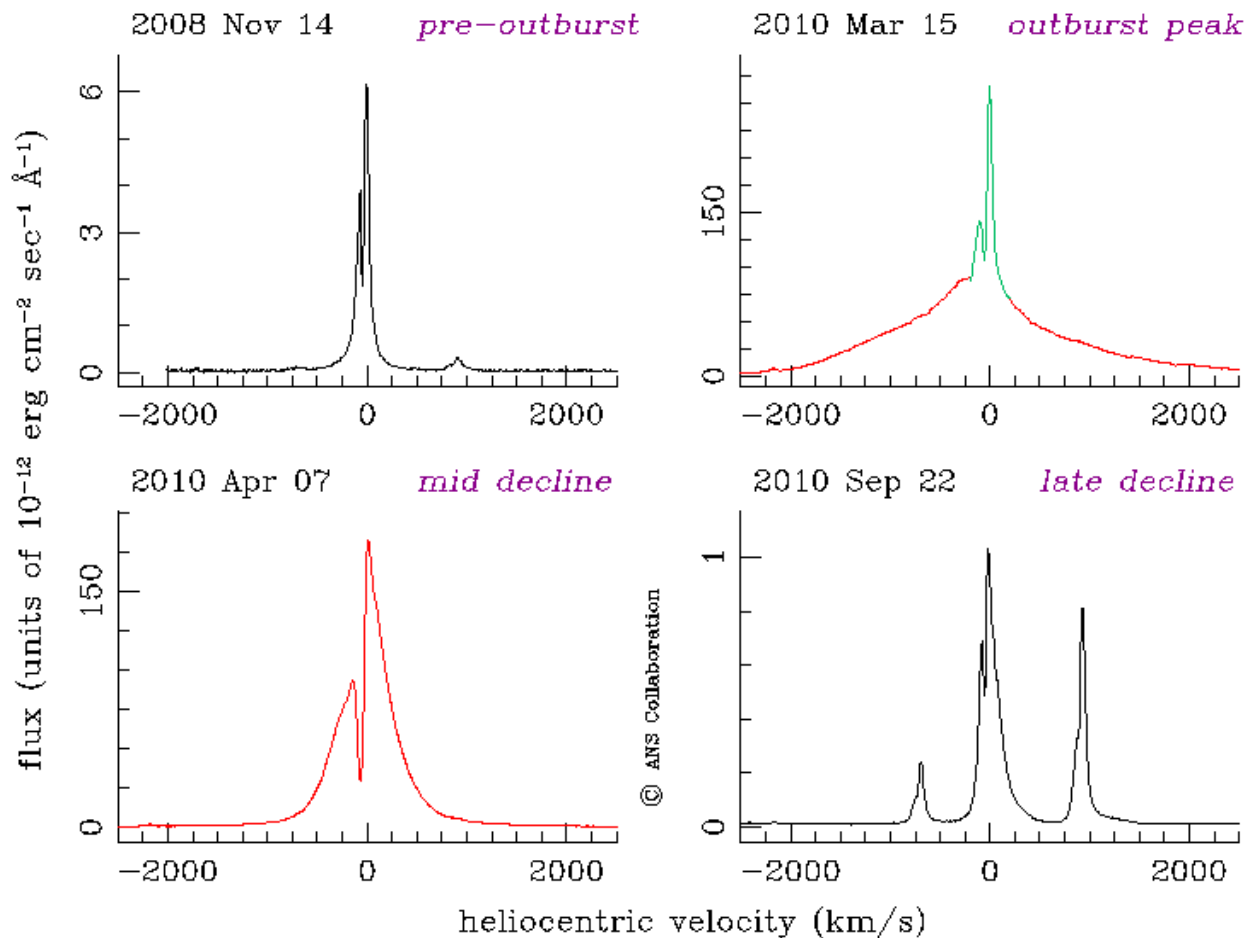


Figura 10: Evoluzione del profilo della riga di emissione H α di V407 Cyg durante l'outburst del 2010. Da notare come la scala delle ordinate sia differente in ciascun grafico per enfatizzare la visibilità. E' evidenziata in verde la componente stretta, menzionata nel testo e originantesi dal vento irraggiato e rifornito di energia della variabile Mira. La componente larga dovuta ai materiali espulsi dalla nova in rapida espansione, frenati progressivamente durante l'espansione attraverso il vento della Mira, è evidenziata in rosso. Adattata da Munari et al. (2011).

4 Stelle simbiotiche e Supernovae di tipo Ia

Si pensa che l'esplosione di una Supernova di tipo Ia (quelle per lo più utilizzate per misurare distanze cosmologiche, il tasso di espansione dell'Universo, e la presenza e l'ammontare della Energia Oscura) sia originata da una WD che ha raggiunto il limite di Chandrasekhar di 1.4 M $_{\odot}$ mediante l'accrescimento di massa da una compagna. E' piuttosto ovvio che, più la WD è massiva, minore sarà la quantità di materiale che dovrà accrescere dal compagno per poter raggiungere la massa di Chandrasekhar.

I primi a proporre i sistemi simbiotici come possibili progenitori delle SN Ia sono stati Munari e Renzini (1992). Essi notarono come nei sistemi simbiotici si ha una WD in accrescimento e una compagna gigante fredda capace di trasferire rapidamente una grossa quantità di massa alla WD, senza provocare una perdita di massa sostanziale dal sistema. Il processo è sostenuto dalla grande riserva di massa presente nella gigante fredda, molto maggiore che nelle novae classiche e nelle variabili cataclismiche dove la la stella fredda è un oggetto di sequenza principale di piccola

massa. Munari e Renzini hanno notato anche come tutte le novae ricorrenti siano infatti sistemi simbiotici. Per essere una nova ricorrente, la WD deve essere già vicina in massa al limite di Chandrasekhar (altrimenti l'intervallo di tempo tra due outbursts sarebbe più lungo di quanto registrato nella storia fotometrica). Infatti, le masse delle WD derivate dalle informazioni spettroscopiche delle novae ricorrenti in sistemi simbiotici sono tipicamente $\geq 1.3 M_{\odot}$. Serve dunque un piccolo apporto di massa accresciuta per portarle al limite di Chandrasekhar. Nel corso del tempo sono stati proposti anche altri tipi di binarie come possibili progenitori di SN Ia, incluse le coppie di WD+WD coalescenti. E' plausibile che ci siano differenti tipi di binarie che finiscano la loro vita come SN Ia. Secondo quanto calcolato da Munari e Renzini, è sufficiente che il $\sim 2\%$ delle stelle simbiotiche della Via Lattea terminino la loro vita come SN Ia per giustificare il tasso stimato di supernovae di tipo Ia nella Via Lattea. Dato interessante, le novae ricorrenti ammontano al $\sim 4\%$ dei sistemi simbiotici noti, quindi...

5 Le stelle simbiotiche accrescenti

Il tipo di stella simbiotica descritto sinora è caratterizzato dalla WD che, alla sua superficie, sta stabilmente producendo reazioni nucleari di bruciamento del materiale che accresce dalla LTG. L'energia prodotta dal bruciamento nucleare è molto maggiore di quella proveniente dal solo accrescimento: accrescendo e bruciando 1 gr di idrogeno libera ~ 40 volte più energia del semplice accrescimento (la proporzione esatta dipende dalla massa della WD e da altri dettagli). Così, se la WD accresce solamente materia dalla LTG, ma non la brucia, abbiamo un sistema simbiotico con piccoli segni di attività alle lunghezze d'onda *ottiche*, come illustrato in Figura 11 per il prototipo SU Lyn. La differenza con una normale singola stella gigante fredda è ingannevolmente piccola: righe d'emissione molto deboli o assenti del tutto, nessun continuo in banda B sovrapposto allo spettro d'assorbimento della gigante fredda, attività fotometrica solamente di bassa ampiezza, il più delle volte dovuta a variabilità intrinseca alla LTG.

Questo tipo di stella simbiotica con una WD al momento inattiva è denominato *accrescente*. E' stato definito solo di recente, dopo che le osservazioni da satellite hanno rilevato emissione nei raggi X da un certo numero di giganti fredde. Una normale, singola gigante fredda non emette nei raggi X. Ma se c'è una WD in orbita attorno ad essa, che accresce dal suo vento, allora può essere osservata emissione ultravioletta e X, tradendo la presenza della WD stessa. I prototipi per questa categoria di stelle simbiotiche accrescenti sono 4 Dra ($V = 4.95$, tipo spettrale M3III; Reimers 1985) e SU Lyn ($V = 8.45$, tipo spettrale M6III; Mukai et al. 2016). La sensibilità dei satelliti X attuali limita la rivelabilità alle sole simbiotiche accrescenti più vicine al Sole. Data la grande percentuale di questi sistemi simbiotici fra le giganti fredde nelle vicinanze del Sole, ci possiamo aspettare che ne esistano un grande numero in tutta la Galassia. Questo potrebbe dilatare grandemente (per almeno 1 ordine di grandezza) il numero di stelle simbiotiche presenti nella Galassia, e di conseguenza aumentare la verosimiglianza che esse siano un importante canale che conduce alle esplosioni delle SN Ia. Da un punto di vista fotometrico, le simbiotiche in accrescimento possono presentare alcune importanti caratteristiche che necessitano di essere attentamente monitorate per meglio comprendere la loro vera natura (da notare che alcune di esse potrebbero essere troppo luminose in R e in I, portando questo alla saturazione osservando con strumenti grandi). Un'osservazione chiave da intraprendere potrebbe essere la ricerca e il monitoraggio del flickering nella banda B e specialmente in quella U, per tracciare il livello di accrescimento e come esso risponda alla variazione di fase orbitale e alla pulsazione della gigante fredda. Osservazioni in VRI potrebbero ricercare segnali di pulsazioni a bassa ampiezza della gigante fredda, modulazione ellissoidale da riempimento del lobo di Roche, moto orbitale, e quantità di irraggiamento. Specialmente critica è la necessità di avere colori U-B e B-V molto accurati, nonché di avere osservazioni nella banda I che vengano effettuate ben lontane dalla

saturazione e dal limite di non linearità del CCD. Ci si aspettano anche outbursts di bassa ampiezza provocati da un incremento nel trasferimento di massa dalla LTG alla WD e si spera che saranno presto osservati in qualche simbiotica accrescente.

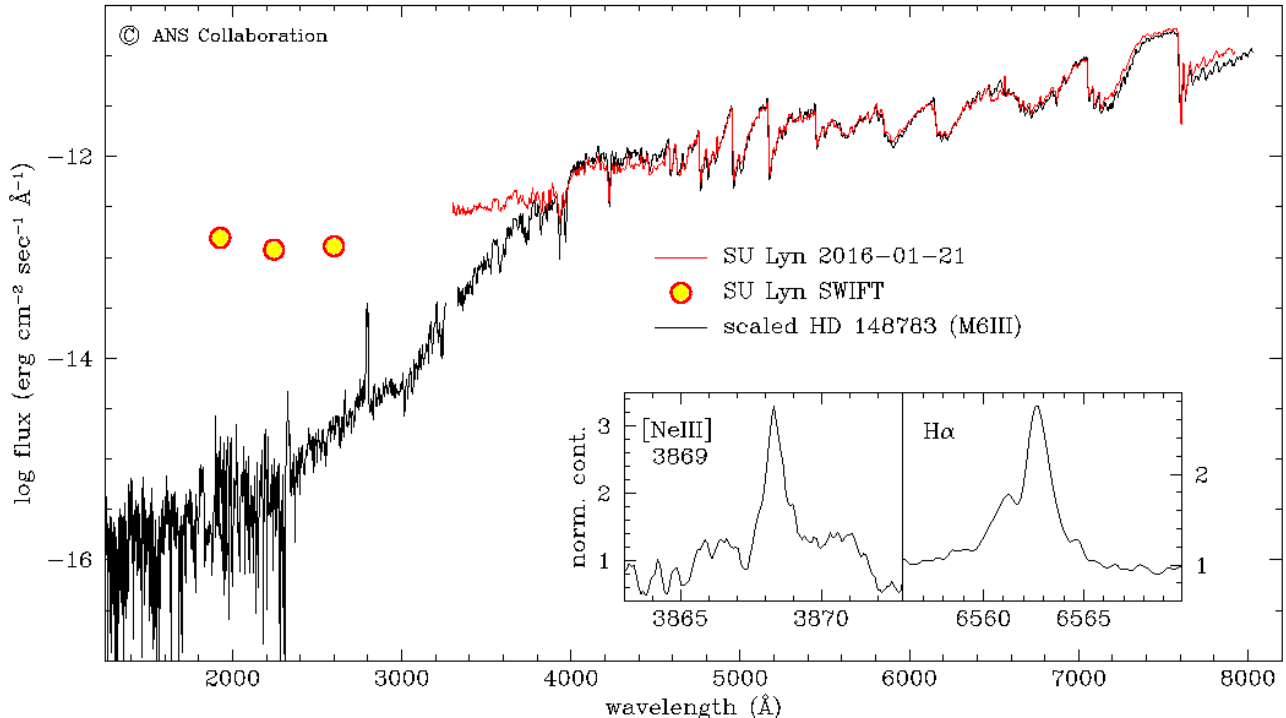


Figura 11: La linea rossa è uno spettro della simbiotica accrescente SU Lyn ottenuto dal telescopio da 1.2.m di Asiago, rappresentato in scala logaritmica per migliorarne la visibilità. Sovrapposto in nero c'è lo spettro di una normale gigante di campo di tipo M6III ottenuto con lo stesso telescopio, prolungato fino all'ultravioletto riportando uno spettro a bassa risoluzione della stessa stella preso dal satellite IUE. Lo spettro di SU Lyn e della stella M6III sono identici fino a 900 Å, ed iniziano a divergere solamente al di sotto di questo limite. La causa è il flusso supplementare ultravioletto proveniente dal disco di accrescimento attorno alla nana bianca di SU Lyn e assente nella stella M6III (che è isolata e di conseguenza non ha compagne che accrescano dal suo vento). I tre punti rossi nei pressi di 2000 Å rappresentano le misure di flusso per SU Lyn ottenute dal satellite Swift in simultanea con lo spettro ottico osservato ad Asiago. A queste lunghezze d'onda ultraviolette, la presenza del disco di accrescimento rende SU Lyn ~300 volte più luminosa rispetto alla stella normale M6III priva di una nana bianca compagna che possa accresce dal suo vento. I piccoli riquadri mostrano la presenza e il profilo di alcune delle righe in emissione visibili negli spettri ad alta risoluzione di SU Lyn e non presenti nello spettro della stella M6III (da osservazioni Echelle ottenute col telescopio da 1.82m di Asiago). Adattata da Mukai et al. (2016)

6 Le stelle simbiotiche con stella di neutroni

Le binarie X di piccola massa (LMXBs, o Low Mass X-ray Binaries) sono sistemi interagenti composti da un oggetto compatto, una stella di neutroni o un buco nero, che sta accrescendo da una stella compagna di tipo spettrale avanzato, con una massa generalmente minore di $1 M_{\odot}$ e ancora vicina alla sequenza principale. Sono note circa 200 oggetti di questo tipo.

Esiste comunque una manciata di casi di LMXBs nelle quali la stella donatrice è invece una gigante: sono le stelle simbiotiche con stella di neutroni (Masetti et al. 2011). Sono attualmente note

~10 simbiotiche con stella di neutroni. Dal punto di vista osservativo, questi sistemi sono caratterizzati da emissione X apprezzabile ($0.1 - 10 L_{\odot}$), e dalla presenza di una stella gigante fredda che spettroscopicamente non mostra nessuna caratteristica anomala, con la possibile eccezione di un eccesso di emissione nel continuo blu e ultravioletto. La stella V934 Her = 4U 1700+24 ($V = 7.6$, tipo spettrale M2III; Nucita et al. 2014) potrebbe essere considerata il prototipo di questa classe. La sua curva di luce è presentata in Figura 12. Peculiare è il caso della simbiotica con stella di neutroni GX 1+4 = V2116 Oph, che mostra nello spettro ottico un forte continuo nebulare e parecchie ed intense righe d'emissione (si veda Figura 13). Questo è probabilmente dovuto al fatto che in GX 1+4 l'accrescimento sulla stella di neutroni avviene mediante il traboccamento dal lobo di Roche piuttosto che mediante la cattura del vento stellare. Il traboccamento permette di trasferire molta più massa di quella intercettabile dal vento. Questo permette la creazione di un disco di accrescimento completo attorno alla stella di neutroni, più efficiente in termini di produzione e riprocessamento verso l'ottico dell'emissione X. Oltretutto, sono state rilevate in simbiotiche con stelle di neutroni delle pulsazioni X, con periodi che vanno da pochi minuti ad alcune ore: questo indica che l'oggetto compatto in accrescimento è una stella di neutroni lentamente ruotante, il caso più estremo essendo 4U 1954+319 (periodo di rotazione di 307 min), anch'essa un target ANS.

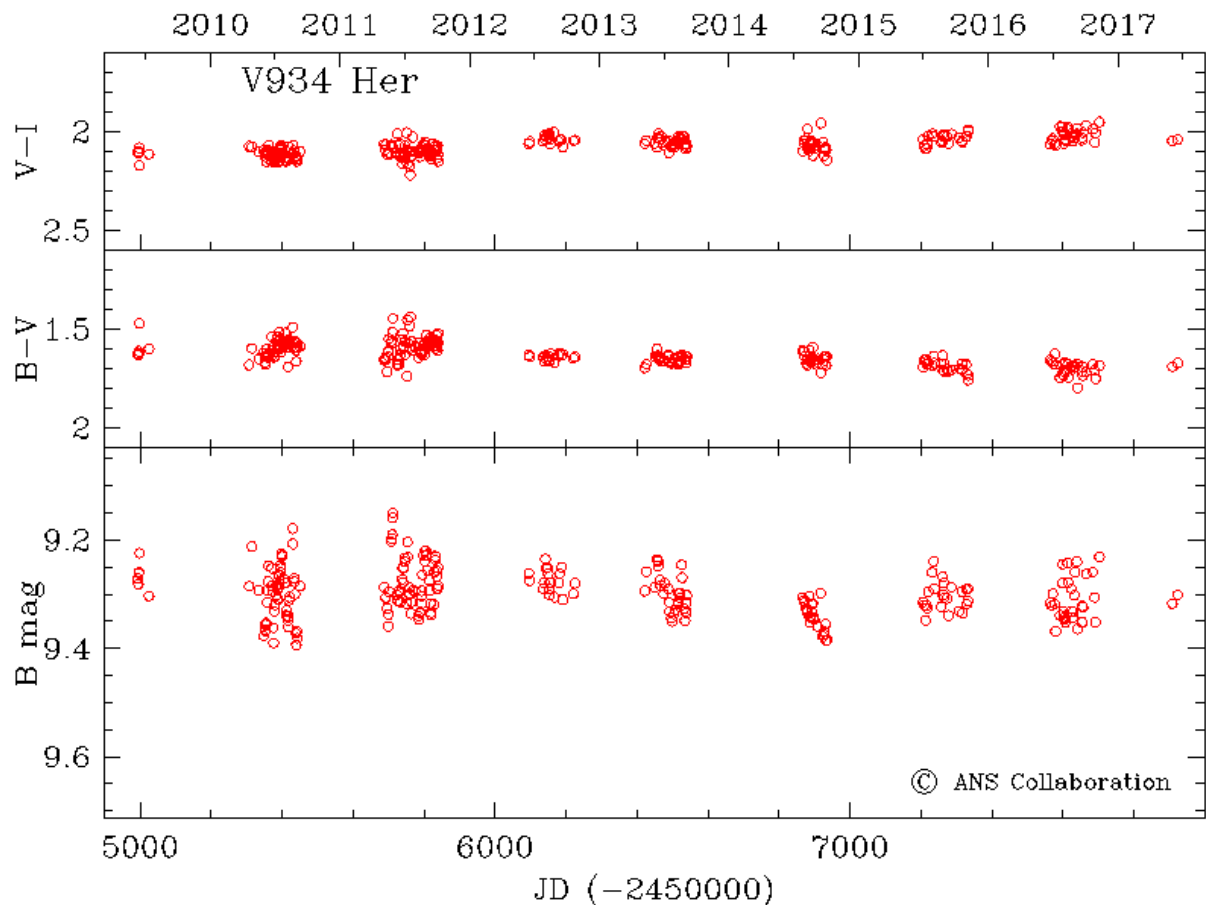


Figura 12: Parte della curva di luce da ANS Collaboration per la simbiotica con stella di neutroni V934 Her. Sono presenti stagioni di maggiore variabilità a corto periodo così come tendenze a lungo periodo nell'evoluzione del colore.

Dato il piccolo numero di simbiotiche con stella di neutroni note, ciascun nuovo possibile membro di questa sotto-classe di LMXBs, utile per espandere il campione, dovrebbe essere l'oggetto di uno studio approfondito condotto su molte lunghezze d'onda. Dal punto di vista fotometrico, le caratteristiche da indagare sono molto simili a quelle descritte in precedenza per le simbiotiche accrescenti, inclusa la scoperta di outbursts mai rilevati in precedenza. Spettroscopicamente, le righe di emissione sono sostanzialmente assenti anche nelle osservazioni ad alta risoluzione nelle simbiotiche con stella di neutroni.

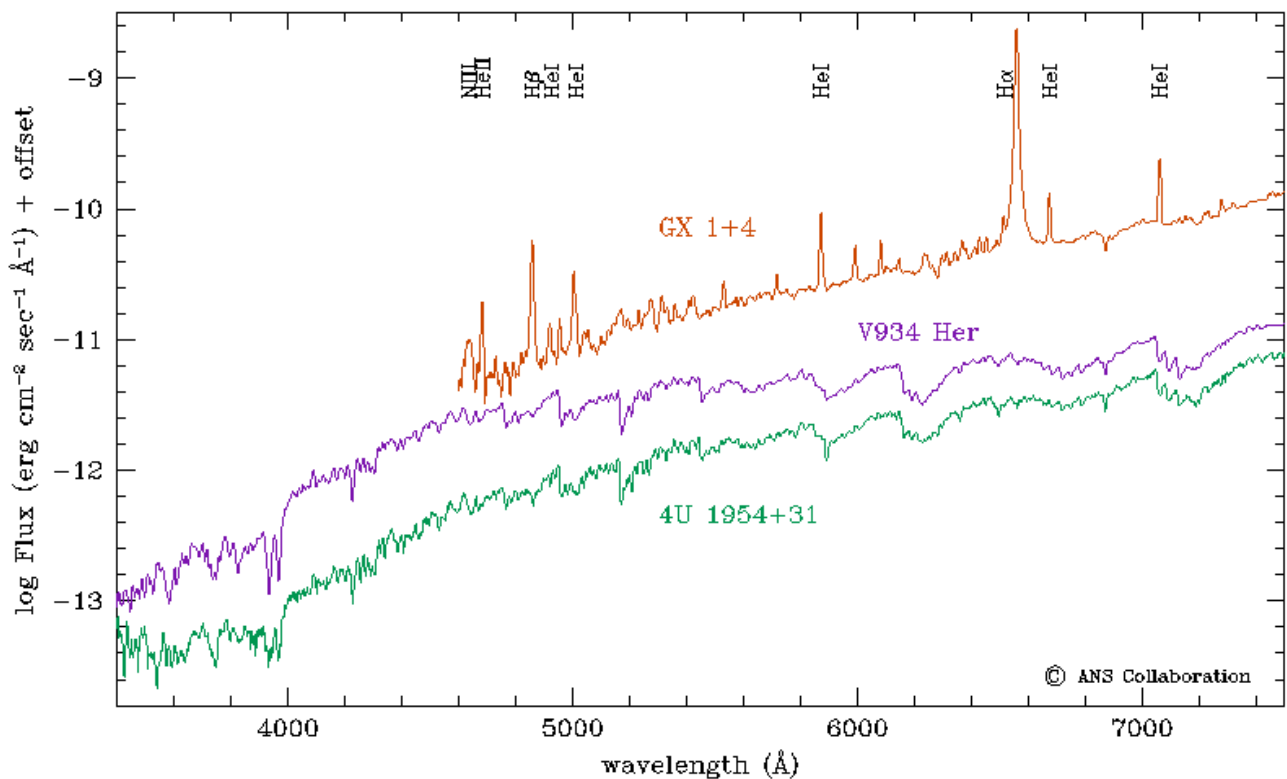


Figura 13: Spettro ottico di simbiotiche con stelle di neutroni caratterizzate da differenti livelli di accrescimento. Gli spettri di V934 Her e 4U 1964+31 sono stati ottenuti col telescopio da 1.22m di Asiago, quello di GX 1+4 col telescopio ESO da 1.5m. Da notare la scala logaritmica per l'asse y (da Munari e Zwitter 2002).

RIFERIMENTI

- Allen, D.A. 1983, MNRAS 204, 113
 Allen, D.A. 1984, PASAu 5, 369
 Arkhipova, V.P., Noskova, R.I. 1988, SvAL 14, 188
 Corradi, R.L.M. et al 2001, ApJ 553, 211
 Henden, A., Munari, U. 2000, A&AS 143, 343
 Henden, A., Munari, U. 2001, A&A 372, 145
 Henden, A., Munari, U. 2006, A&A 458, 339
 Kenyon, S.J. et al 1993, ApJ 407, L81
 Leibowitz, E.M., Formiggini, L. 2006, MNRAS 366, 675
 Masetti, N. et al 2011, A&A 534, A89
 Mukai, K. et al 2016, MNRAS 461, L1
 Munari, U., Renzini, A. 1992, ApJ 397, L87
 Munari, U., Patat, N. 1993, A&A 277, 195

- Munari, U., Buson, L.M. 1994, A&A 287, 87
Munari, U., and Zwitter, T. 2002, A&A 383, 188
Munari, U. et al 2011, MNRAS 410, L52
Munari, U. et al 2013, A&A 558, A2
Munari, U. et al 2014, JAD 20, 1
Nucita, A.A. et al 2014, A&A 562, A55
Reimers, D. 1985, A&A, 142, L16
Santander-Garca, M. et al 2007, A&A 465, 481
Skopal, A. 2011, ASPC 447, 233
Sokoloski, J.L. 2003, ASPC 303, 202