

ANALISI FOTOMETRICA DI V400 LYRAE

Giuseppe Marino

Durante il 2010, ho osservato la binaria a eclisse V400 Lyr, di tipo EW, con lo scopo di ottenere, per la prima volta, i suoi parametri fisici.

I dati sono stati acquisiti in cinque notti con un telescopio Newton da 0.20 m equipaggiato con una camera CCD *SBIG ST-7XME* provvista di filtri fotometrici *BVR_cI_c* Johnson-Cousins *Custom Scientific*.

All'inizio di ciascuna notte, prima di far partire la sequenza osservativa sull'oggetto, ho osservato delle stelle standard nell'ammasso aperto IC 4665. Per le immagini dell'oggetto, i tempi di esposizione sono stati di 50-100 s (si veda la legenda di Figura 2).

Le immagini CCD sono state prima corrette per *dark* e *flat frame*; quindi sono state effettuate le seguenti operazioni:

- calcolo dei coefficienti di trasformazione al sistema standard di Johnson-Cousins grazie alle standard di IC 4665
- determinazione delle magnitudini di quattro stelle locali di confronto presenti in ciascuna immagine dell'oggetto;
- estrazione delle magnitudini differenziali di V400 Lyr e correzione per il colore;
- fotometria standard di V400 Lyr rispetto alle magnitudini delle confronto locali.

La dispersione dei dati di magnitudine è stata tipicamente migliore di 0.02-0.03 mag.

Qualche effetto di sbavatura di fase (*phase smearing*) è stato notato nei minimi della curva di luce per le esposizioni da 100 s con rapporto segnale/rumore più alto. Comunque, il problema è generalmente confuso nel rumore.

Ho usato coefficienti atmosferici calcolati, su ogni notte, per mezzo delle stelle di confronto osservate in un adeguato intervallo di massa d'aria. I punti di zero e i coefficienti di trasformazione di colore sono stati calcolati analizzando le immagini delle stelle standard di IC 4665 (Menzies & Marang, 1996).

La fotometria differenziale e la fotometria standard sono state effettuate usando il software *MPO Canopus/PhotoRed*. Per valutare la dipendenza dalla specifica procedura adottata, per una delle notti ho effettuato la riduzione fotometrica usando il software *Iris*, per estrarre i flussi stellari successivamente convertiti in magnitudini strumentali e standard. Tali magnitudini sono consistenti con i risultati ottenuti con *MPO Canopus/PhotoRed*, con solo uno *shift* sistematico entro 0.01 mag, anche usando differenti aperture fotometriche.

La precisione intrinseca della procedura è stata anche stimata effettuando l'estrazione delle magnitudini sulle stesse stelle standard di IC 4665, ottenendo una deviazione standard di 0.01 mag rispetto alle magnitudini tabulate da Menzies & Marang (1996).

Le magnitudini standard calibrate delle stelle di confronto, ottenute su tre notti, sono riportate nella Tabella 1; gli scarti quadratici medi delle magnitudini delle stelle di confronto corrispondenti sono circa 0.01 mag e circa 0.05 mag, rispettivamente su quelle tre notti e su tutte le cinque notti. Le discrepanze medie delle mie magnitudini riportate in Tabella 1 rispetto ai valori riportati in *MPOSC3* (il catalogo interno di *MPO Canopus/PhotoRed* descritto nel manuale d'uso) sono 0.045 mag, 0.023 mag, 0.010 mag e 0.006 mag, rispettivamente nelle bande *B*, *V*, *R_c* e *I_c*.

Per sovrapporre i dati di differenti notti in un'unica curva di luce in fase, è stata necessaria una revisione dell'effemeride a causa della variazione di periodo chiaramente evidente nel diagramma O-C presente nella pagina web *O-C Gateway* del B.R.N.O (<http://var.astro.cz/ocgate>). Nessuna dipendenza dell'O-C dal tipo di minimo (primario o secondario) è evidente, considerando una differenza di mezzo periodo tra i due tipi di minimi, assumendo la fase 0.5 per i minimi secondari.

Il *best fit* lineare dei tempi di minimo compresi nell'intervallo 2009-2010 (Figura 1), porta alla seguente effemeride:

$$T_{min}(\text{HJD}) = 2452500.084759(\pm 0.00164) + 0^g.25342419(\pm 0.00000015) \times E$$

[Figura 1. Diagramma O-C per V400 Lyr, assumendo l'effemeride data nel sito web di Kreiner (2004). I simboli vuoti si riferiscono ai minimi secondari. E' mostrato il *best fit* lineare per i dati compresi nell'intervallo 2009-2010. Come "our data" sono anche considerati i minimi ottenuti da Marino et al. (2010).]

[Tabella 1 – Magnitudini standard e indici di colore per le stelle di confronto]

[Tabella 2 – Magnitudine V e colori osservati e dearrossati durante il minimo primario di V400 Lyr]

Il primo importante passo nella mia analisi fisica e geometrica di V400 Lyr è stato quello di stimare i suoi colori intrinseci. Come visto nella Figura 2, il minimo a fase 0 (primario) è più piatto (e leggermente più profondo) di quello secondario, cosicché la stella occultata a fase 0 dovrebbe essere più piccola, e l'inclinazione orbitale dovrebbe essere vicina a 90° (occultazione totale). Gli indici di colore osservati a fase 0, riportati nella prima riga della Tabella 2, suggeriscono una classificazione spettrale negli intervalli K1 V - K2 V (nane), G9 IV - K1 IV (sub giganti) e G5 III - G7 III (giganti). Dobbiamo scartare subgiganti e giganti, perché incompatibili con un periodo di 0.25 giorni. Comunque, gli indici di colore osservati non interpolano bene un unico tipo spettrale; ciò, insieme alla debole magnitudine della stella (la quale indica una distanza maggiore di un centinaio di parsec), suggerisce fortemente che questa stella sia arrossata da materia interstellare. Così, ho calcolato tutti i possibili colori dearrossati, lasciando il parametro eccesso di colore $E(B-V)$ libero di variare da 0 a 0.60 con incrementi di 0.01. Gli eccessi di colore $E(V-R)$ ed $E(V-I)$ sono stati dedotti da $E(B-V)$ sulla base della relazione rappresentata in Figura 7 di Fitzpatrick (1999) assumendo $R=3.1$. Confrontando i colori dearrossati a fase 0 con quelli attesi per i vari tipi spettrali, ho verificato che il miglior accordo è ottenuto per $E(B-V) \sim 0.11$ e tipo spettrale tra G8 V e K0 V.

Il valore di $E(B-V) \sim 0.11$ implica una distanza di 0.43 kpc se assumiamo una legge di arrossamento standard $A(V) = 3.1 \cdot E(B-V)$ e un valore di estinzione in banda V di 0.8 mag/kpc tipico per la regione del Cigno (Mikolajewska & Mikolajewski, 1980).

Il confronto tra magnitudine V dearrossata al minimo primario e magnitudine assoluta attesa per stelle G8 V - K0 V suggerisce $E(B-V) \sim 0.08$ e tipo spettrale $\sim K0 V$.

Combinando le precedenti considerazioni, è ragionevole assumere una temperatura $T=5300 \pm 100$ K per la più stella "2" visibile a fase 0.

Il successivo passo dell'analisi è consistito nella ricerca di un modello geometrico e di superficie delle due componenti eclissanti per riprodurre al meglio la forma di ciascuna curva di luce. Con questo intento, ho usato il software *PHOEBE* (Prsa & Zwitter, 2005). Una soluzione preliminare è stata trovata usando la versione v0.31a per *Windows*, che è l'ultima versione stabile disponibile pubblicamente; dopo, la *subversion* v0.32 per *Windows* è stata usata per trovare la soluzione finale.

Per dare un appropriato peso relativo alle diverse curve di luce BVR_cI_c , per ciascuna banda fotometrica ho considerato non solo l'errore fotometrico in ciascun punto individuale, ma anche la media dei residui rispetto alla soluzione di *best fit*. Comunque, la soluzione ottenuta è risultata molto simile al *fit* delle curve non pesate.

La forma della curva di luce di una binaria a eclisse dipende essenzialmente da quantità relative (stella "2" rispetto a stella "1"); per esempio, possono essere dedotte massa relativa, dimensione relativa e temperatura efficace relativa. Comunque, la mia stima di distanza e tipo spettrale permette di scalare in termini assoluti il sistema abbastanza bene per stabilire i coefficienti di oscuramento al bordo e di oscuramento per gravità, rispettivamente x e g , tipicamente tabulati in funzione di temperatura efficace e $\log g$ [gravità superficiale]. La separazione delle componenti, necessaria per calibrare in assoluto masse e dimensioni, è stata (approssimativamente) ottenuta iterativamente, aggiustandola fino a ottenere una magnitudine

bolometrica consistente con il valore atteso per un tipo spettrale G9 V, assunto per la componente occultante visibile a fase 0 (stella secondaria nella convenzione di PHOEBE); distanza e magnitudine osservata dearrossata sono state anche prese in considerazione. Comunque, il modo migliore e più sicuro per derivare una scala assoluta per il sistema è ottenere la curva di velocità radiale per entrambe le componenti, il che richiederebbe un telescopio con un'apertura molto più grande.

[Figura 2. Fotometria BVR_cI_c di V400 Lyr. Le curve di luce sintetiche sono mostrate con linea continua. La configurazione stellare è rappresentata alle fasi 0.00, 0.25 e 0.50. Le barre di errore (originali non scalate) sono mostrate per errori maggiori di 0.015 mag]

[Figura 3. Indici di colore di V400 Lyr]

Per ogni banda fotometrica, coefficienti di oscuramento al bordo lineari sono stati assunti interpolando i valori tabulati da van Hamme (1993) per abbondanze solari. Il coefficiente di albedo bolometrico è stato assunto essere 0.60. Nessuna terza luce è stata considerata e sono state assunte orbite circolari e rotazione sincrona. Il coefficiente di oscuramento per gravità è stato assunto pari alla media dei valori recentemente dati da Claret & Bloem (2011) per differenti bande, che sono considerevolmente diversi dal valore $g=0.32$, tipicamente adottato nelle precedenti modellistiche di curve di luce. Usando $g=0.32$, la temperatura trovata è circa 30 K più elevata, ma sono stati ottenuti valori similari per gli altri parametri di *fit* e per la *cost function*. Differenze trascurabili sono ottenute considerando espressioni più complesse per l'oscuramento al bordo, come la legge quadratica o della radice quadrata.

Il *fit* simultaneo delle curve di luce è stato lanciato usando il metodo delle Correzioni differenziali, fermando le iterazioni al valore minimo della *cost function*. Per evitare di restare intrappolati in minimi locali nello spazio dei parametri, sono stati tentati vari parametri di partenza. Anche lanciando il metodo Simplex è stata raggiunta la stessa regione dello spazio dei parametri.

Adottando la modalità "*Overcontact binary of the W UMa type*" (che assume equilibrio termico tra le due componenti) la soluzione trovata per rapporti di massa $q < 1$ può riprodurre la differente profondità dei minimi, ma mostra un minimo più piatto a fase 0.5, diversamente dalla curva di luce osservata. Invece, la soluzione ottenuta adottando $q > 1$ riproduce il minimo piatto a fase 0, ma presenta il minimo più profondo a fase 0.5. Solo impostando la modalità "*Overcontact binary not in thermal contact*" è possibile simulare correttamente profondità e forma dei minimi (per $q > 1$).

Come usuale, la modellistica di curve di luce non simula i livelli relativi tra differenti bande fotometriche (cioè gli indici di colore), essendo il livello di ogni curva sintetica ottimizzato sulla corrispondente curva di luce osservata, la quale è normalizzata internamente dal programma di *fit*. Così, le soluzioni delle curve di luce vengono traslate per essere sovrapposte sulle curve di luce osservate.

La Figura 2 mostra il *best fit* delle curve di luce BVR_cI_c rispetto alla fase. La rappresentazione geometrica del sistema è data nella stessa Figura 2 per tre diverse fasi.

Il *fit* risultante indica che V400 Lyr è una binaria a contatto W UMa di tipo W, essendo la secondaria più grande di fronte alla componente primaria più piccola durante il minimo primario.

È utile richiamare che misure di velocità radiale sono fortemente necessarie per ottenere una determinazione assoluta accurata di masse e dimensioni. Comunque, nelle righe finali della Tabella 3, sono riportati possibili valori assoluti, dedotti dal modello di curva di luce assumendo che la componente secondaria sia simile a una stella G9 V. Notiamo che massa e raggio per la stella primaria (più calda e più piccola) risultano molto più piccoli dei valori attesi tipici per una

stella di sequenza principale con temperatura efficace di circa 5450 K. Ciò è probabilmente conseguenza di una evoluzione stellare fortemente influenzata da scambio di massa e, eventualmente, da perdita di massa. Infatti, le masse stellari si accordano bene con la relazione empirica data da Gazeas & Niarchos (2006) per binarie a contatto.

L'asimmetria visibile nelle bande *B* e *V* vicino al fondo del minimo secondario è probabilmente dovuta a macchie fredde sulla stella più fredda.

Riferimenti bibliografici

- Claret, A., Bloemen, S., 2011, *A&A*, **529**, 75
Fitzpatrick, E. L., 1999, *PASP*, **111**, 63
Gazeas, K. D., Niarchos, P. G., 2006, *MNRAS*, **370**, 29
Kreiner, J. M., 2004, *AcA*, **54**, 207, www.as.up.krakow.pl/ephem
Marino, G., et al., 2010, *IBVS*, 5917, 1
Menzies, J. W., Marang, F., 1996, *MNRAS*, **282**, 313
Mikolajewka, J., Mikolajewki, M., 1980, *AcA*, **30**, 347
Prsa, A., Zwitter, T., 2005, *ApJ*, **628**, 426
van Hamme, W., 1993, *AJ*, **106**, 2096