

Ann. Mus. civ. Rovereto	Sez.: Arch., St., Sc. nat.	Vol. 18 (2002)	213-233	2003
-------------------------	----------------------------	----------------	---------	------

ANDREA FRIGO, FRANCO GIORDANI, PAOLO PICCOLI, MARCO RISPOLI,
ATTILIO SETTI, STEFANO TOMASONI (*)

STUDIO FOTOMETRICO DELLA BINARIA A ECLISSE SV-CAMELOPARDALIS

Abstract - ANDREA FRIGO, FRANCO GIORDANI, PAOLO PICCOLI, MARCO RISPOLI, ATTILIO SETTI, STEFANO TOMASONI - Photometric study of the eclipsing binary SV-Camelopardalis.

The following paper presents the photometric surveys of the eclipsing binary SV-Camelopardalis, carried out in about two years of observations. This study is part of a larger observation campaign of late spectral type stars, aimed at obtaining a more detailed experimental curve of the mass-luminosity relation. Up to now this curve is obtained through the knowledge of very few stars, and the region of the stars with spectral type K, M, N, R, S is unusually poor of experimental points. These are the stars with the lowest luminosity, the most difficult to study. Nonetheless, a better knowledge of the mass-luminosity relation even for these spectral types would allow a better interpretation of the physics and the evolution of the stars.

Key words: Mass-luminosity relationship, binary star, spectral type.

Riassunto - ANDREA FRIGO, FRANCO GIORDANI, PAOLO PICCOLI, MARCO RISPOLI, ATTILIO SETTI, STEFANO TOMASONI - Studio Fotometrico della binaria a eclisse SV-Camelopardalis.

In questo studio vengono presentate le rilevazioni fotometriche effettuate in circa due anni di osservazioni, sulla stella SV della costellazione della Giraffa (Camelopardalis). Lo studio si inserisce in una più ampia campagna di osservazioni di stelle di avanzato tipo spettrale, il cui scopo finale è quello di fornire una serie di punti, che consentano di completare la descrizione sperimentale dell'andamento della relazione Massa-Luminosità. La curva è oggi descritta alla luce della conoscenza profonda di un campione assai limitato di stelle; in particolare risulta poco campionata la zona della curva riferita alle stelle di tipo spettrale K, M, N, R e S. Sono queste le stelle di più bassa luminosità e il cui studio appare più complesso, tuttavia è opportuno ricordare che, una maggiore definizione della relazione Massa-Luminosità anche per questi tipi spettrali potrebbe consentire una migliore interpretazione della fisica delle stelle e della loro evoluzione.

Parole chiave: Relazione massa-luminosità, Stella binaria, Tipo spettrale.

(*) Laboratorio di Astronomia - Museo Civico di Rovereto

1. INTRODUZIONE

L'astronomo a differenza del fisico, non ha la possibilità di riprodurre in laboratorio i sistemi fisici che osserva in natura. Questo limite si traduce nell'impossibilità di avere a disposizione dei modelli che gli consentano di riprodurre, a piacimento, gli effetti osservati, agendo semplicemente sulla variazione di alcuni parametri fondamentali. Questa tecnica che costituisce il fulcro della fisica sperimentale, ha consentito di studiare in profondità molti fenomeni fisici e di rappresentarli con opportuni modelli.

L'osservazione è invece l'unica arma dell'Astronomia per ottenere informazioni sui sistemi fisici che sono al di fuori della nostra possibilità di sperimentare. In questo contesto è chiaro che risulta particolarmente importante la possibilità di estrarre il massimo delle informazioni possibili dall'unico segnale che le stelle ci possono inviare, «la Luce».

La radiazione elettromagnetica è l'unico strumento attraverso il quale le stelle ci possono dire come sono fatte e sulla base di quali principi evolvono ed emettono enormi quantità di energia.

L'osservazione di singoli sistemi stellari non consente tuttavia di ottenere informazioni esaustive sulle caratteristiche chimiche e fisiche delle stelle; in particolare l'osservazione di una stella singola non consente di dire nulla sulla sua massa, eppure questo è uno dei parametri fondamentali per definirne l'evoluzione e la fine. La maggior parte delle stelle sono però racchiuse in sistemi multipli, legati secondo la legge della gravitazione universale. In particolare i sistemi binari, formati da due sole stelle che ruotano attorno ad un baricentro comune, costituiscono un'ottima esemplificazione di quello che in fisica è il ben noto «Problema dei due corpi». Lo studio di questi sistemi consente la determinazione, spesso con un ottimo grado di approssimazione, delle masse, dei raggi, delle velocità radiali delle componenti, oltre agli elementi orbitali tipici di ogni sistema, dei periodi di rivoluzione (talvolta sincroni con quelli di rotazione), delle epoche di passaggio al periastro.

La determinazione di tutti questi parametri associata ad una classificazione della stella oggetto di studio, con un determinato «Tipo Spettrale», consente la costruzione di modelli, oggi anche virtuali, che possono poi essere applicati allo studio di stelle singole magari sorgenti di fenomeni peculiari.

1.1 *L'importanza dei sistemi binari nella conoscenza e determinazione dei modelli stellari: Astrometria, Fotometria e Spettroscopia*

L'analisi dei sistemi binari può essere particolarmente interessante quando è un'analisi completa sia dal punto di vista Astrometrico (parametri fisici delle stelle componenti), sia dal punto di vista Fotometrico (curva di luce) che dal punto di

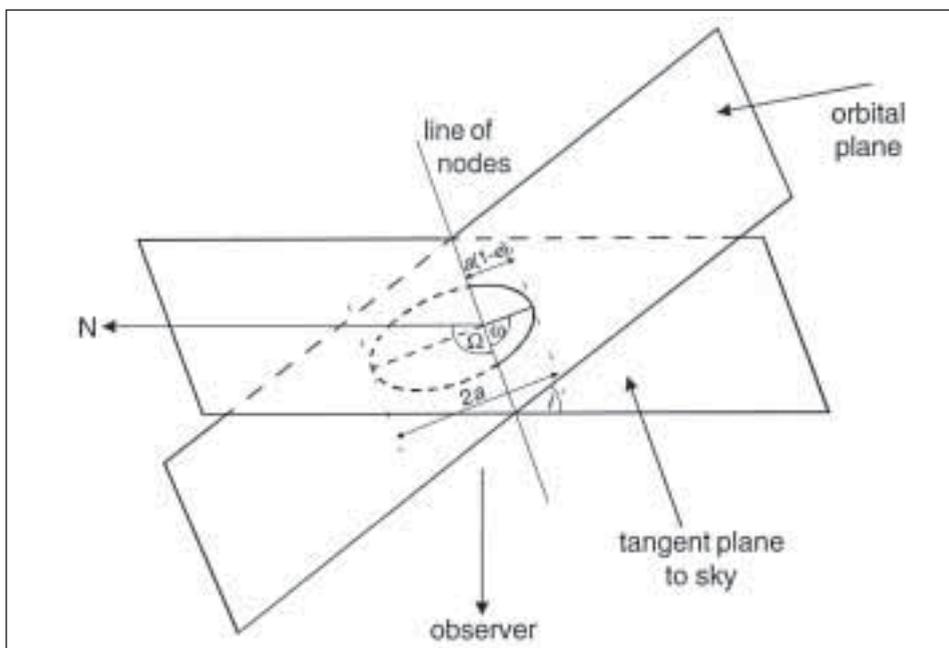


Fig. 1 - Intersezione del Piano orbitale con il piano Tangente la sfera celeste. Individua gli elementi orbitali del sistema binario. Ω individua la distanza angolare del nodo ascendente dell'orbita dalla direzione della linea di vista che coincide con la posizione angolare della Linea dei Nodi; ω è la distanza angolare misurata nel piano orbitale tra la linea dei nodi e il periastron nella direzione del moto della secondaria. N individua la direzione Nord ed è utile per orientare il piano del cielo. *Observer* individua la direzione della linea di vista dell'osservatore (J. KALLRATH, E. F. MILONE 1999).

vista Spettroscopico (composizione chimica delle atmosfere stellari e curva delle velocità radiali). Quando tutti questi campi sono opportunamente ed attentamente indagati, il risultato che si ottiene è una conoscenza profonda del sistema e da questa conoscenza deriva la possibilità di fornire un'interpretazione fisicamente consistente, anche di fenomeni che coinvolgono stelle singole da cui non è possibile ottenere tali informazioni.

È chiaro che non tutti i sistemi binari si possono sfruttare dal punto di vista dello studio complesso descritto in precedenza; in particolare è possibile distinguere i sistemi binari, intesi come sistemi fisicamente legati, nei seguenti quattro gruppi:

- Binarie Visuali.
- Binarie Astrometriche.
- Binarie Spettroscopiche.
- Binarie a Eclisse.

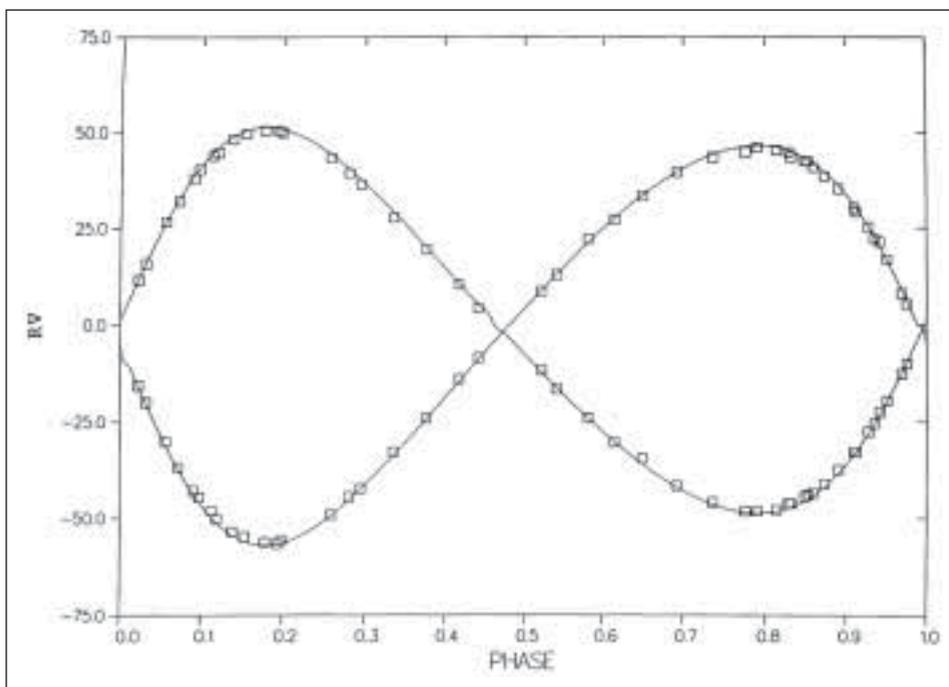


Fig. 2 : Immagine della Curva di Velocità Radiale di un sistema binario.

La curva di velocità radiale mostra, nelle condizioni più favorevoli, il moto oscillatorio delle due componenti il sistema attorno al baricentro dello stesso. In ascissa si pone la fase nella quale si trova istantaneamente la binaria, mentre in ordinata si pone la corrispondente velocità radiale delle componenti (J. KALLRATH, E. F. MILONE 1999).

Le **Binarie Visuali** sono coppie di stelle ben separabili nell'oculare del telescopio e per le quali l'applicazione della legge di gravitazione universale e della terza legge di Keplero, consentono di determinare in modo semplice le masse delle componenti.

Sono questi i casi nei quali è talvolta possibile determinare, con notevole precisione, la separazione angolare delle componenti ricorrendo al metodo geometrico della parallasse. Il limite superiore all'applicazione di questa tecnica è posto in circa 30 pc di distanza da noi. Il satellite Hipparcos ha stimato la separazione angolare di 12.195 sistemi binari di questo tipo, molti dei quali composti da stelle di avanzato tipo spettrale, con un'accuratezza di circa 0,001 arcsec.

Le **Binarie Astrometriche** sono coppie di stelle talmente strette da risultare separabili solo in funzione degli effetti gravitazionali che esercitano vicendevolmente l'una sull'altra oppure sono coppie di stelle nelle quali una è talmente preponderante sull'altra da non consentirne la rilevazione.

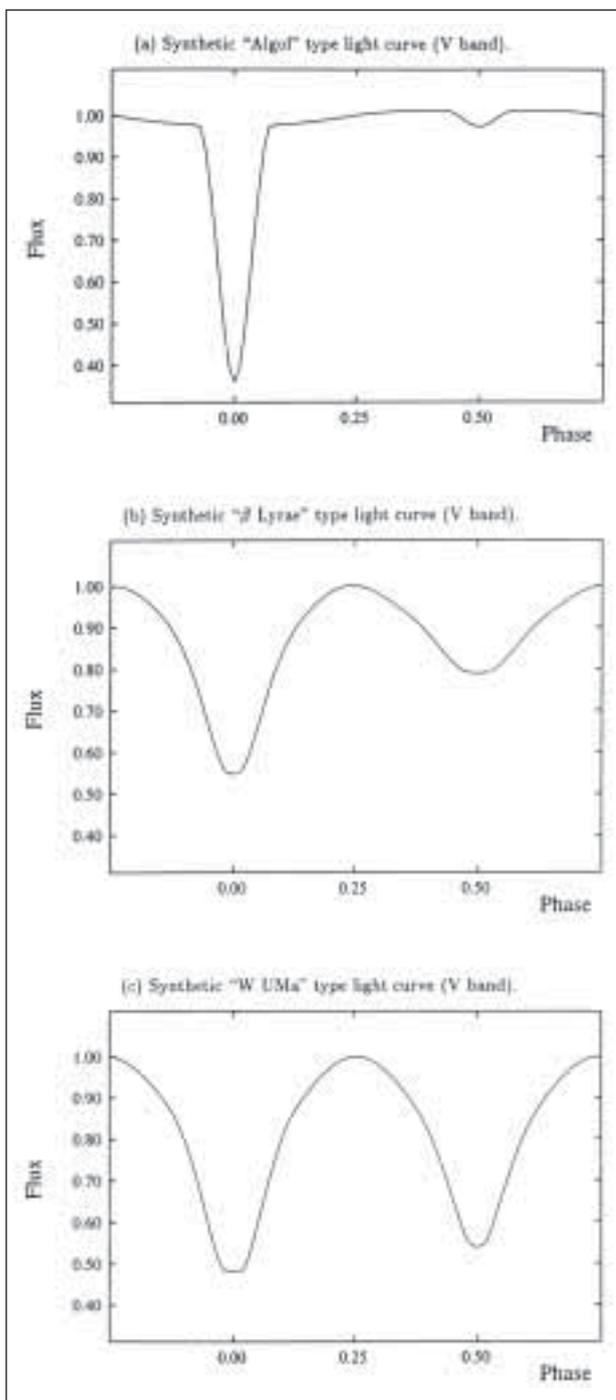


Fig. 3 - Curve di luce dei tre prototipi di stelle binarie. I tre schemi mostrano il diverso andamento della luminosità della **binaria** in funzione della Fase nella quale si trova il sistema. È evidente la netta differenziazione tra l'andamento della curva di luce per sistemi tipo-**Algol** che mostrano un minimo principale e un minimo secondario ben separati da un tratto di curva a luminosità costante, rispetto alla curva di luce sia di un sistema tipo β - **Lyrae** che di un sistema tipo **W UMa** che, causa l'estrema vicinanza delle due componenti, alternano minimo principale e secondario in modo pressoché continuo (J. KALLRATH, E. F. MILONE 1999).

Le **Binarie Spettroscopiche** sono sistemi doppi nei quali le componenti sono separabili solo in base ad un'analisi degli spettri di luce che, in prima battuta, evidenziano una intricata sovrapposizione delle righe spettrali delle singole componenti; tramite l'applicazione di opportune tecniche osservative e di riduzione dati è possibile effettuare in sede di analisi, una separazione dei contributi delle due componenti. Generalmente è possibile determinare il rapporto di luminosità e in talune fortunate circostanze, anche il rapporto di massa. Il calcolo dei raggi e delle masse di ciascuna componente il sistema è fortemente vincolato dalla conoscenza dell'inclinazione del piano orbitale rispetto al piano tangente alla sfera celeste; questo parametro è di difficile determinazione nella maggior parte dei casi dato che è strettamente legato al semiasse maggiore dell'orbita che, a sua volta, è difficilmente determinabile data la vicinanza delle componenti.

Le **Binarie a Eclisse** sono i sistemi fisici che consentono lo studio più approfondito essendo sistemi molto stretti che hanno un'inclinazione del piano orbitale molto accentuata e in taluni casi prossima a 90° .

L'inclinazione del piano orbitale determina, con le dimensioni delle singole componenti, le caratteristiche principali della «Curva di Luce», ossia della curva che definisce il variare della «Magnitudine» del sistema binario in funzione del «Periodo orbitale». Lo studio completo di questi sistemi riguarda sia la determinazione delle «Curve di Luce» (Fotometria), sia la determinazione della «Curva di Velocità Radiali» (Spettroscopia) che individua la mutua oscillazione delle componenti attorno al baricentro comune.

L'analisi fotometrica del sistema può fornire una valutazione dell'inclinazione del piano orbitale (i), dell'eccentricità dell'orbita (e), del rapporto r_1/r_2 ossia della dimensione relativa delle componenti; in pochi casi è possibile determinare il valore del rapporto delle masse, mentre più semplice appare la determinazione del rapporto delle luminosità superficiali.

Quando sono note le velocità radiali delle singole componenti si può procedere ad una valutazione attendibile delle masse dei due corpi.

Le Binarie a Eclisse sono classificate in base alla forma della loro «Curva di Luce» in tre grandi categorie:

1. Sistemi a Eclisse Parziale tipo β – Persei (Algol).
2. Sistemi a Eclisse Totale o Anulare tipo υ – Cephei.
3. Sistemi a Variazione Continua tipo β – Lyrae sono le binarie a contatto.

L'analisi delle curve di luce fornisce informazioni molto importanti sulla comprensione della fisica del sistema osservato; per semplificare l'approccio al problema si considerano dei sistemi binari nei quali la rotazione delle stelle attorno al proprio asse è sincrona alla rivoluzione di entrambe le componenti attorno al baricentro. Si tende ad introdurre inoltre, una seconda ipotesi semplificativa che considera due sole forze agenti sul sistema; l'attrazione gravitazionale

e la forza centrifuga connessa alla rotazione dell'intero sistema attorno al baricentro. Fatte queste due ipotesi è possibile determinare delle superfici equipotenziali che racchiudono il sistema delle due stelle. In ogni punto di queste superfici la somma dell'Energia Rotazionale e di quella Gravitazionale si mantiene costante. Queste superfici prendono il nome del matematico che per primo le individuò e descrisse, sono le «Superfici di Roche». La direzione della forza che agisce sul sistema è ortogonale in ogni punto a queste superfici che per loro natura ruotano in modo sincrono con il moto orbitale della binaria. È chiaro allora che la forma assunta dalle sup. di Roche fornisce una rappresentazione del sistema binario (vedi Fig. 5.1, 5.2 e 5.3)

La forma delle superfici di Roche evidenzia l'esistenza di un punto particolare detto punto di Lagrange caratterizzato dal fatto che in esso, forze Gravitazionali e forze Rotazionali si bilanciano perfettamente. I «Lobi di Roche» sono quindi delle superfici a forma di uovo, più o meno schiacciate, passanti entrambe per il punto di Lagrange che è il loro punto di contatto. Ciascun «Lobo di Roche» individua il limite del volume dal quale la stella può cedere massa alla sua compagna. La Superficie Lagrangiana, in realtà, individua la superficie equipotenziale che racchiude l'intero sistema binario come fosse costituito da un'unica stella e quindi rappresenta la superficie dalla quale l'intero sistema può perdere massa. Alla luce del significato rappresentato dai Lobi di Roche, è possibile distinguere nuovamente tre tipologie di binarie:

1. Sistemi distaccati: è il caso in cui nessuna delle due componenti riempie il proprio lobo di Roche (Fig. 5.1);
2. Sistemi semi-distaccati: è il caso in cui una delle componenti riempie il proprio Lobo di Roche (Fig. 5.2);
3. Sistemi a contatto: è il caso in cui entrambi i componenti eccedono i rispettivi Lobi di Roche (Fig. 5.3).

Questo è un modo più moderno di classificare le binarie in base alla loro morfologia, pertanto i sistemi tipo Algol sono definiti sistemi a Semi – contatto, mentre i sistemi tipo U – Cephei o U – Ursa Major, sono definiti come sistemi a Sovra-contatto. I sistemi del tipo β – Lyrae non hanno una controparte morfologica.

1.2 La missione GAIA

GAIA è una delle missioni spaziali più importanti progettate dall'Agenzia Spaziale Europea. La sua partenza è prevista per il 2009 anche se le ultime notizie impongono cautela causa alcuni ritardi nell'allestimento del progetto. Il satellite GAIA avrà il compito primario di fornire una mappa tridimensionale e aggiornata di circa un miliardo di stelle della nostra Galassia. Lo studio e i dati

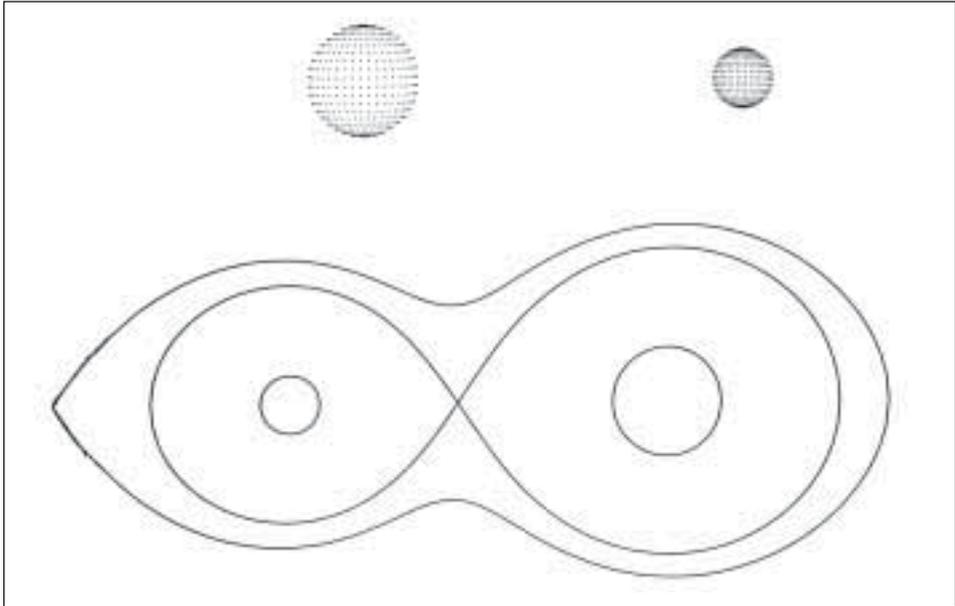


Fig. 5.1 - mostra l'andamento delle superfici equipotenziali che racchiudono entrambe le componenti del sistema quando le due stelle sono separate.

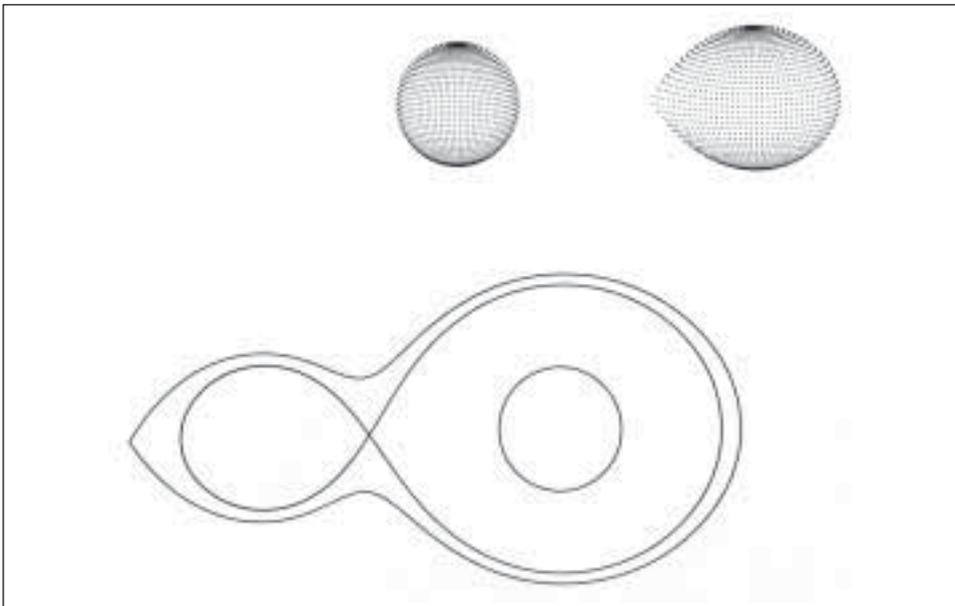


Fig. 5.2 - mostra l'andamento delle superfici equipotenziali nel caso di un sistema in cui le componenti sono quasi a contatto (solo una di loro occupa completamente il proprio lobo di Roche, caratteristica dei sistemi a semi-contatto).

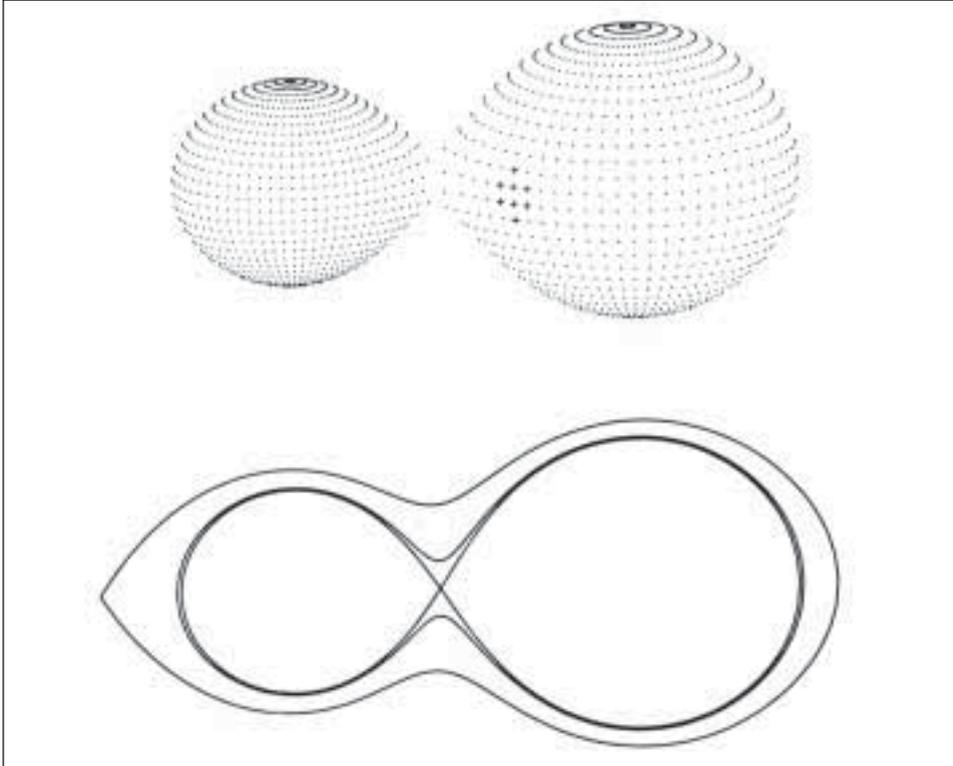


Fig. 5.3 - mostra l'andamento delle curve equipotenziali di un sistema a contatto (entrambe le componenti occupano interamente i propri lobi di Roche) (J. KALLRATH, E. F. MILONE 1999).

rilevati da GAIA avranno lo scopo di dirci in quale punto del cielo e a quale distanza da noi si trovano un miliardo di oggetti che costituiscono l'uno per cento circa dell'intera popolazione stellare della Via Lattea. Gli strumenti straordinariamente sofisticati che caratterizzeranno l'equipaggiamento di lavoro di GAIA, consentiranno di raggiungere precisioni nell'ordine dei dieci milionesimi di secondi d'arco nella definizione sia della parallasse delle stelle osservate, sia nella determinazione della loro posizione (un oggetto del diametro di due millimetri posto alla distanza della Luna, sottende un angolo di un milionesimo di secondi d'arco); è opportuno ricordare a titolo di esempio che mentre oggi le misure di parallasse consentono di determinare distanze fino a 300 a.l. da noi, le misure di GAIA consentiranno di determinare con grande precisione e accuratezza, distanze fino a 30.000 a.l. da noi. Le misure astrometriche saranno affiancate da misure fotometriche e spettroscopiche che dovranno fornire importanti informazioni sul modo in cui la Galassia si è formata e sulla sua attuale struttura.

Le misure astrometriche oltre alle coordinate celesti (posizione in cielo) e alla parallasse (distanza da noi) forniranno l'ampiezza delle componenti tangenziali del moto proprio delle stelle. Le misure Spettroscopiche forniranno invece la velocità radiale delle stelle ottenuta tramite l'analisi dello spostamento Doppler delle righe in assorbimento degli spettri stellari. Le misure Fotometriche forniranno importanti informazioni sulla Luminosità intrinseca delle stelle osservate. Il felice connubio di queste attività ci potranno fornire informazioni fondamentali sulle stelle: Luminosità intrinseca, classificazione spettrale, temperatura superficiale, composizione chimica; infine un confronto con i modelli stellari potrà fornirci una stima della Massa e dell'Età di circa l'uno per cento delle stelle della Via Lattea. Tutte le stelle fino alla magnitudine 20 verranno monitorate da GAIA.

1.3 La funzione dei piccoli Osservatori non professionali nell'ambito della ricerca

Molti piccoli Osservatori sono sorti negli ultimi decenni in varie parti del mondo; sono per lo più strumenti privati o di proprietà di Enti Pubblici che ne affidano la gestione a locali Associazioni di Astrofili o Astronomi dilettanti. Questi strumenti rappresentano in verità una notevole ricchezza in quanto, se opportunamente equipaggiati, possono effettuare tutta una serie di ricerche di base che hanno lo scopo di fornire ai Professionisti del materiale di ottima qualità sorgente di studi, analisi e dati, utili alla definizione di tutta una serie di parametri da sfruttare poi anche nella programmazione e progettazione delle più importanti missioni dei prossimi anni. In questo filone si inserisce il lavoro svolto presso l'Osservatorio «Monte Zugna» in collaborazione con l'Osservatorio di Asiago nell'ambito del progetto «GAIA 2009».

2. IL METODO E GLI STRUMENTI

Il gruppo di lavoro «Laboratorio di Astronomia» del Museo Civico di Rovereto, ha seguito l'evoluzione della stella SV – Cam (costellazione della Giraffa) per circa due anni dal novembre 1999 al giugno 2001.

Tutte le osservazioni sono state effettuate dall'Osservatorio Astronomico «Monte Zugna», localizzato a circa 1620 mt di quota e a circa 20 km di distanza dalla città più vicina. L'Osservatorio ospita un telescopio in configurazione Ritchey Chretien, con specchio primario del diametro di 500 mm e lunghezza focale di 4000 mm (F8). Il telescopio è stato accoppiato con un fotometro del tipo Optec SSP5 a tubo fotomoltiplicatore con amplificatore e convertitore tensione-frequenza, installato al fuoco diretto e dotato di un area sensibile del diametro di 50 sec/d'arco, di campo reale. Ogni gruppo di misure è stato raccolto

utilizzando sia il filtro V (luce visibile), sia il filtro B (blu), allo scopo di garantirne la massima omogeneità. La luce raccolta dal fotometro, tradotta in segnale digitale da una scheda elettronica opportunamente auto-costruita, viene trasmesso direttamente al computer. Il software di acquisizione, anch'esso opportunamente progettato e costruito dai componenti del «Laboratorio di Astronomia», ha consentito di effettuare la raccolta dei dati/segnali in modo automatico. La successiva elaborazione dei dati è stata effettuata utilizzando, ancora una volta, un software auto-progettato e costruito.

Il metodo di lavoro applicato è stato quello tipico della «Fotometria differenziale»; secondo questa tecnica, la valutazione oggettiva della magnitudine di una stella, in ogni istante, può essere effettuata comparando la luminosità osservata della supposta binaria a eclisse, con la luminosità di stelle apparentemente stabili (stella di confronto e stella di controllo).

I dati fotometrici grezzi sono formati da vari contributi che vanno a sommarsi al valore cercato ossia alla luminosità intrinseca della stella osservata. Infatti i valori generati dal fotometro dipendono oltre che dalla luminosità dell'astro anche dalla luminosità del fondo cielo, dagli offset elettronici rispetto allo zero «vero», dalla trasparenza dell'atmosfera, ecc.

Inoltre come tutte le misure anche le misure fotometriche sono soggette ad errori più o meno casuali, determinati principalmente dal rumore dell'elettronica (termico e non), dalla distribuzione casuale dei fotoni, dalla scintillazione dell'atmosfera, da errori di puntamento ed inseguimento dell'astro oggetto della misura, da variazioni di trasparenza atmosferica che avvengano in intervalli di tempo confrontabili con la durata di un ciclo di misura (4-5 minuti).

I dati raccolti devono pertanto essere tali da poter calcolare e correggere tutti i fattori di disturbo elencati: per tale motivo un singolo punto sulla curva di luce è in realtà generato da una serie di alcune decine di misure.

Infine, una volta ottenuto il valore depurato dai fattori indesiderati della luminosità e stimato l'errore a cui è soggetto tale valore (che viene spesso indicato come magnitudine extra-atmosferica), occorre riportare tale valore ad un sistema standard, ovvero al valore che si sarebbe ottenuto usando la strumentazione (fotometro, filtri, telescopio, ecc.) standard. Infatti ogni strumento, o meglio ogni componente ottico ed elettronico di uno strumento, ha una sua caratteristica curva di sensibilità in funzione della lunghezza d'onda: tale curva può essere resa simile a quella dello strumento standard, ma sicuramente non uguale. Per tale motivo occorre conoscere i coefficienti di trasformazione che caratterizzano lo strumento usato rispetto a quello standard.

Nel nostro lavoro abbiamo scelto come sistema standard quello denominato «Tycho», ovvero l'insieme di misure in B e V su circa un milione di stelle rilevate dalla strumentazione Tycho installata a bordo del satellite Hypparcos.

In quest'ottica appare molto importante la fase di calibrazione che consente

di determinare alcuni coefficienti tipici che influenzano le osservazioni in modo diverso a seconda del luogo dell'istante temporale dell'osservazione.

Dal punto di vista fisico – matematico le relazioni che ci consentono di determinare la magnitudine visuale e la magnitudine blu di una stella sono le seguenti:

$$\text{Eq. 2.1) } V = v - k'_v X - k''_v X (b - v) + \varepsilon_v (B - V) + \xi_v$$

$$\text{Eq. 2.2) } B = b - k'_b X - k''_b X (b - v) + \varepsilon_b (B - V) + \xi_b$$

dove:

v = magnitudine visuale strumentale V = magnitudine visuale standard

b = magnitudine blu strumentale B = magnitudine blu standard

X = massa d'aria

Si osserva che la magnitudine visuale e blu della stella sono funzioni di alcuni parametri quali $\varepsilon_v, \varepsilon_b, \xi_v, \xi_b$, che rappresentano i coefficienti di trasformazione al sistema standard di Tycho, mentre k'_v, k^I_b e k''_v, k''_b sono i coefficienti di estinzione atmosferica primario e secondario nelle due diverse lunghezze d'onda. I coefficienti d'estinzione secondari forniscono la componente di estinzione dipendente dall'indice di colore. La magnitudine della stella è inoltre influenzata dalla massa d'aria X presente tra la sorgente e l'osservatore che è determinata dall'altezza sull'orizzonte della stella stessa. La massa d'aria varia in continuazione a causa del moto apparente della volta celeste e quindi deve essere calcolata in riferimento ad ogni misura.

Le relazioni sopra descritte, prima di essere utilizzate per determinare per ogni sessione osservativa la corrispondente magnitudine visuale e blu della stella, devono essere opportunamente calibrate tramite la determinazione dei coefficienti di trasformazione al sistema standard e dei coefficienti di estinzione atmosferica.

Le procedure utilizzate dal gruppo di Rovereto per calcolare questi coefficienti sono state essenzialmente due:

1. Si individua un set di una ventina di stelle variamente distribuite sulla volta celeste in modo da coprire un ampio range di colore B-V e di altezza sull'orizzonte (ampio range di masse d'aria). I dati sperimentali devono essere interpolati al meglio da funzioni che ci consentono di determinare i coefficienti di nostro interesse;
2. Si osserva per un periodo sufficientemente lungo (alcune ore) una coppia di stelle vicine, dal punto di vista prospettico, ma possibilmente con indici di colore molto diversi.

Entrambe queste tecniche consentono, noti V e B dall'ampia letteratura esistente sui sistemi standard e calcolata X con un semplice algoritmo, di determinare tramite un sistema di equazioni, spesso ridondante, i valori corrispondenti

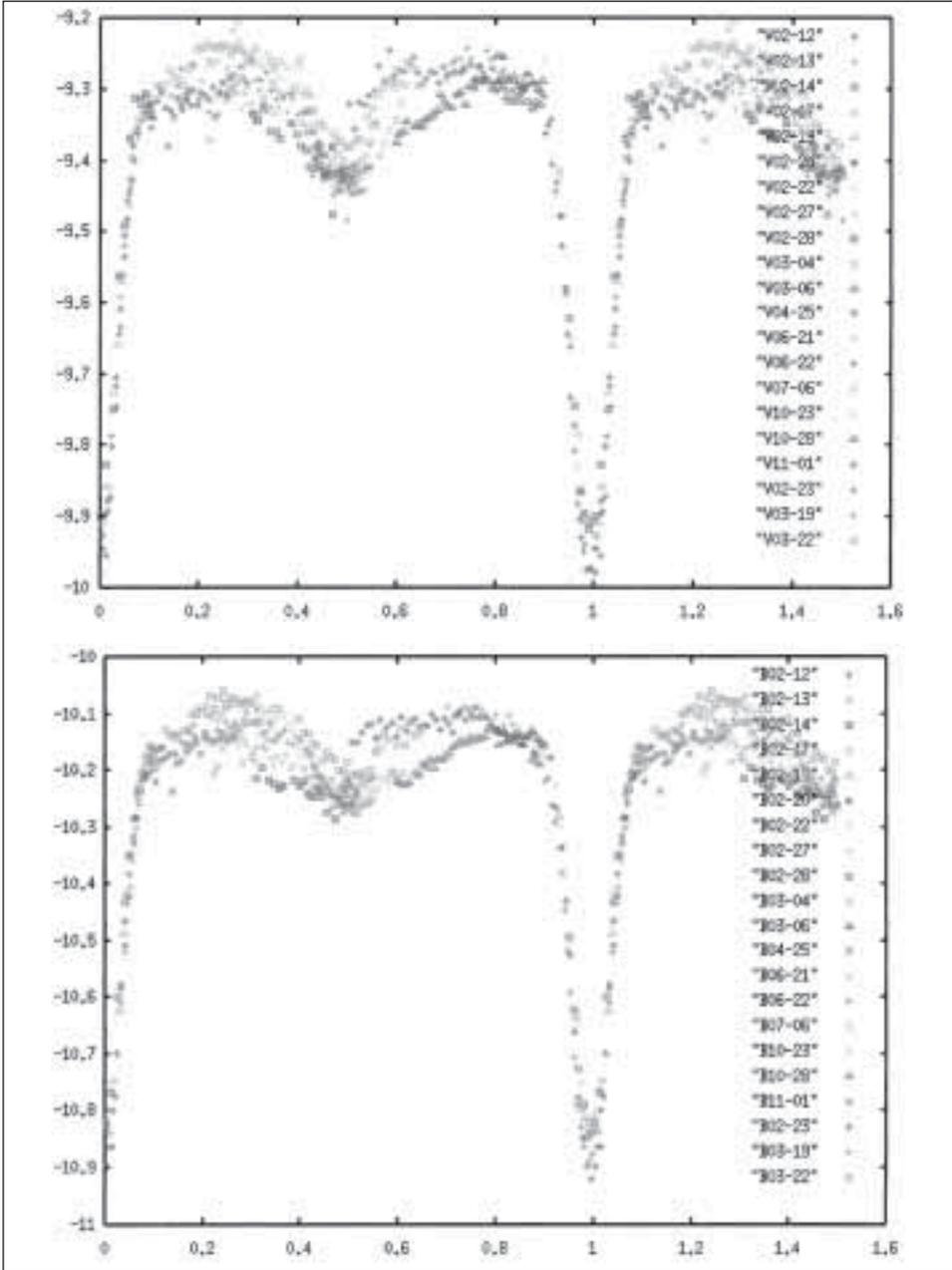


Fig. 6 - Le due Curve di Luce nei filtri V (sopra) e B (sotto), sono state ottenute componendo i punti sperimentali ottenuti dalla riduzione dei dati raccolti in varie serate di osservazione. Simboli diversi corrispondono a serate diverse. È evidente la fluttuazione di luminosità all'ingresso e all'uscita dai minimi (Laboratorio di Astronomia - Museo Civico di Rovereto).

sia dei coefficienti di estinzione atmosferica, sia dei coefficienti di trasformazione al sistema standard prescelto (Tycho nel nostro caso). La coerenza dei dati ottenuti dalla riduzione di misure effettuate in diverse serate ci ha consentito di determinare dei coefficienti tipici del nostro sito osservativo, certamente affidabili. La tab. 1 riepiloga i risultati ottenuti applicando entrambe le tecniche sopra descritte:

Data	23/08/00	25/08/00	01/09/00	26/01/99	27/01/99
Parametri	misure su coppie di stelle			misure su gruppi di stelle	
B-V stella 1	- 0.12	- 0.12	- 0.05	*	*
B-V stella 2	1.145	1.145	1.846	*	*
K'_v	0.190	0.172	0.164		
K''_v	-0.002	0.000	-0.002		
ϵ_v	0.036	0.043	0.045	0.041	0.046
ξ_v	13.847	13.856	13.899		
K'_b	0.354	0.345	0.313		
K''_b	-0.031	-0.030	-0.026		
ϵ_b	0.103	0.112	0.138	0.099	0.104
ξ_b	15.305	15.342	15.380		

Tab. 1 - Le misure del 23/08, 25/08 e 01/09 anno 2000, sono state effettuate osservando coppie di stelle, mentre le misure effettuate il 26/01 e 27/01 anno 1999 sono state ottenute osservando 5 stelle dell'ammasso del Presepe caratterizzate da indici di colore B-V diversi e compresi in un range da 0 a oltre 1 (Laboratorio di Astronomia - Museo Civico di Rovereto).

3. I DATI E LA CURVA DI LUCE

La tecnica di osservazione utilizzata si basa sulla rilevazione della quantità di luce che colpisce il sensore del fotometro; il segnale luminoso viene tradotto dall'elettronica del sistema, in segnale digitale. La sequenza di osservazione tipica prevede l'alternarsi delle osservazioni nei filtri V e B della stella di confronto, del fondo cielo e della variabile; in dettaglio la sequenza utilizzata è stata la seguente:

$$C_v, C_b, S_v, S_b, V_v, V_b, S_v, S_b, C_v, C_b, S_v, S_b$$

C_v, C_b = illuminamento (n° di fotoni che colpiscono il sensore) dovuto alla stella di Controllo (C) nei filtri V e B

S_v, S_b = illuminamento dovuto al Fondo Cielo (Sky) nei filtri V e B

V_v, V_b = illuminamento dovuto alla Stella Variabile (V) nei filtri V e B

3.1 Fondo cielo e zero elettronico

Durante tutta la sessione di osservazione, per ogni ciclo di misure sulla stella in esame e sulla stella di confronto, si effettua una misura (per filtro) in una zona di cielo in prossimità della stella che non abbia stelle (o che ne abbia di così deboli da non influenzare i valori). Si ottiene così un valore da sottrarre ai valori ottenuti sulle stelle, correggendo contemporaneamente gli zero elettronici e la luminosità di fondo cielo. Poiché questi possono variare nel tempo (si pensi a un drift delle caratteristiche elettroniche al variare della temperatura, al sorgere della luna o al variare dell'umidità dell'aria e quindi della diffusività di luci anche lontane) occorre sottrarre alle misure effettuate sulle stelle i valori di zero ottenuti al momento della misura sulla stella, e non alcuni minuti prima o dopo.

Per questa ragione viene effettuata una interpolazione polinomiale (di terzo grado) ai minimi quadrati sui valori di zero in funzione del tempo: è quindi facile ottenere il valore cercato negli istanti delle misure sulle stelle. Ovviamente occorre verificare che tutti i punti di zero siano sufficientemente vicini al polinomio ottenuto: in caso contrario si considera non valida la sessione osservativa.

La scelta del terzo grado per il polinomio interpolante è un compromesso tra la necessità di poter considerare variazioni «lente» dei valori di zero senza inseguire gli errori di misura. Il grado deve essere quindi basso, ma non così basso da non poter ad esempio permettere al polinomio di sovrapporsi efficacemente alla curva di luminosità del fondo cielo che si ha quando sorge o tramonta la luna.

3.2 Errori di misura

Tutte le misure effettuate, sia quelle sulle stelle oggetto e di confronto sia quelle sul fondo cielo, sono in realtà costituite da un insieme di misure (nel nostro caso 5), da cui viene ricavato un valor medio ed uno scarto quadratico medio. Quest'ultimo viene propagato secondo la teoria di propagazione degli errori fino al valore di magnitudine standard finale.

I dati derivati dalle misure sono stati ridotti utilizzando le equazioni Eq. 2.1 e 2.2 allo scopo di determinare la magnitudine della stella classificata come variabile. Sono state introdotte le opportune correzioni e i valori dei parametri determinati tramite il processo di calibrazione del nostro sistema di misura. È stata introdotta nel calcolo la correzione eliocentrica che ricalcola le osservazioni come se fossero effettuate dal centro del sole, depurando così i dati dagli effetti del moto di rivoluzione della terra attorno al sole.

3.3 Determinazione della magnitudine strumentale v e b

Una volta sottratti i valori di zero dalle misure stellari (operazione sui valori diretti prodotti dal fotometro, che costituiscono una scala lineare), si trasformano i valori nella scala logaritmica delle magnitudini, calcolando per ogni valore l'espressione: $-2.5 \log_{10}(v)$.

A questo punto si confrontano le misure sull'oggetto della ricerca con le misure sulle stelle di confronto (di magnitudine standard nota) per ottenere quella che si chiama magnitudine strumentale (ovvero la magnitudine secondo il nostro strumento, nella posizione in cui si trova).

Per ogni misura sulla stella variabile si hanno due misure sulla stella di confronto, una effettuata 2-3 minuti prima rispetto alla variabile ed un'altra successiva di 2-3 minuti.

In questo lasso di tempo le stelle si sono mosse rispetto all'orizzonte (cambiando quindi la massa d'aria attraversata dalla loro luce), inoltre possono esserci state variazioni nella trasparenza del cielo, pertanto occorre interpolare temporalmente le due misure sulla stella di confronto per ottenere il valore che si sarebbe ottenuto all'istante dell'osservazione della variabile. Si fa quindi la differenza tra tale magnitudine e quella della variabile (per tutti i filtri); infine si ottiene la magnitudine strumentale o meglio la differenza di magnitudine strumentale.

3.4 Determinazione della magnitudine extra-atmosferica v e b

Giunge l'ora di cercare di eliminare gli effetti dell'assorbimento atmosferico. Quest'ultimo dipende essenzialmente da due contributi importanti, uno direttamente proporzionale alla massa d'aria attraversata, l'altro dipendente, oltre che dalla massa d'aria, anche dall'indice di colore della stella osservata (tale indice nel nostro caso è rappresentato dalla differenza di magnitudine standard ottenuta col filtro B con quella ottenuta col filtro V: B-V).

La massa d'aria attraversata è facilmente calcolabile: in base alla data e ora dell'osservazione e alle coordinate celesti della stella si ricava la sua altezza sull'orizzonte, e quindi la massa d'aria.

La prima componente dell'assorbimento atmosferico è fortemente dipendente dalla serata, basti pensare a come varia il numero di stelle visibili in dipendenza dallo stato del cielo. Occorre quindi calcolare i coefficiente di assorbimento sera per sera: questo lo si può fare interpolando i dati della stella di confronto in funzione della massa d'aria: la pendenza della retta interpolante è il coefficiente di assorbimento.

Se la stella di confronto ha tuttavia un alto valore di declinazione, il suo movimento apparente nel cielo è piccolo, e l'interpolazione risulta inaffidabile.

In questo caso tuttavia, la differenza di massa d'aria tra la stella di confronto e la variabile risulta essere trascurabile se le due stelle sono sufficientemente vicine, ed il contributo differenziale della prima componente dell'assorbimento atmosferico risulta vicino allo zero. È questo il caso della stella che abbiamo preso in esame, Sv Cam.

La seconda componente dell'assorbimento atmosferico risulta essere generalmente trascurabile, a meno che la stella di confronto e la variabile non abbiano indice di colore molto diverso: e questa è la situazione per Sv Cam. I coefficienti che descrivono tale componente rimangono però costanti di sera in sera, e possono essere calcolati utilizzando una sessione osservativa appositamente organizzata (ad es. ogni 6 mesi) su stelle standard ben calibrate.

È questo il metodo adottato per effettuare tale correzione.

Il problema è che tali coefficienti forniscono il contributo di assorbimento in funzione della massa d'aria (nota) e dell'indice di colore standard B-V (non ancora noto perché le magnitudini standard non sono ancora note, in quanto non ancora effettuato il passaggio al sistema standard). La determinazione dell'indice di colore standard B-V è stata effettuata tramite l'adozione di un metodo iterativo: si calcola il contributo di assorbimento utilizzando l'indice di colore misurato b-v anziché quello standard B-V: si ottiene poi l'indice standard e si ripete il procedimento usando quest'ultimo anziché quello strumentale (b-v). Si ottiene un nuovo valore standard, e si continua la procedura iterativa fino a convergenza dei valori (che si ottiene in 2-3 iterazioni).

3.5 Magnitudine standard

I valori di magnitudine strumentale extra-atmosferica devono essere infine trasformati per ottenere i valori V e B secondo il sistema standard. Per effettuare questa operazione occorre conoscere i coefficienti di trasformazione che caratterizzano la strumentazione usata rispetto a quella standard; tali coefficienti sono stati in precedenza determinati tramite la procedura di calibrazione.

Note le magnitudini standard, le magnitudini strumentali e la forma delle equazioni di trasformazioni, si risolve ai minimi quadrati un sistema lineare sovradeterminato per ottenere i coefficienti di trasformazioni, ed il loro errore.

L'applicazione di dati coefficienti alle magnitudini strumentali extra - atmosferiche permette di avere le magnitudini standard cercate.

Occorre tuttavia verificare che i coefficienti ottenuti rappresentino un sistema strumentale vicino a quello standard, e che la linearità delle relazioni di trasformazione sia rispettata dalle misure ottenute. In caso contrario è probabile che la strumentazione sia eccessivamente distante da quella standard (curve di sensibilità nei vari filtri molto diverse dalle curve standard), e che non esista una relazione semplice che permetta di trasformare i valori strumentali in valori

standard. In questo caso occorre rivedere la strumentazione adottata, a cominciare dai filtri.

4. RISULTATI E CONCLUSIONI

4.1 *L'evidenza dell'esistenza delle macchie stellari.*

Due recenti studi sulla stella SV – Cam sono stati pubblicati nel corso del 2001 da ALBAYRAK *et al.*, e nel corso del 2002 da LEHMANN, HEMPELMANN & WOLTER. Il primo studio fornisce una analisi della curva di luce ed evidenzia l'esistenza di almeno due macchie sulla fotosfera stellare; il secondo invece consiste in un dettagliato studio spettroscopico che consente di determinare in modo preciso le masse assolute di entrambe le componenti la binaria. I risultati di questi studi sono stati incrociati con i risultati delle osservazioni fatte dall'Osservatorio Monte Zugna e ciò ha consentito di mettere in evidenza la sorprendente corrispondenza tra i risultati degli studi stessi. Tutto ciò è decisamente interessante dato che il confronto tra i punti sperimentali risultato delle osservazioni e i punti ottenuti dallo studio teorico, consente di determinare la disposizione e la durata delle macchie in questione.

L'analisi dei dati dell'Osservatorio «Monte Zugna» mostra che l'indice di colore (B-V) cresce durante l'eclisse primaria e ciò è in pieno accordo con lo studio di ALBAYRAK *et al.*, che evidenzia come durante la fase di minimo principale sia la stella più calda ad essere occultata dalla stella più fredda. La periodicità di circa 100 giorni delle macchie stellari è perfettamente compatibile con la non perfetta periodicità della curva di luce che assume valori diversi a seconda che le macchie si presentino lungo la linea di vista oppure no.

La profondità del minimo principale individuato dalla curva di luce di Rovereto ha consentito di correggere al ribasso il limite superiore dell'inclinazione del piano orbitale rispetto alla linea di vista. Il limite fissato da ALBAYRAK *et al.*, a 89,6 gradi è stato ridotto a 85 gradi. Un'inclinazione maggiore sarebbe compatibile con minimi principali più profondi di quelli osservati. ALBAYRAK *et al.* (2001) hanno verificato che le macchie sulla fotosfera della SV Cam sono più scure del resto della fotosfera stellare e ciò in ragione della loro minore temperatura. Nel caso specifico si è verificato che il rapporto tra le temperature delle macchie e quella fotosfera stellare circostante è pari a 0,65 ($T_{\text{spot}} / T_{\text{fotosf}}$).

Un altro risultato di estremo interesse deducibile dallo studio di ALBAYRAK *et al.* (2001) è dato dal fatto che la visibilità delle macchie durante solo metà dell'eclisse può essere dovuta all'elevata inclinazione del piano orbitale della binaria, ma ciò significa anche che l'influenza delle macchie sulla superficie stellare è limitata ad una piccola porzione della stessa. Si osserva inoltre che la visibilità

delle macchie non è influenzata dall'eclisse secondaria e tutto va come se la macchia fosse localizzata sulla stella primaria, più calda e più massiccia. Supponendo reale un rapporto di 0,65 tra le temperature della macchia e della fotosfera circostante, i calcoli consentono di stabilire che la macchia coprirebbe il 12% della superficie della primaria. Infine un ulteriore risultato di estremo interesse è stato ottenuto dall'analisi O – C (Over a Century) sulla SV Cam proposta da M. Zboril (I.B.V.S. N. 5303 – Konkoly Observatory Budapest – 06.08.2002), in quest'analisi sono stati studiati in dettaglio i valori di magnitudine assunti dal minimo principale della binaria nell'arco di un secolo (dal 1896 al 2002); si è osservato che tali valori mostrano una certa fluttuazione indice della probabile presenza di un terzo corpo che influenza il sistema.

4.2 *Quale Modello per la SV Cam?*

L'analisi incrociata dei dati fotometrici, spettroscopici e astrometrici, dovrebbe consentire di definire in modo non equivoco, un modello del sistema binario «SV – Camelopardalis». Lo studio, da questo punto di vista, è tuttora in corso e appare piuttosto complesso. Quello che noi possiamo ragionevolmente dedurre dall'interpretazione delle curve di luce descritte dalla distribuzione dei nostri dati sperimentali, è che il sistema è costituito da due stelle estremamente vicine (sistema a contatto), fortemente deformate dall'azione del campo gravitazionale dell'una sull'altra e viceversa. La continuità della curva e l'assenza di una chiara zona di «plateau» nella luminosità (magnitudine) del sistema, testimonia la continuità dell'occultazione di una stella sull'altra, e ciò è compatibile con la vicinanza e la deformazione delle due stelle. Le fluttuazioni dei dati sperimentali attorno a quella che potrebbe essere individuata come una curva di luce media del sistema, è sintomo chiaro della presenza di alcune anomalie intrinseche nella luminosità delle singole stelle. Tali anomalie potrebbero essere imputate alla presenza di estese zone di bassa luminosità e temperatura (macchie), presenti su una o addirittura su entrambe le fotosfere stellari. La fotometria ci porta a proporre un modello del sistema «SV-Cam» del tutto compatibile con quello indicato in figura (Fig. 7: Modello preliminare SV-Cam), tuttavia non è possibile dire nulla di definitivo al riguardo dato che le evidenze spettroscopiche e fotometriche potrebbero fornire nuovi scenari del sistema. La curva di luce ottenuta grazie alle osservazioni da terra effettuate con il telescopio dell'Osservatorio Astronomico «Monte Zugna», mostra un dettaglio notevolmente superiore a quella ottenuta dal satellite Hipparcos con le sue osservazioni automatiche; questo risultato ci consente di dire che a tutt'oggi, l'affidabilità di metodiche osservazioni da terra mantiene una validità scientifica rilevante. È ovvio tuttavia che le attuali osservazioni da terra hanno anche lo scopo di definire degli standard cui dovranno soddisfare gli strumenti automatici delle prossime

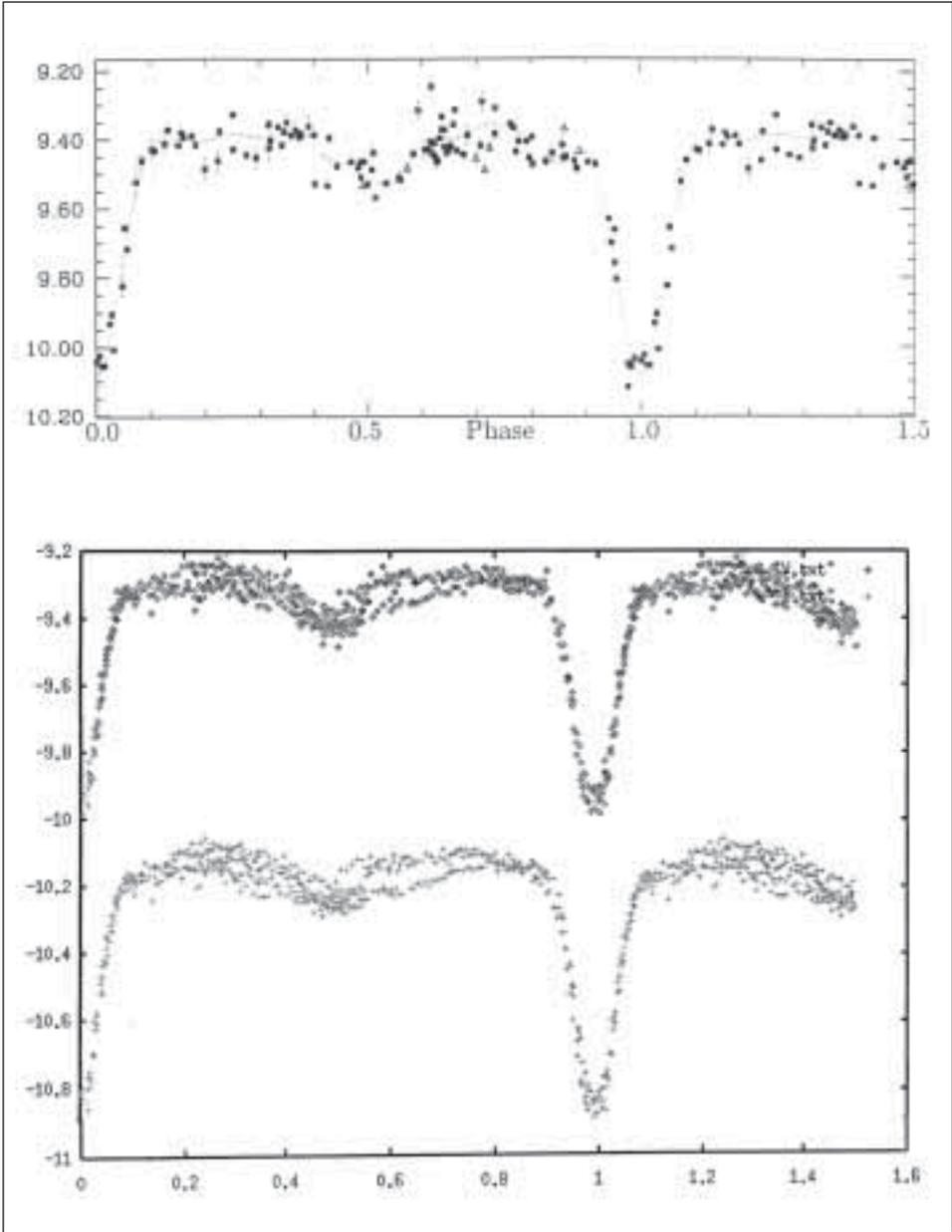


Fig. 7 - Confronto tra la Curva di luce di SV Cam rilevata dal satellite Hipparcos e le Curve di luce della stessa stella, nei filtri V e B, rilevate dall'Osservatorio «Monte Zugna» (Laboratorio di Astronomia – Museo Civico di Rovereto). È evidente la migliore risoluzione delle curve ottenute con dati rilevati da terra sia per quanto riguarda la descrizione dei minimi principale e secondario, sia per quanto riguarda la descrizione delle fasi di ingresso e uscita dai minimi.

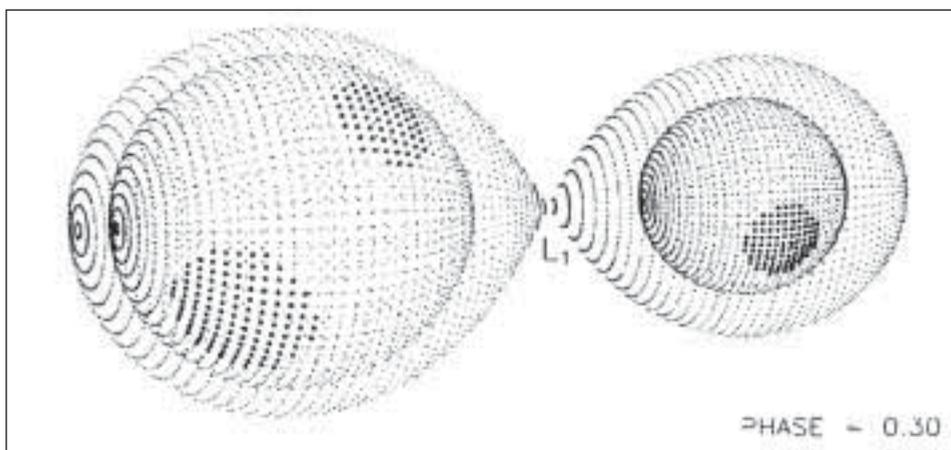


Fig. 8 - Modello, non ancora definitivo, della SV-Cam nella fase 0.30; sono ben visibili i lobi di Roche che racchiudono le componenti della binaria a eclisse; è chiaramente individuabile la deformazione dei dischi stellari; sono ben visibili le ipotetiche macchie che potrebbero rendere conto delle notevoli fluttuazioni di luminosità, particolarmente individuabili all'ingresso e all'uscita dai minimi.

missioni; la futura maggiore affidabilità degli strumenti delle prossime missioni spaziali, consentirà la raccolta di un immenso mole di dati che, opportunamente interpretata, potrà fornire molte risposte ai quesiti sulla nascita, l'evoluzione e la morte delle stelle.

BIBLIOGRAFIA

- KALLRATH J., MILONE E.F., 1999 - *Eclipsing Binary Stars Modeling and Analysis* Springer-Verlag New York.
- HENDEN A.A., KAITCHUCK R.H., 1990 - *Astronomical Photometry*, Willmann-Bell seconda edizione.
- ROSINO L., 1979 - *Lezioni di Astronomia*, CEDAM – Padova.
- TERRELL D., 2001 - *Eclipsing Binary Stars: Past, Present, and Future*, Department of Space Studies-Southwest Research Institute JAAVSO Volume 30.

Indirizzo degli autori:

Andrea Frigo, Franco Giordani, Paolo Piccoli, Marco Rispoli, Attilio Setti, Stefano Tomasoni -
 Laboratorio di Astronomia del Museo Civico di Rovereto, Borgo S. Caterina, 41 -
 I-38068 Rovereto (TN)
