

SOPRA UN METODO DI FOTOMETRIA FOTOGRAFICA STELLARE E LE SUE APPLICAZIONI

Nota di MARIO GIROLAMO FRACASTORO

RIASSUNTO. — Premesso un breve cenno introduttivo di carattere teorico, si espone un metodo di fotometria fotografica intrafocale, particolarmente adatto per i riflettori con specchio newtoniano, dei quali permette di determinare facilmente l'errore di campo. Come collaudo delle sue possibilità di applicazione si dà una curva di luce della variabile VW Cephei.

Se uno strato fotografico è esposto alla luce restando parzialmente coperto da una parete opaca a contatto con esso, si osserva che l'immagine sviluppata non termina bruscamente, ma si estende entro la zona coperta, assumendo un aspetto sfumato, come se l'azione fotografica si fosse propagata entro lo strato. La non definizione che deriva nelle immagini a causa di questo fenomeno si chiama *torbidità* fotografica. Una delle prime ricerche sulla torbidità, eseguita da GOLDBERG ⁽¹⁾ ha mostrato che essa cresce con l'esposizione, variando da un tipo all'altro di emulsione. WILDT ⁽²⁾ più recentemente ha trovato che il diametro di x di un'immagine cresce linearmente col logaritmo dell'esposizione, l'aumento essendo più rapido, e quindi la torbidità maggiore, alle maggiori lunghezze d'onda.

La torbidità viene utilizzata nella fotometria stellare. E' noto che una sorgente puntiforme viene riprodotta sulla lastra come un ammasso di granuli distribuiti con una legge caratteristica attorno al centro dell'immagine della sorgente. Nel caso delle stelle, che costituiscono ottime sorgenti puntiformi, il fenomeno è complicato dall'agitazione dell'immagine dovuta dalla scintillazione e da eventuali errori di guida.

SCHEINER ⁽³⁾ nel 1889 ha dato una formula empirica, nella forma

$$m = a - b \cdot d \quad [1]$$

in cui a e b sono costanti determinabili sperimentalmente, per rappresentare l'andamento del diametro d della stella con la sua grandezza m , e

quindi in definitiva la torbidità con il logaritmo dell'esposizione.

La [1] che presso certi autori ha preso il nome di *legge dei diametri*, è in accordo coi risultati recenti di WILDT e con quanto si può prevedere in base alla legge di BOUGUER sull'assorbimento, che darebbero

$$d = c + \Gamma \log I \quad [1 \text{ bis}]$$

Il campo di applicabilità della [1] è limitato dalle condizioni non perfettamente analoghe a quelle di laboratorio nelle quali si svolge il fenomeno e in particolare dalla scintillazione dell'immagine stellare. Inoltre non sarebbe valida, in senso rigoroso, la legge di BOUGUER nell'interno dell'emulsione. Per questi motivi la [1] ha avuto successivamente delle modificazioni.

Il metodo più rigoroso di fotometria stellare fotografica consiste nel misurare la densità $D = \log 1/T$ ($T =$ trasparenza dello strato) dell'immagine stellare (*). Per maggiore sicurezza, non ostante l'uso di microdensitometri capaci di misurare la densità di aree molto piccole, si cerca di realizzare immagini stellari di diametro finito, possibilmente uguale per tutte le stelle, in modo che il solo parametro variabile sia la densità. Ciò si può ottenere con la *Schraffierkassette* (4) o più semplicemente ponendo la lastra fuori del piano focale. In tal caso è necessario costruire preventivamente la curva caratteristica ($D, \log E$) dell'emulsione adoperata nelle condizioni dell'esperienza.

Lo studio densitometrico delle immagini stellari viene fatto di solito con un microfotometro di tipo Hartmann. Abbiamo però accennato più volte (5) all'inconveniente che si ha in questo apparecchio quando si facciano letture su aree piccole molto annerite: si hanno letture della densità molto più basse del vero a causa della luce spuria che entra nel fascio dopo aver attraversato la lastra nelle regioni adiacenti all'immagine, risultandone un appiattimento della curva che riporta le densità (misurate) in funzione delle grandezze stellari. L'errore diventa sempre maggiore col crescere dello splendore dalla stella. Infatti, supponiamo che T sia la trasparenza dello strato nel centro dell'immagine e τ_r la percentuale di luce spuria che si mescola al fascio luminoso dopo aver attraversato lo strato a distanza r dal centro dell'immagine ($\tau_r \ll 1$). La densità apparente sarà

$$D_{app} = \log \frac{1}{T + \int_{r_0}^{\infty} \tau_r dr} \quad [2]$$

e differirà dalla densità vera $D = \log 1/T$ tanto più, quanto più piccolo è T , cioè quanto più nera è l'immagine. Veramente alla [2] andrebbe

(*) Accenniamo per inciso ad un procedimento *misto* in uso presso alcuni ricercatori. Si misura, con una termocoppia, il flusso che riesce a passare attraverso un diaframma circolare nel centro del quale è l'immagine della stella. Il diaframma ha un diametro di poco superiore al diametro della stella più spendente. La relazione fra le deviazioni del galvanometro annesso alla termocoppia e le grandezze stellari assume un aspetto ben definito sperimentalmente e con questo procedimento si tiene conto sia del diametro dell'immagine che della sua densità alle varie distanze dal centro.

aggiunto un termine correttivo per tener conto che il valore di r_0 , raggio dell'immagine stellare, cresce con l'intensità della stella, a scapito del valore di $\int_{r_0}^{\infty} \tau_r dr$. Tuttavia questa correzione è di piccola entità e si osserva che le densità misurate tendono effettivamente ad un limite, molto più basso del valore D_{∞} che competerebbe allo strato sensibile nelle condizioni normali.

Si può girare la difficoltà usando, per la calibrazione della lastra, immagini sensitometriche delle stesse dimensioni delle immagini stellari, per esempio fotografando stelle di grandezza nota. In tal caso la curva di calibrazione ottenuta è soggetta agli stessi inconvenienti; tuttavia resta il fatto molto dannoso che, data la sua minore pendenza, gli errori nelle letture delle densità ΔD corrispondono ad errori più grossi nelle grandezze stellari Δm , a tutto danno della precisione delle misure. Dato che anche alle basse densità, dove la luce diffusa ha un'influenza molto minore, la curva di calibrazione ha un gradiente $\Delta D / \Delta m$ basso, questa volta per motivi intrinseci, si può concludere che con questo metodo l'impiego della fotografia è poco razionale e redditizio.

Senza entrare in dettagli tecnici, tuttavia è bene chiarire che - a parte l'eventuale luce spuria - le misure della densità fotografica sono tanto meno precise quanto più piccola è l'area misurata, l'errore ΔD essendo inversamente proporzionale ad essa.

*
* *

Una causa di errore che può dare seri inconvenienti, specialmente coi riflettori a montatura newtoniana, è l'errore di campo. Esso proviene principalmente da due fatti: 1° alla formazione dell'immagine di una stella fuori dell'asse non contribuisce tutta l'area dello specchio parabolico; 2° l'immagine, a causa di coma, non è puntiforme e quindi il flusso luminoso che essa raccoglie per unità di area viene diminuito.

Si aveva motivo di ritenere che l'errore di campo, al riflettore dell'osservatorio di Arcetri, fosse notevole e per ovviare a questo inconveniente si mantenevano, nei lavori più recenti, le stesse condizioni di guida in modo che la variabile e le stelle di confronto si trovassero sempre nella stessa posizione nella lastra e quindi nel campo. Una soluzione soddisfacente del problema di determinare questo errore di campo è stata realizzata nel modo seguente.

Se si fotografano, sempre con un riflettore a montatura newtoniana, immagini stellari intrafocali, si hanno delle immagini che rappresentano l'insieme dei diaframmi che dalla stella si frappongono prima di arrivare sulla lastra. Esse hanno l'aspetto della figura 1. La zona p rappresenta l'ombra del tubo, la zona n l'ombra dello specchio newtoniano, e i tratti s le ombre dei sostegni dello specchio stesso. Così l'immagine viene divisa in 4 settori che abbiamo contraddistinto con le sigle NW, NE, SE e SW dato che i sostegni sono sulla direzione del cerchio orario e del parallelo di declinazione che passa per la stella.

Se la montatura degli specchi è corretta, sull'asse il flusso è ugualmente ripartito nei 4 quadranti, i quali — nell'immagine fotografica —

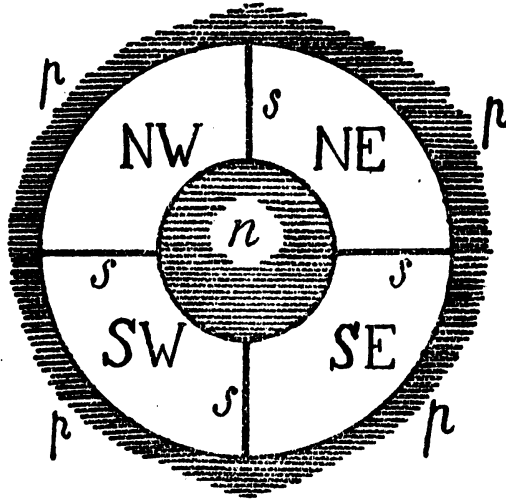


Fig. 1.

vengono ad avere uguali densità. Andando fuori dell'asse l'immagine diventa sempre più incompleta, assumendo aspetti simili a quelli della fig. 2.

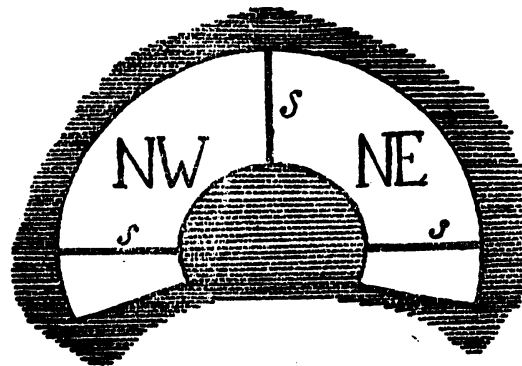


Fig. 2.

E' evidente che un esame di una lastra presa nel modo suddetto basta a mostrarci immediatamente non solo se il fascio è ben centrato, ma anche la percentuale di immagine mancante e quindi l'errore di campo in grandezze stellari, purchè si ammetta che l'illuminamento nelle zone non diaframmate sia costante, come l'esperienza sembra confermare con buona approssimazione.

Una volta dedotta per ogni stella, con facili considerazioni geometriche, la correzione Δm , si può eseguire un lavoro di fotometria stellare per immagini focali, restando costante l'orientamento del fascio.

Notiamo per inciso che dell'errore di campo ci si può giovare per avvicinare le grandezze della variabile e della stella di confronto: se que-

sta è più splendente la si fotografa ai margini del campo, guidando sulla variabile, e viceversa.

Al riflettore di Arcetri il Δm giunge ad oltre una grandezza stellare.

*
**

Delle considerazioni di cui sopra ci siamo valse per la misura della densità di immagini stellari intrafocali, il cui diametro esterno d è dato dalla relazione.

$$d = \Delta f \cdot R \quad [3]$$

dove R è l'apertura relativa del riflettore (nel nostro caso $R = 1:7,5$) e Δf la distanza del piano dell'emulsione dal piano focale dello strumento.

Nel microfotometro di Hartmann di Arcetri il dischetto centrale del prisma di Lummer e Brodhun ha un diametro di 0,2 mm. Si è trovato che le letture di densità si possono fare tranquillamente in ognuno dei 4 settori, almeno fino ad un certo valore delle densità stesse, per $\Delta f \geq 6$ mm.

L'indebolimento dovuto al coma non ha luogo fotografando intrafocalmente. Ad ogni modo, allo scopo di controllare fino a che punto era lecito di trascurare l'eventuale diminuzione di illuminamento nelle zone non diaframmate del dischetto, si sono prese alcune lastre delle Plejadi, e di una riportiamo i risultati:

stella	gr. fot.	spettro	grandezza fotografica osservata					errore
			NW	NE	SE	SW	media	
84	m 5,5	B5	m 5,6	m 5,6	m 5,0	m 5,5	m 5,42	m - 0,08
117	8,2	A2	8,3	8,0	8,1	8,2	8,15	- 0,05
145	8,1	A1	8,0	7,8	7,8	7,9	7,88	- 0,22
149	5,9	B8	5,8	5,8	5,7	5,8	5,78	- 0,12
153	6,7	B9	6,6	6,5	6,4	6,7	6,55	- 0,15
181	7,4	A0	7,4	7,4	7,4	7,5	7,42	+ 0,02
195	8,5	A0	8,7	8,7	+ 0,2
219	7,0	B9	6,9	6,8	6,8	7,0	6,88	- 0,12
228	8,6	A3	8,5	8,5	8,6	8,6	8,55	- 0,05
246	7,5	F7	7,6	7,6	7,5	7,6	7,58	+ 0,08
248	8,4	A2	8,2	...	8,2	8,2	8,20	- 0,20
250	6,3	A0	6,5	...	6,4	6,3	6,40	+ 0,10
252	7,1	A0	7,2	7,3	7,2	7,1	7,20	+ 0,10
256	7,4	A0	7,4	7,4	7,3	7,3	7,35	- 0,05
262	7,9	A0	8,0	8,0	7,8	7,9	7,92	+ 0,02
334	5,3	B8	5,6	5,3	5,45	+ 0,15
344	7,1	A0	7,0	7,1	7,2	7,1	7,10	0,00
382	7,0	F0	7,0	7,0	6,9	6,9	6,95	- 0,05
405	8,2	A2	8,1	8,2	8,3	8,0	8,15	- 0,05
409	7,6	A0	7,4	...	7,6	7,5	7,50	- 0,10
415	6,6	B9	6,4	6,7	6,8	...	6,63	+ 0,03
453	6,0	B8	6,3	...	6,3	6,1	6,23	+ 0,23
467	7,4	A0	7,4	7,5	7,6	7,4	7,48	+ 0,08
472	6,8	B9	6,9	...	7,0	6,8	6,90	+ 0,10

I numeri delle stelle e le loro grandezze fotografiche sono riferiti ai cataloghi di HERTZSPRUNG e di HELLERICH (⁶). La lastra era una Agfa Blau Rapid, posa 9 minuti, $\Delta f = 10$ mm. Le stelle più splendide si sono dovute escludere perchè a densità molto alte la luce spuria anche con tale Δf si fa sentire. A parte ciò gli errori si mantengono sufficientemente piccoli. Si è fatta anche una lastra con $\Delta f = 16$ mm (per le stelle più brillanti) e $\Delta f = 8$ mm (per quelle più deboli) e i risultati si sono dimostrati ottimi in ambedue le pose. Omettiamo per brevità di riportarli; diremo solo che nella prima di esse il tratto rettilineo della curva (D, m) comincia per $m = 6^m, 9$ e per $m = 3^m, 6$ non accenna a finire, essendo la densità corrispondente pari a 2,4. Anche in questa lastra si conferma che l'errore non dipende dalla posizione della stella nel campo.

Un collaudo definitivo di questo metodo non poteva consistere che nello studio di una variabile. Per metterci nelle condizioni peggiori abbiamo scelto *VW Cephei*, una binaria ad eclisse del tipo *W Ursae Majoris*, la cui curva di luce presenta due minimi ben poco profondi ($0^m, 38$ e $0^m, 34$). Data la brevità del periodo ($0^d, 278 \dots$ cioè circa $6^h 40^m$), non si potevano fare pose più lunghe di 15^m . Di conseguenza le immagini, specialmente per la stella di confronto adottata, $f = BD + 74^\circ 887$, $m_{tot} = 8^m, 93$ spettro A2), risultano un po' sottoesposte e quindi la curva di calibrazione viene adoperata soltanto nel piede, con un errore in m più grande che se si fosse usata la parte rettilinea.

La stella è stata osservata in culminazione inferiore, ad un'altezza sull'orizzonte di circa 30° .

Si sono fatte tante pose fino a coprire tutta la curva di luce. I punti della fig. 3 rappresentano una sola osservazione e quindi danno un'idea dell'errore implicito in ogni posa.

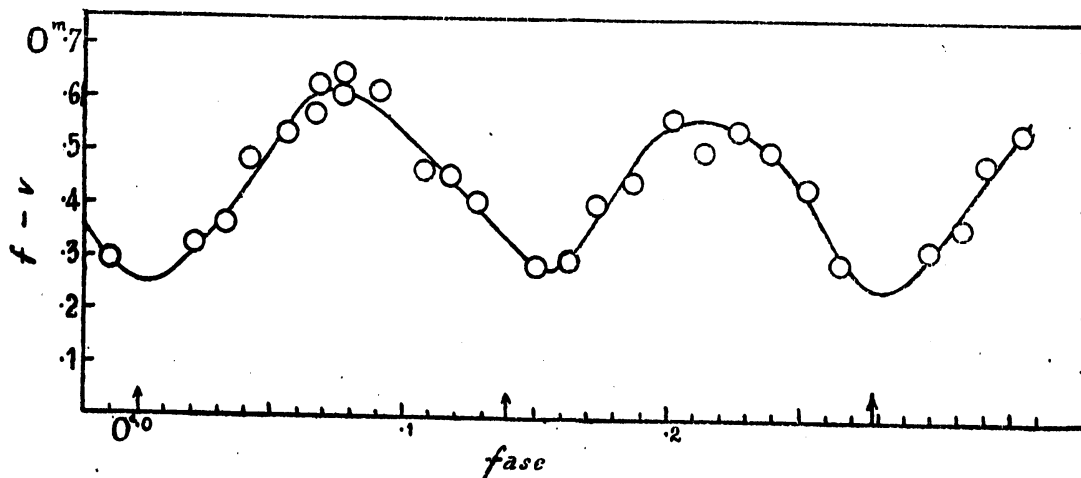


Fig. 3.

La grandezza della stella f risulta, in confronto con le Plejadi, pari a $9^m, 01$, cioè un po' più debole di quella di cui sopra che si deve a SCHILT (⁷). La differenza probabilmente è imputabile ad assorbimento at-

mosferico (altezza delle Plejadi molto maggiore di quella della variabile). Nella Tabella sono date le differenze di grandezza $f - v$, lastra per lastra.

TABELLA

lastra	fase	$f - v$	lastra	fase	$f - v$	lastra	fase	$f = v$
VW 1	d	^m + 0,62	VW 2	d	^m + 0,46	VW 3	d	^m + 0,28
	0,068	,64		0,108	,45		0,151	,29
	,078	,61		,118	,40		,163	,40
VW 4	0,202	0,56	VW 5	0,253	0,43	VW 6	0,021	0,32
	,214	,50		,265	,29		,033	,36
	,227	,54			,042	,48		
	,239	,50						
VW 7	0,056	0,53						
	,067	,57						
	,077	,60						

Concludendo, il metodo ci sembra raccomandabile per fotometria fotografica precisa, specialmente applicato ad un riflettore con specchio newtoniano.

Osservatorio astrofisico di Arcetri
Marzo 1946.

BIBLIOGRAFIA

- (1) GOLDBERG - Phot Journ. **36**, 300 - 1912.
- (2) WILDT - Zeit. f. wiss. Phot. **25**, 153 - 1928.
- (3) SCHEINER - Die Photographie der Gestirne. Leipzig 1897.
- (4) MEYERMANN e SCHWARZSCHILD - A N **170**, 277 - 1906; **174**, 137 - 1907.
- (5) FRACASTORO - Mem. S. A. I. **16**, 109 - 1943.
- (6) HELLERICH - A N **262**, 49 - 1937.
- (7) SCHILT - Ap J **64**, 221 - 1926.