

# Calibrazioni e misure di fotometria e spettroscopia

Mattia Ragaglia<sup>1</sup> and Alessandro Serafini<sup>2</sup>

Dipartimento di Fisica, Sapienza Università di Roma, Piazzale Aldo Moro, 5, 00185, Roma, Italia  
e-mail: serafini.1916973@studenti.uniroma1.it  
e-mail: ragaglia.1920104@studenti.uniroma1.it

January 25, 2022

## ABSTRACT

**Aims.** Calibrazione fotometrica e spettroscopica del telescopio al T.A.Co.R. Valutazioni del rumore e osservazione astronomica.

**Methods.** Calibrazione attraverso stelle con magnitudine nota; analisi rumori di bias, dark, flat. Filtri ottici B, V, R, IR per imaging RGB e analisi spettrale attraverso GRISM.

**Results.** Il bias frame risulta poco dipendente dalla temperatura della CCD, al contrario del dark frame, che inoltre cresce linearmente con il tempo di esposizione. Il flat frame è simile per i filtri B, V, R e IR, mentre per il grism è fortemente influenzato dalla diffrazione. Tramite le calibrazioni fotometrica e spettroscopica si sono analizzate le acquisizioni per Algol, Bellatrix, Capella e M42.

## 1. Introduzione

### 1.1. Apparato sperimentale

- Telescopio T.A.Co.R
- CCD Apogee U2
- Filtri B, V, R, e IR
- GRISM
- Sistema di acquisizione su PC
- MAESTRO per controllare il telescopio
- MaxIm DL e Python per analisi dati

### 1.2. centering Specifiche tecniche delle componenti

T.A.CO.R:

- Schmidt-Cassegrain con 235mm di primario, modello Celestron C9.25, con  $f=10$
- Montatura equatoriale Bellinconi con puntatore polare
- Motorizzazione tramite sistema Astrometric Skywalker
- Cercatore elettronico con obiettivo  $f/2.0$  da 50 mm

CCD Apogee U2:

- Corrente di buio: 0.1 e-/pixel/sec (@  $T=-25^\circ$ )
- Rumore di lettura: 15 e-/pixel (@ 1MHz)
- Capacità di un pixel: 100.000 elettroni

questa viene raffreddata tramite una cella di Peltier, con una stabilità di  $\pm 0.1K$  per diminuire i valori di corrente di buio.

Data la focale del telescopio è possibile trovare il piano focale:

$$\alpha = 2 \cdot \arctan\left(\frac{13.824}{2350}\right) \approx 20'$$

$$\beta = 2 \cdot \arctan\left(\frac{9.216}{2350}\right) \approx 13.5'$$

### 1.3. centering Grism

Il tacor ha in dotazione un grism blazed al primo ordine:

- 207 fenditure/mm
- angolo di uscita di  $7^\circ$  per il rosso

## 2. Rumore di bias, dark e flat

Una CCD salva i dati in conteggi su di una mappa bidimensionale. L'immagine deve, quindi, essere processata attraverso delle procedure di calibrazione che possano eliminare o, perlomeno, minimizzare il rumore dovuto al rivelatore, alla corrente di buio, alla lettura e all'ambiente.

### 2.1. Analisi del rumore di bias

Il bias è un rumore causato dall'apparato di lettura del rivelatore e legato a un segnale originato dalla tensione di *bias*. Questo segnale dipende dall'elettronica del sistema e dunque dalla temperatura. Per analizzarlo si effettua un'osservazione di 0s con l'obiettivo della camera CCD coperto. L'immagine ottenuta non è priva di conteggi e sarà quindi sottratta a tutte le prese dati fatte in seguito.

*oggetto* –  $\langle bias \rangle$

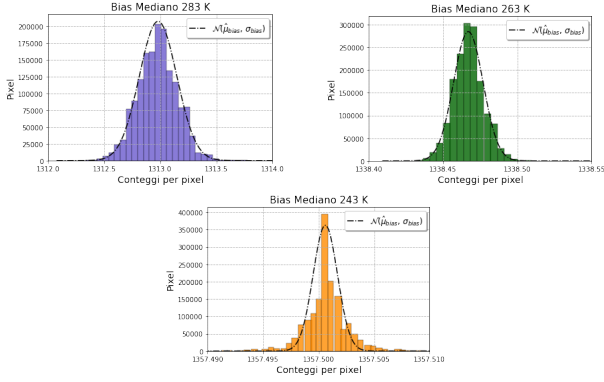
Dato il suo andamento gaussiano e per pesarne il meno possibile le code, vengono effettuate molteplici misurazioni (11) per tre temperature diverse ( $10^\circ C$ ,  $-10^\circ C$ ,  $-30^\circ C$ ), per poi estrapolarne la mediana.

### 2.2. Analisi del rumore di Dark

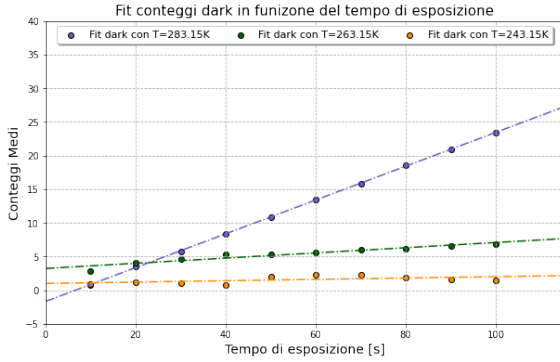
Il rumore di dark è dovuto alla corrente di buio causata dalla CCD, dipendente dal tempo di esposizione e fortemente dalla temperatura. Per stimare questo segnale si effettuano varie misurazioni con otturatore chiuso, a diverse temperature e per diversi tempi di esposizione. Ovviamente anche questo segnale contiene il bias che va sottratto. Il segnale astronomico raccolto in seguito dovrà quindi essere corretto come segue:

*(oggetto* –  $\langle bias \rangle$ ) – ( $\langle dark \rangle_t$  –  $\langle bias \rangle$ )

dove  $t$  indica il tempo di esposizione della osservazione. Poichè risulta impossibile ottenere un'immagine di dark per ogni tempo di esposizione utile, viene stimato l'andamento lineare tramite fit usando dati relativi a 10 tempi di esposizione diversi. Si ottengono i seguenti coefficienti angolari per le rette di fit:



**Fig. 1. Istogrammi Bias a diverse temperature:** vengono graficati il numero dei pixel in funzione del numero di conteggi rilevati. Si noti come all'aumentare della temperature la gaussiana presenta una dispersione sempre maggiore



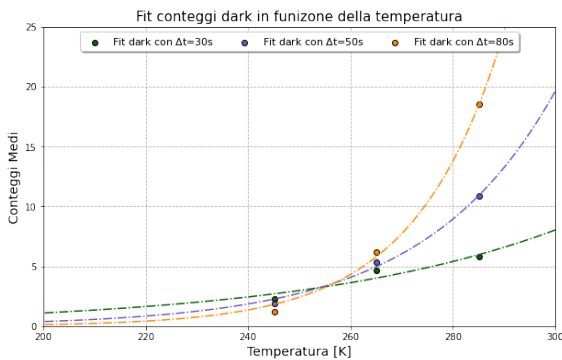
**Fig. 2. Dark per diverse temperature:** si noti come l'aumento in funzione del tempo di esposizione è fortemente caratterizzato dalla temperatura e che per tempi di esposizione piccoli, il dark risulta trascurabile rispetto al bias

$$m_{10} = (2.51 \pm 0.04) \cdot 10^{-1} \frac{ADU}{s}$$

$$m_{-10} = (0.39 \pm 0.03) \cdot 10^{-1} \frac{ADU}{s}$$

$$m_{-30} = (0.10 \pm 0.05) \cdot 10^{-1} \frac{ADU}{s}$$

Viene anche stimato qualitativamente l'andamento del dark in funzione della temperatura, supponendolo esponenziale: per temperature sempre minori i conteggi tendono ad essere nulli e conteggi negativi sono ovviamente privi di significato



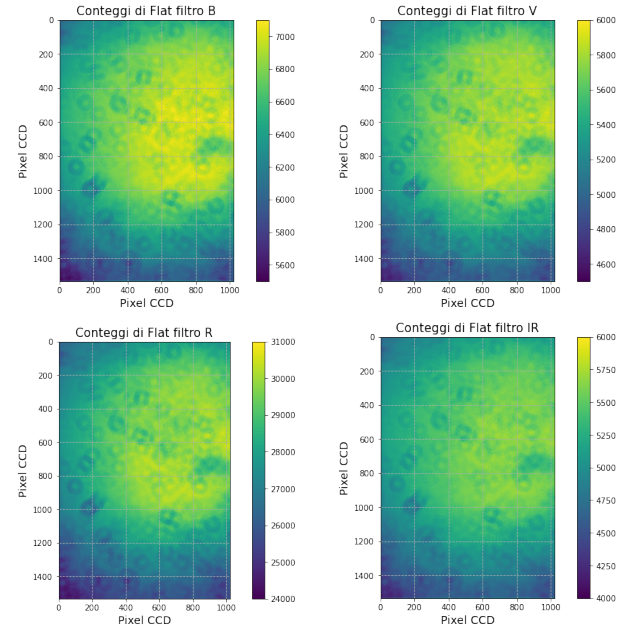
**Fig. 3. Dark in funzione della temperatura:** per i fit sono stati rapportati gli stessi tempi di esposizione a temperature diverse

## 2.3. Analisi del Flat

I pixel della CCD non hanno tutti la stessa sensibilità o lo stesso guadagno, ne segue una disuniformità che può danneggiare le misurazioni. Per ovviare a questo problema si effettuano immagini di flat con i vari filtri a disposizione: viene raccolto un segnale di cui è nota l'uniformità, nel nostro caso la porzione del cielo opposta al sole mentre tramonta, e viene sottratto a questo il bias. Data la natura del flat, la modifica all'immagine astronomica sarà di tipo moltiplicativo:

$$\frac{\text{oggetto} - \langle \text{bias} \rangle}{\text{flat} - \langle \text{bias} \rangle}$$

Le immagini raccolte per i vari filtri, mediate e corrette dal bias, sono riportate di seguito:



**Fig. 4. Immagini di flat per filtri ottici**

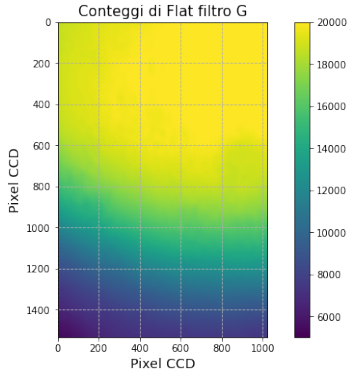
Si può notare come per i filtri ottici ci sia una sensibilità maggiore nelle zone centrali e la formazione di disturbi dovuti alla povere accumulatasi sulla lente. Per il filtro del grism invece si evidenzia una maggiore quantità di conteggi nella parte alta della camera rispetto alla zona inferiore: oggetti che si trovano nella parte inferiore avranno massimi di ordini superiori nella parte superiore della camera causando una sovrapposizione con i massimi di ordine zero degli oggetti che si trovano nella parte superiore della porzione di cielo studiata.

## 3. Calibrazione Fotometrica

Una volta corrette le immagini dai rumori precedentemente analizzati, si può effettuare la calibrazione fotometrica. Una corretta calibrazione fotometrica ci permette di passare dalle unità arbitrarie della CCD alle unità di misura di flusso, brillantezza e magnitudine. Considerando stelle con magnitudine nota e la seguente relazione

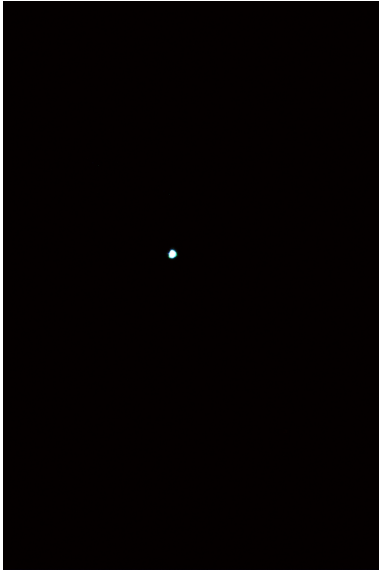
$$m = -2.5 \cdot \log_{10}(F) + C \quad (1)$$

si determinano le costanti di calibrazione C per ogni banda osservata. Per una prima calibrazione viene considerata la stella tripla Algol le cui magnitudine sono note:



**Fig. 5.** Immagine di flat per il grism

Banda	m
B	2.07
V	2.12
IR	2.11
R	2.08



**Fig. 6.** Immagine di Algol in RGB: è un sistema di stelle triplo, osserviamo perlopiù la luce di colore blu, proveniente dalle stelle più calde del sistema che sono di classe A e B.

Poiché la costante  $C$  dipende da vari fattori legati alla porzione di cielo considerata, come il valore del seeing o la massa d'aria dell'atmosfera, questa può essere usata con certezza solo per la presa dati dalla quale viene stimata.

Tramite il software Maxim DL è possibile ricavare il numero di conteggi in una certa area della CCD; diviso per il tempo di esposizione si ottiene quindi una quantità proporzionale al flusso con cui ricavare  $C$ :

Banda	Flusso [ADU/s]	$C$
B	$1179 \pm 35$	$9.75 \pm 0.07$
V	$1578 \pm 40$	$10.12 \pm 0.06$
IR	$943 \pm 23$	$9.55 \pm 0.06$
R	$440 \pm 0.2$	$8.69 \pm 0.08$

## 4. Calibrazione Spettroscopica

Per la calibrazione spettroscopica è necessaria una relazione bi-univoca tra posizione relativa dei pixel e lunghezza d'onda. Per stimare al meglio tale relazione si considera una stella di tipo A o B in cui è evidente la serie di Balmer dell'idrogeno H.

	$H - \alpha$	$H - \beta$	$H - \gamma$	$H - \delta$	$H - \epsilon$
$\lambda[\text{\AA}]$	6563	4861	4341	4102	3970

**Table 1.** Righe di Balmer dell'idrogeno

Una volta acquisito lo spettro della stella bisogna assicurarsi che la relazione tra posizione del pixel  $x$  e  $\lambda$  sia lineare, ovvero sia verificata la seguente relazione:

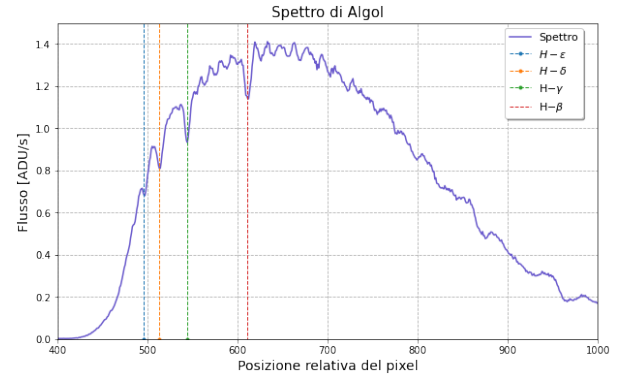
$$\lambda = m \cdot x + q \quad (2)$$

Una volta trovati i valori di  $m$  e  $q$  con l'analisi di una stella, li si può utilizzare per analizzare gli spettri di tutti gli altri oggetti studiati.

Per effettuare un fit lineare di questo tipo, ci si assicura che nella presa dati con il grism sia presente anche il massimo di ordine 0, la cui posizione corrisponderà alla ascissa nulla nella relazione precedente

Una volta trovate le coordinate dei pixel in prossimità dei quali sono presenti le righe si esegue il fit lineare, con il quale si ottengono i seguenti valori di calibrazione:

$$m = (7.975 \pm 0.002) \frac{\text{\AA}}{\text{pixel}} \quad c = (2.5 \pm 0.9) \text{\AA}$$



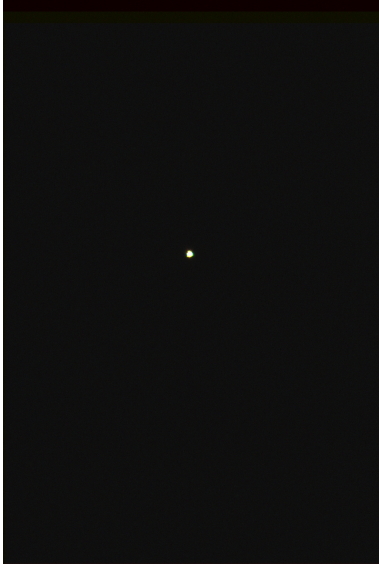
## 5. Osservazioni fotometriche e spettroscopiche

Svolte tutte le analisi preliminari si può procedere con lo studio di alcuni oggetti astronomici dal punto di vista fotometrico e spettroscopico. Dopo aver corretto le immagini da bias, dark e flat, e tramite le due calibrazioni fisiche precedentemente esposte, vengono stimate le magnitudini e le righe di emissione di Capella, Bellatrix, M42 e alcune delle stelle presenti nel suo stesso campo di osservazione.

### 5.1. Capella

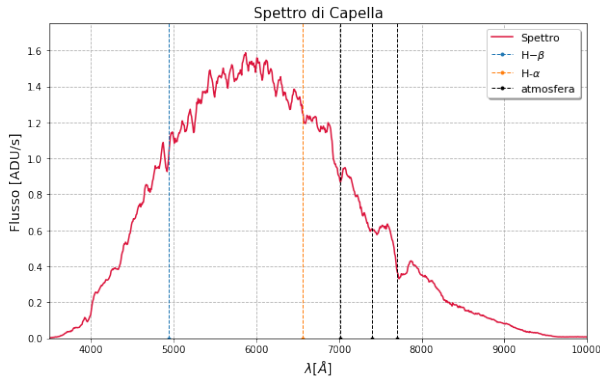
Tramite la calibrazione fatta su Algol si può effettuare una stima delle magnitudini in banda della stella multipla Capella, composta da una binaria di giganti gialle e una di nane rosse, ottenendo i seguenti risultati:

Banda	Flusso [ADU/s]	m
B	$3643 \pm 60$	$0.85 \pm 0.08$
V	$5935 \pm 55$	$0.69 \pm 0.06$
IR	$9861 \pm 83$	$-0.43 \pm 0.06$
R	$11120 \pm 76$	$-1.43 \pm 0.07$



**Fig. 7. Immagine di Capella in RGB:** è una stella di classe spettrale G, lo si può notare dall'analisi spettroscopica e il suo colore giallo.

La stella viene anche analizzata spettrometricamente: grazie alla precedente calibrazione e seguendo il modo già presentato, si riconoscono le righe dell'idrogeno e le righe a più alte lunghezze d'onda dovute all'assorbimento dell'atmosfera. Si noti però come lo spettro non si accosta molto a quello di spettro nero ideale, probabilmente a causa delle nane rosse che compongono questa stella multipla che danno luogo a numerose linee poco profonde si origine molecolare.

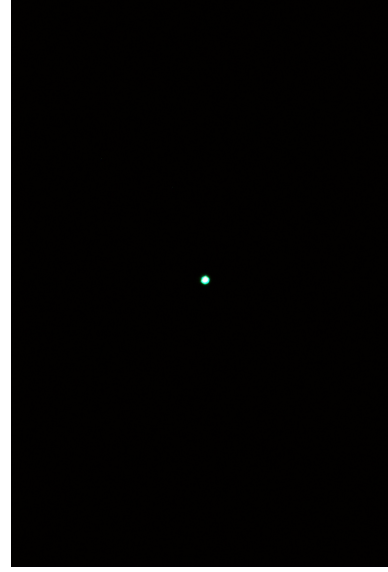


### 5.2. Bellatrix

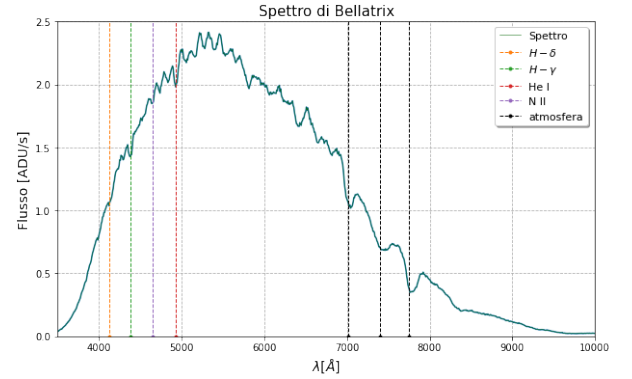
Con procedimenti analoghi a quelli fatti per Capella si studia la natura della stella Bellatrix le cui magnitudini vengono di seguito riportate

Nello spettro della stella, invece, si possono riconoscere diverse righe tra cui quelle dell'elio neutro, dell'idrogeno e di alcuni metalli come evidenziato in figura

Banda	Flusso [ADU/s]	m
B	$897 \pm 41$	$2.37 \pm 0.07$
V	$1794 \pm 45$	$1.99 \pm 0.08$
IR	$987 \pm 33$	$2.06 \pm 0.09$
R	$286 \pm 20$	$2.54 \pm 0.09$



**Fig. 8. Immagine di Bellatrix in RGB:** la stella appartiene la classe spettrale B2, evidente anche dal suo colore blu nell'immagine.

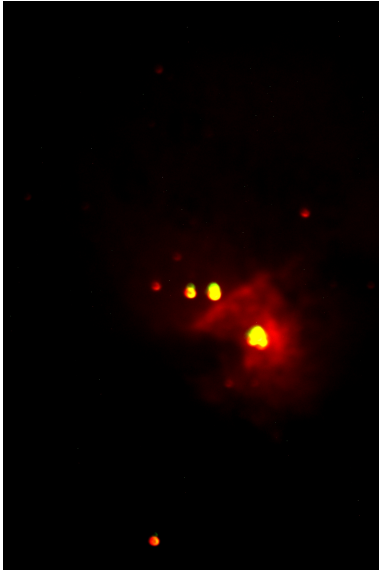


### 5.3. M42

Per uno studio più preciso dei corpi di interesse all'interno della Nebulosa di Orione, viene effettuata un'altra calibrazione fotometrica sulla stella tripla tet02 Ori A di magnitudini note

Banda	$m_{note}$	C
B	6.30	$8.71 \pm 0.02$
V	6.39	$10.64 \pm 0.01$
IR	6.35	$9.41 \pm 0.02$
R	6.30	$9.00 \pm 0.03$

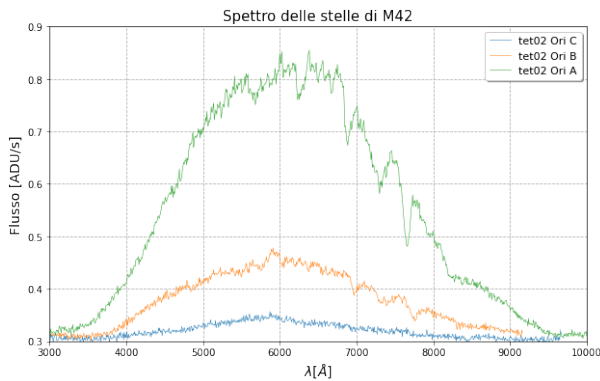
Usando queste costanti di calibrazione, che quindi tengono conto dei vari fattori legati a questa porzione di cielo, si ottengono le magnitudini in banda della giovane stella tet02 Ori B, della stella variabile tet02 Ori C e del sistema stellare triplo Nu Orionis (HD 37061), mentre vengono escluse da questo studio il sistema più famoso di Orione, tet01, in quanto impossibile distinguere le componenti



**Fig. 9.** Immagine di M42 in RGB: Da notare il predominante colore rosso caratteristico della Nebulosa.

Banda	$m_{OriB}$	$m_{OriC}$	$m_{Nu}$
B	$7.64 \pm 0.04$	$9.64 \pm 0.03$	$8.30 \pm 0.03$
V	$7.81 \pm 0.02$	$11.87 \pm 0.05$	$8.12 \pm 0.01$
IR	$7.82 \pm 0.03$	$9.64 \pm 0.02$	$7.57 \pm 0.02$
R	$7.61 \pm 0.03$	$9.43 \pm 0.02$	$7.68 \pm 0.03$

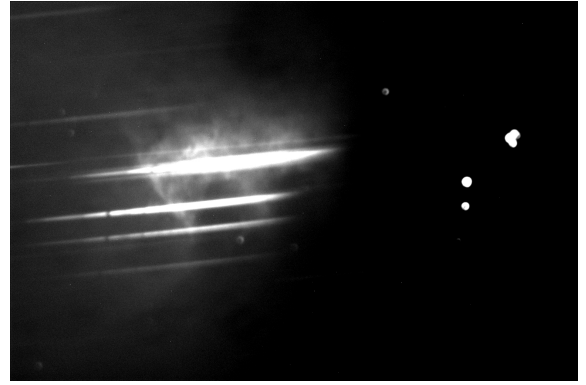
Lo spettro nella nebulosa e delle sue componenti evidenzia l'andamento di corpo nero delle stelle con deviazioni dal comportamento ideale dovute non solo alle classiche righe della fotosfera ma anche all'assorbimento della polvere presente nella nebulosa



## 6. Conclusioni

Sono stati acquisiti frame di bias, dark e flat, ed è stata verificata la dipendenza dalla temperatura della CCD e dal tempo di esposizione:

- Il rumore di bias è poco dipendente dalla temperatura.
- Per il dark si è osservata una dipendenza lineare rispetto al tempo di esposizione e una dipendenza esponenziale dalla temperatura.
- Dalle misure di flat, si è invece verificata la disomogeneità della sensibilità dei pixel della CCD



**Fig. 10.** Immagine del GRISM di M42: Si sottolinea lo sdoppiamento della nebulosa, causato dall'emissione a due lunghezze d'onda differenti.

Bias, dark e flat sono dunque stati sottratti dalle immagini fotometriche successivamente acquisite utilizzando le formule riportate. Dalla calibrazione fotometrica effettuata su stelle note, sono state ricavate le costanti necessarie al calcolo delle magnitudini degli altri corpi osservati. La calibrazione spettroscopica, tramite Algol, ha permesso di ricavare le lunghezze d'onda delle righe di tutti gli oggetti studiati. Algol risulta di classe A, Bellatrix di classe B, Capella di classe G e le stelle analizzate di M42 risultano di classi spettrali O e B.

*Acknowledgements.* This work is supported by the Physics department of Sapienza, University of Rome