

Fotometria dell'ammasso globulare NGC 2419 con stima della distanza

G. Sperotto⁽¹⁾, F. Sperotto⁽¹⁾, V. Pezzin⁽¹⁾, A. Cordella⁽²⁾

⁽¹⁾ Liceo Scientifico "Galilei", Belluno

⁽²⁾ ITI "Follador", Agordo (Belluno)

I. INTRODUZIONE

Gli ammassi globulari sono densi raggruppamenti sferoidali di stelle che orbitano attorno ad una galassia, contenenti ciascuno centinaia di migliaia (o addirittura milioni) di stelle. Le orbite degli ammassi globulari occupano in genere un volume sferico o ellittico, anche nel caso delle galassie a spirale, le cui stelle sono confinate in un disco detto alone galattico, orbitando attorno ai centri di queste a distanze fino a 300.000 anni luce. Le stelle all'interno dell'ammasso sono strettamente "impacchettate" dal loro stesso campo gravitazionale, che conferisce al gruppo la sua forma sferica, e lo rende estremamente denso (relativamente parlando) nelle regioni centrali, arrivando fino a 1.000 stelle al parsec cubo. Gli ammassi globulari sono piuttosto numerosi: se ne conoscono attualmente circa 150 attorno alla Via Lattea (con forse altri 30-50 da scoprire), e galassie più grandi possono averne in numero maggiore (Andromeda potrebbe averne 500). Alcune galassie ellittiche giganti (come M87) ne contano fino a 15.000. Gli ammassi globulari sono in genere composti da stelle vecchie, come il *bulge* di una galassia spirale, appartenenti per lo più alla popolazione II, molte delle quali si sono evolute in giganti rosse, anche se si conoscono però alcuni ammassi globulari blu (colore indicante stelle calde e molto giovani), con un'età di formazione relativamente recente. Non è ben chiaro se gli ammassi globulari possano formarsi normalmente nelle fasi avanzate della vita di una galassia, ma sembra probabile che la loro formazione sia innescata da eventi catastrofici come gli scontri tra galassie. Con alcune, notevoli eccezioni, ogni ammasso globulare ha un'età ben definita. Cioè, tutte le stelle di un ammasso si sono formate praticamente allo stesso tempo. Il riconoscimento di questo fatto, dovuto allo studio dei diagrammi H-R degli ammassi globulari, dette il via allo studio dell'evoluzione stellare. Fu grazie allo studio degli ammassi globulari che si riuscì a determinare la posizione del Sole nella Via Lattea. Fino al 1930, si pensava che il Sole si trovasse nel mezzo della galassia, perché la distribuzione delle stelle osservabili appare uniforme, ma si trovò che la distribuzione degli

ammassi globulari era fortemente asimmetrica, formando una sfera con un centro posto a circa 30.000 anni luce dal Sole. Divenne chiaro che la galassia osservabile era solo una piccola parte di quella vera, la quale è oscurata da gas e polveri. È inoltre quasi sicuro che numerosi ammassi globulari si trovino, inosservati, dalla parte opposta del disco, la cui linea di vista è oscurata. Alcuni ammassi globulari (come Omega Centauri e 47 Tucanae nella nostra galassia, e G1 in M31) sono ammassi veramente grandi, con una massa milioni di volte maggiore in rapporto a quella del nostro Sole. Ammassi globulari del genere potrebbero essere i nuclei di galassie che una volta orbitavano attorno ad una galassia maggiore, ma che col tempo furono completamente inglobate e spogliate delle loro stelle, eccetto per il loro denso nucleo. La maggior parte degli ammassi globulari sono però molto più piccoli e contano circa un centinaio di migliaia di stelle. L'alta densità stellare degli ammassi globulari fa sì che le interazioni tra stelle e le collisioni mancate siano all'ordine del giorno. Il loro centro è una regione favorita per la formazione di stelle doppie e di strani oggetti, come le stelle vagabonde blu (ritenute il risultato della fusione di due stelle), pulsar veloci con periodi di millisecondi e stelle binarie a raggi X di piccola massa, tutti fenomeni risultanti dall'interazione tra più stelle.

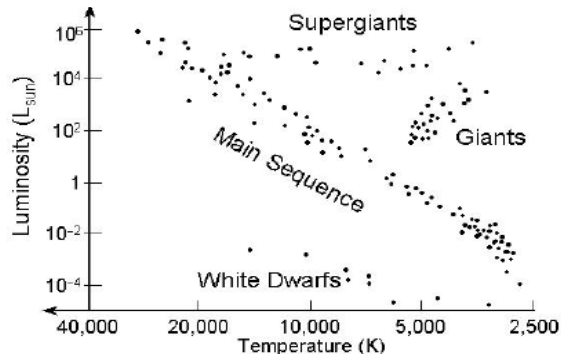
II. IL DIAGRAMMA DI HERTZSPRUNG-RUSSELL

La luminosità degli astri dipende dal loro raggio e dalla temperatura efficace, secondo la legge di Stefan: $L=4\pi r^2\sigma T^4$. Ne consegue che, a parità di raggio, una stella più luminosa è anche più calda e, a parità di temperatura, stelle con dimensioni maggiori sono più luminose.

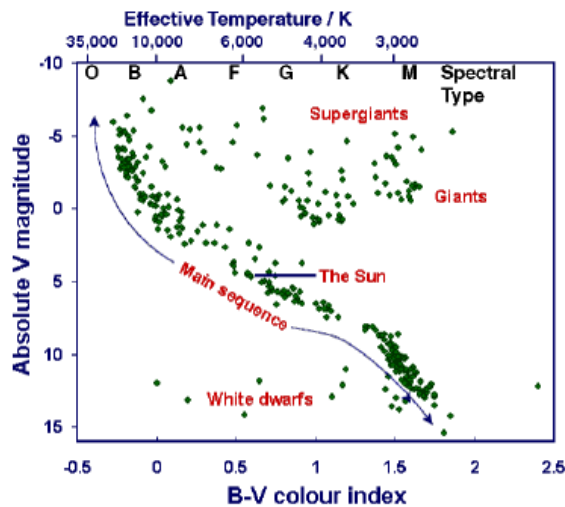
Anche il colore di una stella (la lunghezza d'onda alla quale avviene la massima emissione) dipende dalla sua temperatura superficiale: $\lambda T = \text{costante} = 0,29 \text{ cm K}$ (legge di Wien). La luce emessa da stelle a temperatura elevata ha, quindi, una breve lunghezza d'onda λ pertanto un colore vicino al blu; al contrario, se la

temperatura è bassa, la lunghezza d'onda è maggiore ed il colore più vicino al rosso.

Il diagramma Hertzsprung-Russell (dal nome dei due astronomi, Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell, che verso il 1910 lo idearono indipendentemente) mette in relazione la temperatura efficace (riportata in ascissa) e la luminosità (riportata in ordinata) per un gran numero di stelle.



Ad esso corrisponde un diagramma analogo, detto diagramma colore-magnitudine, la cui ascissa ed ordinata sono rispettivamente il colore e la magnitudine assoluta, entrambe in scala lineare.



Il diagramma H-R ed il diagramma Colore-Magnitudine vengono utilizzati per comprendere l'evoluzione e le caratteristiche fisiche delle singole stelle e degli agglomerati stellari: ammassi aperti, ammassi globulari e galassie. Grazie al diagramma H-R è possibile: confrontare le predizioni teoriche dei modelli di evoluzione stellare con le osservazioni per verificare l'accuratezza delle prime; determinare l'età, la composizione chimica e la distanza di una popolazione stellare; derivare la storia della formazione stellare di un agglomerato di stelle.

A seconda sia delle caratteristiche (come la massa e la composizione chimica) che della fase evolutiva, le stelle tendono ad occupare zone ben precise del diagramma H-R. Le principali di esse, presenti anche nelle figure precedenti, sono la sequenza principale, il braccio delle giganti rosse, la zona delle supergiganti, e delle nane bianche.

La sequenza principale è la regione del diagramma in cui risiede la maggior parte delle stelle. Il motivo per cui le stelle tendono ad occupare la sequenza principale è che essa indica la fase evolutiva in cui sono più stabili e nella quale passano la maggior parte della loro vita.

Esiste una relazione matematica tra la luminosità di una stella che appartiene a questa sequenza e la sua massa: $L=m^{3,5}$. La luminosità di una stella è quindi proporzionale alla sua massa. Al centro della sequenza si trova il Sole, stella di media grandezza. Ai suoi estremi si trovano: in basso a destra, stelle fredde (che emettono quindi luce rossastra) e poco luminose (quindi di piccole dimensioni) chiamate nane rosse; in alto a sinistra si trovano le stelle molto luminose (e grandi) e molto calde (blu), definite giganti blu.

Le stelle che non appartengono alla sequenza principale tendono a raggrupparsi in due zone. La regione in alto a destra del diagramma H-R è occupata da stelle che vengono dette giganti o supergiganti rosse, a seconda delle loro dimensioni. Esse sono stelle caratterizzate da una temperatura molto bassa ma che, nonostante ciò, sono molto luminose. Il motivo per cui si verifica questa condizione è spiegabile ricordando la legge di Stefan, che lega la luminosità delle stelle non solo alla temperatura, ma anche al raggio: le giganti e le supergiganti rosse sono stelle fredde, ma con raggi molto elevati e quindi molto brillanti.

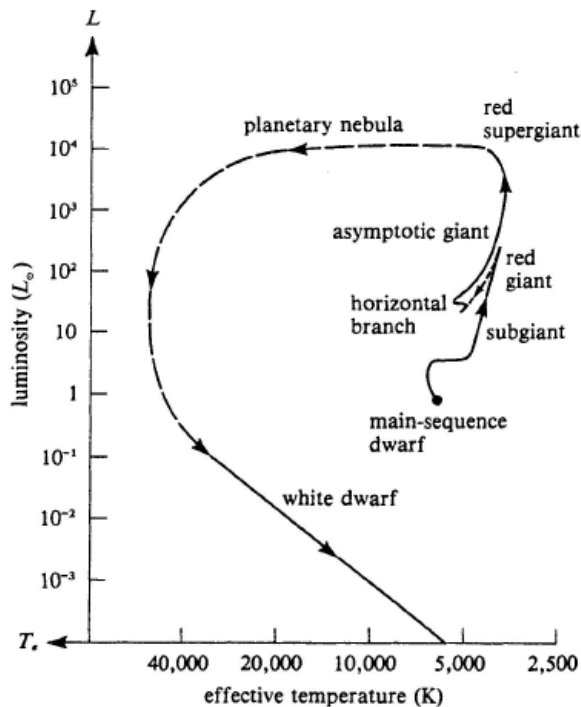
Al di sotto della sequenza principale vi è una zona in cui si trovano stelle, dette nane bianche, caratterizzate da temperature elevate ma scarsa luminosità e molto piccole. Queste stelle rappresentano la fase evolutiva finale di una stella come il Sole.

Il diagramma HR è in grado di evidenziare anche la presenza del gruppo delle variabili, ovvero stelle la cui luminosità varia fino ad un centinaio di volte la luminosità normale; in genere tale fenomeno è periodico, con periodo che va da poche ore a circa un anno.

Inoltre in un diagramma ci sono stelle che popolano una regione detta ramo orizzontale, ovvero una striscia orizzontale corrispondente a magnitudine assoluta circa 0,5. Queste sono stelle di piccola massa, che bruciano elio nel nucleo. Si tratta di una fase successiva della sequenza principale. Se invece di considerare un gran numero di stelle ci limitiamo a considerare stelle appartenenti ad un solo ammasso, il diagramma che si ottiene è molto diverso. In effetti i diagrammi HR di ammassi di stelle ci forniscono importanti informazioni per lo studio dell'evoluzione stellare; poiché le stelle di tali ammassi sono pressoché tutte alla stessa distanza, le loro luminosità relative possono essere misurate con grande precisione. Inoltre esse si sono formate approssimativamente tutte nello stesso momento, cioè hanno tutte la stessa età.

Si trovano così per diversi ammassi diversi diagrammi H-R, ordinati in funzione del turning point, ovvero la regione del diagramma H-R dove le stelle si discostano dalla sequenza principale. Questo ordinamento risulta al tempo stesso un ordinamento temporale degli ammassi, in quanto più le stelle sono vecchie più esse si discostano dalla sequenza principale, nella quale si trovano invece le stelle giovani.

I casi estremi sono caratterizzati dalla presenza di numerose giganti blu (cioè calde) o di giganti rosse. I primi sono detti di popolazione I, mentre i secondi si dicono ammassi di popolazione II.



III. L'AMMASSO NGC 2419



The Intergalactic Wanderer, il Vagabondo Intergalattico, come lo chiamano gli Anglosassoni, è un ammasso globulare enormemente distante dalla nostra Via Lattea: malgrado la sua enorme distanza, però, l'ammasso, di magnitudine 10,4 e con un diametro di circa 4', è visibile anche con piccoli telescopi come una macchiolina sfumata.

NGC2419 Ammasso globulare

α : 07h 38m 08,5s;

δ : +38° 52' 55";

classe: II;

D dal centro galattico: 89,6 kpc;

costellazione della Lince

IV. DESCRIZIONE DEL LAVORO

Date tre immagini nelle bande fotometriche G, R e I, estratte dal database pubblico della Sloan Digital Sky Survey (SDSS, <http://www.sdss.org/>) e utilizzando il software IRAF (<http://iraf.noao.edu/>), abbiamo eseguito una serie di operazioni.

Dato che filtri di diverso colore possono modificare il punto focale del telescopio, a causa dell'aberrazione cromatica, abbiamo effettuato l'allineamento. Prendendo una stella campione dall'immagine in banda G (riferimento), ne abbiamo individuato le coordinate in termini di pixel e, sovrapponendo le tre immagini in modo da poterle confrontare, abbiamo fatto in modo che ci fosse un sistema di riferimento comune.

In seguito, lavorando su ogni immagine, abbiamo definito un valore minimo di luminosità, affinché il software selezionasse un numero di stelle (circa 3000) abbastanza grande per rendere attendibile e significativa la nostra analisi, ma non eccessivo dati i limiti di tempo a disposizione. Questo valore, detto threshold (soglia), è stato fissato da noi a circa 4 volte il valore della deviazione standard o RMS, ovvero il rumore del fondo-cielo dell'immagine. Ciò fa sì che il software non consideri sorgenti luminose tutti i punti del background. Nel nostro caso la RMS risultava pari a 4,774.

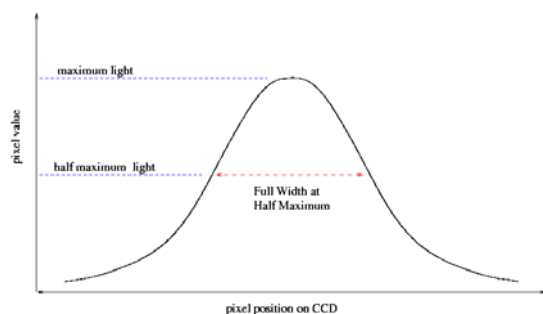
Una volta calcolate le magnitudini strumentali ($m_s = -2,5 \log I$) delle stelle, abbiamo selezionato circa 30 stelle campione, accertandoci che fossero interne all'ammasso, ma non troppo vicine ad altre stelle per evitare che fossero contaminate dalla luminosità di quest'ultime. Ogni volta che ne analizzavamo una il software ci forniva l'andamento gaussiano della luminosità in due dimensioni e questo ci ha permesso di scegliere quelle che avevano una forma gaussiana più regolare. Abbiamo accuratamente evitato anche le stelle cosiddette sature, ovvero quelle stelle caratterizzate da pixel troppo saturi di fotoni e la cui forma sembra una croce per effetto della diffrazione del telescopio.

In base alla selezione precedente ci è stato possibile formare un'immagine PSF (point spread function). Essa rappresenta la stella modello dell'ammasso

globulare, la cui curva di luminosità risulta da una media di tutte le gaussiane delle stelle selezionate e in seguito normalizzate.

Sempre via software abbiamo confrontato la gaussiana modello corrispondente alla psf con quella di ogni stella.

Per far sì che l'analisi fotometrica dell'ammasso non comprendesse stelle non appartenenti l'ammasso o zone di cielo non contaminate da luminosità, si è fatto in modo che il software scartasse le curve la cui fwhm (Full Width at Half Maximum) si scostava più di 3-4 volte da quella della gaussiana modello.



Dopo aver impostato tutti questi parametri abbiamo potuto visualizzare un'immagine dell'ammasso che evidenziava l'insieme di stelle, fra quelle selezionate all'inizio, corrispondente ai suddetti parametri. Queste stelle risultano comunque essere un numero molto piccolo in confronto alle stelle totali dell'ammasso.

A questo punto è necessario tradurre i valori strumentali delle magnitudini calcolate in precedenza in valori reali. Per fare ciò si deve prima di tutto capire che cosa condiziona la rilevazione della magnitudine a terra. Il sistema di rilevazione percepisce una magnitudine non reale a causa dei seguenti fattori:

1) la massa d'aria, A . Uno degli ostacoli alla rilevazione della luminosità reale della stella è l'atmosfera, che assorbe gran parte delle radiazioni elettromagnetiche che la attraversano. Una stella bassa sull'orizzonte risulta meno luminosa rispetto a quando essa occupa la posizione zenitale, poiché la luce dovrà attraversare uno strato atmosferico più spesso, espresso in termini di masse d'aria;

2) l'unità di misura utilizzata dal software: esso lavora in pixel e non con grandezze fisiche. Sarà dunque necessario aggiungere al dato fornitoci relativo alla magnitudine m una costante nota K , che permetterà di lavorare con unità di misura del SI.

$$m = -2,5 \log(K \cdot I) = -2,5 \log K - 2,5 \log I$$

$$m = m_0 + m_s$$

con $-2,5 \log K = m_0$, detto punto 0 del sistema fotometrico;

3) la scelta del software di lavorare con valori positivi, per comodità. Alle magnitudini, di per sé negative ($m = -2,5 \log I$) viene quindi aggiunta una costante nota Z . Nel nostro caso $Z = 25$;

4) il tempo di esposizione del CCD. Infatti l'intensità è data da:

$$I = \frac{F - \langle \text{sky} \rangle}{t_{\text{exp}}}$$

Con F = flusso dei fotoni

$\langle \text{sky} \rangle$ = valore di luminosità del cielo

t_{exp} = tempo di esposizione

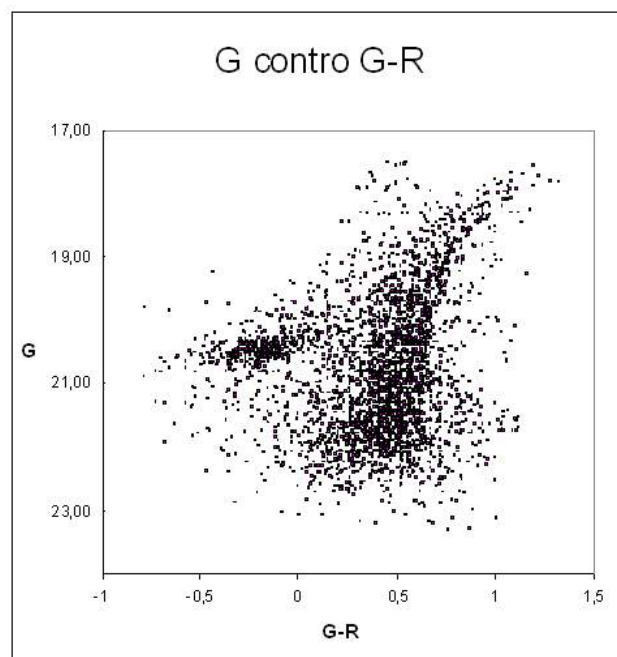
Nel nostro caso $t_{\text{exp}} = 54$ s

La formula utilizzata per calibrare le magnitudini strumentali sarà quindi la seguente:

$$m = m_0 + m_s - QA - Z$$

Con Q = coefficiente di estinzione atmosferica, che dipende dalla lunghezza d'onda a cui si osserva.

Utilizzando adeguatamente i dati ricavati dalle operazioni precedenti abbiamo così potuto tracciare un diagramma HR dell'ammasso globulare:



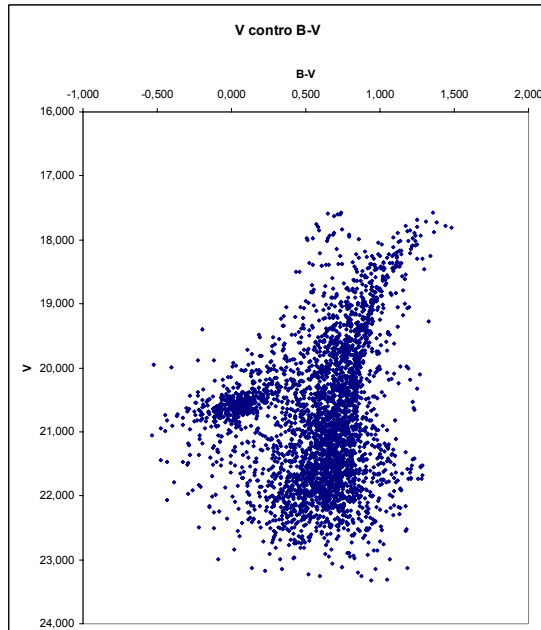
Per ottenere la stima della distanza è stato necessario trasformare le magnitudini risultanti (g, r, i) in magnitudini Johnson (B, V, R), attraverso queste formule ricavate sperimentalmente.

$$B = g + 0.217 + 0.419(g - r)$$

$$V = g - 0.002 - 0.533(g - r)$$

$$R = r - 0.155 - 0.089(g - r)$$

Abbiamo quindi creato un nuovo diagramma H-R con i valori delle magnitudini Johnson, da più tempo utilizzate in campo astronomico. In questo modo ci risulta più semplice il confronto con altri diagrammi di NGC2419 che abbiamo trovato in letteratura.



Infine abbiamo calcolato la distanza dell'ammasso, servendoci dei risultati della nostra analisi fotometrica e della magnitudine assoluta M nota delle RR Lyrae, stelle variabili pulsanti dell'ammasso, collocate sul ramo orizzontale (che corrisponde a $m = 20.581$ in banda G, $m = 20.720$ in banda V). La loro M è conosciuta con certezza proprio perché la si può ricavare in modo sperimentale dal loro periodo di pulsazione.

Per fare ciò abbiamo seguito questo procedimento:

$$M = m + 5 - 5 \log d$$

$$\log d = \frac{m - M + 5}{5}$$

$$d = 10^{\frac{m - M + 5}{5}}$$

$$d = 10^{4.9962} = 99128 \text{ pc} = 319768 \text{ anni - luce}$$

con $M = 0.6$ (banda V) = magnitudine assoluta delle stelle variabili RR Lyrae, $m = 20.581$ (banda V) = magnitudine apparente delle variabili, ricavata dal nostro diagramma HR

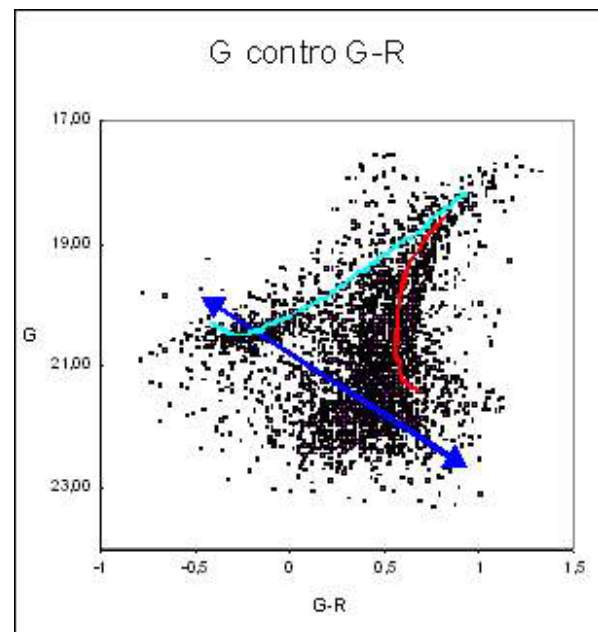
V. CONCLUSIONI

Dall'analisi del diagramma HR possiamo individuare le seguenti strutture:

- 1) un segmento della sequenza principale, evidenziata in blu, bruscamente troncata;
- 2) il ramo asintotico delle stelle variabili (azzurro), fra cui le RR Lyrae;
- 3) il consistente ramo delle giganti rosse, evidenziato in rosso.

Dal diagramma e dal suo studio deduciamo quindi che l'ammasso è costituito da una gran quantità di stelle vecchie e da molte stelle variabili che si muovono lungo il ramo asintotico.

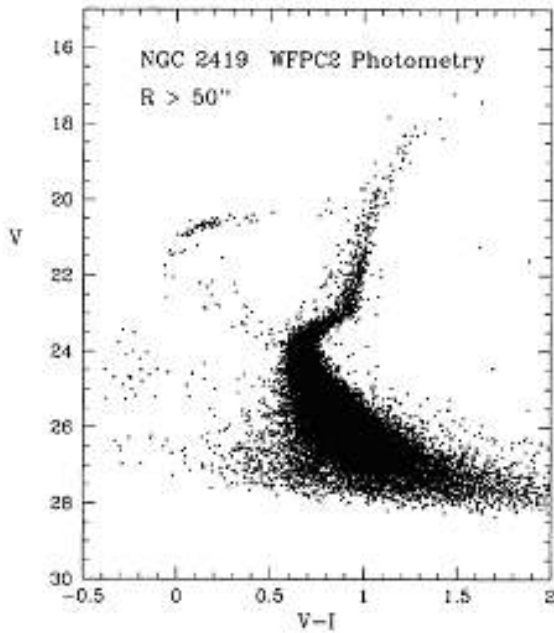
Il diagramma è comunque limitato principalmente a causa della presenza dell'atmosfera, in quanto il telescopio utilizzato è a terra.



Abbiamo infine fatto il confronto con 2 diagrammi H-R di NGC2419 presenti in letteratura:

- 1) questo diagramma invece differisce dal nostro in quanto la sequenza principale è più estesa: ciò è dovuto al fatto che la nostra osservazione è avvenuta a terra e non dallo spazio, dal quale è possibile fare un'analisi fotometrica della parte centrale dell'ammasso.

Harris et al. 1997 (dati HST)



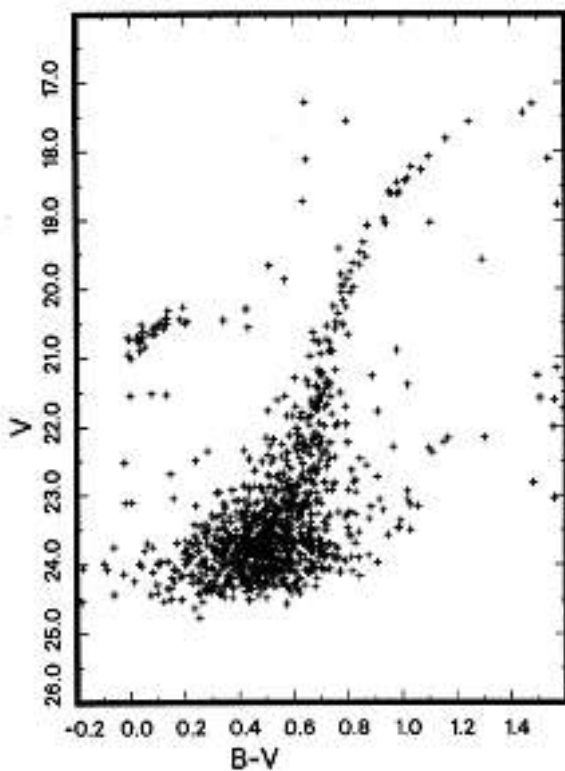
BIBLIOGRAFIA

Mark H. James & al., 2004, An Introduction to galaxies of cosmology, Cambridge University Press
 Paturel, 1989, Catalogue of Principal Galaxies,
 L. Rosino, 1979, Lezioni di astronomia, edizioni Cedam – Padova
 Worthey et al.; 1994; Ap.J.S.S., 94:687-722;
 Tantalo & Chiosi; 2004; Mon. Not. R. Soc. 353, 405-421;
 Forbes and Ponman, 1999, Mon. Not. R. Soc., 309, 623 – 628

Geografia Generale-M.Crippa,M.Fiorani
 Enciclopedia Utet
 Enciclopedia Rizzoli Larousse
 Le scienze della terra-A.Bosellini
 Astronomical Journal

2) rispetto a quello da noi realizzato, questo diagramma mostra un numero inferiore di stelle (circa 80). Con i nuovi strumenti è possibile realizzare analisi molto più precise.

Christian & Heasley, 1988 (Astronomical Journal)



APPENDICE A

Sistemi di magnitudini

Tra tutti i sistemi di magnitudini esistenti quello certamente più utilizzato è il sistema UBV di Johnson e Morgan, sviluppato intorno agli anni '50. Il sistema UBV si fonda essenzialmente sulla misurazione del flusso luminoso in tre colori che sono:

U = ultravioletto.

In questo sistema viene isolata una ristretta zona dello spettro ultravioletto la cui lunghezza d'onda di massima efficacia è centrata a $\lambda_{\text{eff}} = 3550 \text{ \AA}$.

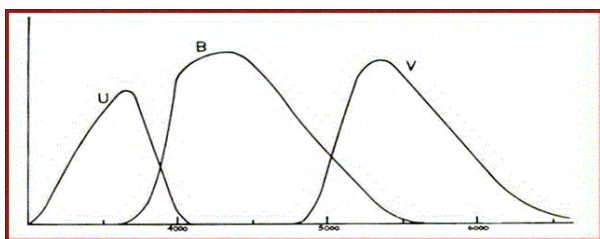
B = blu.

Consente di isolare la banda intorno alla lunghezza $\lambda_{\text{eff}} = 4350 \text{ \AA}$.

V = visibile

Consente di isolare la banda intorno alla lunghezza $\lambda_{\text{eff}} = 5550 \text{ \AA}$, a cui è maggiormente sensibile l'occhio umano.

L'andamento della funzione sensibilità dei filtri può essere rappresentata graficamente come si vede nella figura sottostante :



Il punto zero nel sistema **UBV** è stato definito da Johnson e Morgan come $U=B=V = 0$ per le stelle di classe spettrale **A0** e classe luminosità **V**.

Il colore di una stella dipende dalle caratteristiche intrinseche della sua atmosfera, ed è quantificato da un parametro che prende il nome di indice di colore.

L'indice di colore rappresenta la differenza tra la magnitudine misurata in un sistema di breve lunghezza d'onda, rispetto alla stessa misura effettuata in un sistema a lunghezza d'onda

maggiore, nel caso del sistema **UBV** si usano due indici di colore rispettivamente **U-B** e **B-V**.