

ANALISI DELLO SPETTRO DELL'AMMASSO GLOBULARE NGC 4147

S. Moret, A. Spessotto

Liceo Scientifico “Galilei”, Belluno

I. INTRODUZIONE

L'ammasso globulare NGC 4147 si mostra compatto. Nell'alone si nota un ponte di stelle. Inoltre, appare di forma irregolare con una prevalenza di stelle verso ovest. Nella tabella sottostante ne vengono brevemente riassunte le principali caratteristiche:



Ascensione retta (h)	12 10 06.2
Declinazione	+ 18° 32' 31''
Longitudine galattica	252.85
Latitudine galattica	+ 77.19
Magnitudine	10.32
Diametro angolare	4'
Galassia, Costellazione	Via Lattea, Coma Berenices
Distanza dal Sole	19.3 Kpc
Distanza dal centro della Galassia (R_{GC})	21.3 Kpc
Velocità di allontanamento	190 Km/s

II. SPETTRI STELLARI E RIGHE DI ASSORBIMENTO

Un corpo incandescente, solido, liquido o gas, ad alta pressione ed alta temperatura, presenta uno spettro continuo senza righe.

I gas luminosi, a bassa pressione e bassa temperatura, presentano alcune righe in emissione; ogni elemento

chimico presenta righe in emissione che gli sono caratteristiche, cosicché dallo spettro in emissione dei gas è possibile dedurre la loro composizione chimica.

Se attraverso un gas si fa passare la luce emessa da un corpo che presenta uno spettro continuo, si otterrà uno spettro sul cui continuo appaiono delle righe oscure (righe di assorbimento o righe di Fraunhofer) esattamente a quelle lunghezze d'onda alle quali il gas, alle opportune condizioni di eccitazione, presenterebbe righe in emissione. Questo vale anche per le stelle e il Sole, in cui i raggi di luce provenienti dalle zone più interne, devono attraversare gli strati più esterni e più freddi: in alcuni di questi (strati di inversione) si formano le righe di Fraunhofer.

Ogni elemento chimico emette ed assorbe particolari frequenze, cioè particolari righe. Il suo spettro può essere studiato in laboratorio in diverse condizioni di temperatura, densità e pressione.

Studiando la luce emessa da varie sostanze chimiche e analizzando la luce proveniente dal Sole e da alcune stelle, gli astronomi del secolo scorso furono in grado di scoprire la loro composizione chimica. Una scoperta fondamentale fu che gli spettri stellari possono essere suddivisi in gruppi, detti tipi spettrali, in base a delle affinità, come il colore o la presenza di certe righe spettrali. In particolare, ci si accorse che il tipo e l'aspetto delle righe spettrali variava al variare del colore della stella.

Nell'interno di una stella sono liberi molti elettroni, in quanto pressione e temperatura raggiungono livelli immensamente elevati: naturalmente non vi esistono solo atomi d'idrogeno, ma anche atomi più pesanti e più complicati; il principio è tuttavia lo stesso. Negli strati più esterni e freddi di una stella gli atomi, per esempio di idrogeno, assorbono dal continuo esattamente la quantità di energia necessaria per far compiere ai rispettivi elettroni determinati salti, per esempio dalla riga 2 alla riga 3: in questo modo si forma sullo spettro la riga in assorbimento a 6563 Å.

Lo spettro di una stella è appunto uno **spettro a righe di assorbimento**. Sotto certe ipotesi, la parte continua di questo spettro può essere approssimata con quello di un corpo nero di temperatura pari a quella della superficie della stella, anche se a rigore una stella non è un emettitore perfetto e anche se non possiede una superficie fisica ben definita. In astrofisica una stella

viene caratterizzata da un colore e da una temperatura superficiale a seconda della forma del suo spettro: questo viene confrontato con uno spettro di corpo nero, e una volta trovato quello che più si avvicina a quello della stella, si attribuisce a questa la stessa temperatura del corpo nero. Il colore è determinato dalla regione dello spettro nella quale l'intensità della luce è massima; le stelle hanno temperature superficiali di qualche migliaio o poche decine di migliaia di gradi, ed emettono la massima potenza nella regione ottica dello spettro. Il Sole emette al massimo di intensità nella regione gialla della banda ottica, perciò la sua temperatura superficiale è stata stabilita in 5780 K. Come abbiamo detto, ogni elemento chimico emette ed assorbe determinate lunghezze d'onda. Se è presente negli strati esterni di una stella, un elemento produce una riga in assorbimento, cioè assorbe quella lunghezza d'onda dalla luce che proviene dalla stella, lasciando una riga oscura nel suo spettro.

Solo le stelle giovani e massicce hanno una temperatura superficiale abbastanza alta (qualche decina di migliaia di gradi) da poter ionizzare il gas che le circonda. Questo gas, caldo e rarefatto, assorbe l'energia proveniente dalla stella e la riemette sotto forma di righe spettrali; per questo motivo, sovrapposto allo spettro stellare con le sue righe di assorbimento, queste stelle hanno anche uno spettro a righe di emissione, quello del gas. L'oggetto in analisi, essendo un ammasso globulare, presenta ovviamente il solo spettro di assorbimento, in quanto è costituito da stelle in genere molto vecchie.

Alcune righe spettrali sono molto importanti in astrofisica, in quanto forniscono informazioni basilari sull'oggetto studiato. Tra queste, le righe dell'idrogeno, in particolare la riga detta H α , con lunghezza d'onda di 6563 Angstrom. Altre righe importanti come quelle del sodio, del magnesio, del ferro, etc. sono state da noi calcolate per lo studio di NGC4147.

Con l'identificazione delle righe in assorbimento in uno spettro stellare, è possibile effettuare un'analisi chimica qualitativa dell'atmosfera di una stella. Più difficile si presenta un'analisi quantitativa, che permetta di determinare la percentuale dei diversi elementi atomici presenti. L'intensità di una riga in assorbimento non dipende infatti soltanto dal numero degli atomi che la producono, ma anche da altri parametri, quali temperatura e pressione.

Dalla relazione tra gli spettri delle stelle (dai quali è possibile risalire, oltre che alla composizione chimica delle stelle stesse, anche alla loro temperatura) e le loro magnitudini (o luminosità) si è ottenuta gran parte dell'attuale conoscenza sull'evoluzione stellare.

I tipi (o classi) spettrali sono i seguenti:

Classe W: comprende le cosiddette stelle di Wolf-Rayet, oggetti molto rari e tuttora abbastanza enigmatici.

Classe O : hanno temperature superficiali superiori ai 30mila gradi, in grado di ionizzare perfino l'elio. Presentano quindi nel loro spettro le righe dell'elio ionizzato. Sono stelle relativamente rare.

Classe B : la loro temperatura superficiale è compresa tra circa 15mila e 25mila gradi. Sono più comuni di quelle di classe O, ma ancora piuttosto rare.

Classe A : sono stelle di temperatura compresa tra 8 e 12mila gradi circa, e sono molto numerose. Nel loro spettro dominano le righe dell'idrogeno. A questo tipo spettrale appartengono per esempio Sirio, Vega e Altair.

Classe F : sono le stelle con temperature comprese tra 6 e 8mila gradi, nel cui spettro dominano le righe del calcio ionizzato. La Stella Polare appartiene a questo tipo spettrale.

Classe G : è la classe alla quale appartiene il Sole, quella delle stelle con temperature superficiali di 4-6mila gradi e caratterizzate dalle righe dei metalli e del calcio ionizzato nel loro spettro.

Classe K : hanno temperature comprese tra 3.500 e 5.000 gradi e uno spettro caratterizzato dalle righe dei metalli e del calcio neutro.

Classe M : è la classe alla quale appartengono per esempio Betelgeuse e Antares. Hanno temperature superficiali di 2-3mila gradi e sono caratterizzate dalle righe dell'ossido di titanio.

Classe S : hanno le stesse temperature della classe M, ma possiedono le righe dell'ossido di zirconio nel loro spettro. Sono molto rare.

Classi R e N : hanno anch'esse le temperature delle stelle di classe M, ma il loro spettro è dominato dal carbonio e vengono dette perciò anche "stelle al carbonio". Sono stelle piuttosto rare.

Ognuno di questi tipi spettrali è a sua volta suddiviso in sottoclassi, contrassegnate con numeri da 0 a 9 (per esempio il Sole è una stella di tipo spettrale G5). A parità di temperatura superficiale e quindi di colore e tipo spettrale, le stelle possono avere una diversa luminosità. Gli astronomi hanno quindi introdotto anche alcune classi di luminosità per catalogarle.

Per esempio, due stelle che abbiano la stessa temperatura superficiale ma diversa luminosità, devono avere una diversa superficie irradiante e un diverso volume, perché la luminosità di una stella è proporzionale alla sua superficie. Ricordiamo infatti che la luminosità è l'energia emessa in un secondo dall'intera superficie della stella; a parità di temperatura, la quantità di energia emessa per unità di tempo e di superficie è la stessa, quindi una diversa luminosità è dovuta ad una diversa estensione della superficie irradiante. Le stelle si dividono quindi in supergiganti, giganti e nane. Esse differiscono non

soltanto per le loro dimensioni, ma anche per la densità: le stelle giganti e supergiganti sono molto rarefatte ed *espansive*, mentre le nane sono più dense, piccole e compatte. Le nane bianche costituiscono in un certo senso un prolungamento di questa scala, essendo più piccole e compatte delle stelle di sequenza principale.

Queste sono le classi di luminosità:

Ia	Supergiganti più luminose;
Ib	Supergiganti meno luminose;
II	Giganti brillanti;
III	Giganti normali;
IV	Subgiganti;
V	Stelle di sequenza principale (nane);
VI	Subnane;
D	Nane bianche.

In qualche caso le nane venivano una volta indicate con il prefisso “d” (*dwarf*) e le giganti con “g” (*giant*). Bisogna sottolineare che non c'è necessariamente una relazione tra le dimensioni e la massa di una stella: Antares, che ha un diametro di 480 volte quello del Sole, ha una massa soltanto 20 volte più grande, mentre esistono nane bianche con massa pari a quella del Sole ma diametro pari a 1/200 di quello solare.

Con l'oggetto in fenditura abbiamo ricavato uno spettro le cui “impurità” sono state eliminate mediante questa serie di procedure:

- sottrazione del “bias”
- correzione per “flat-field”
- rimozione dei raggi cosmici
- calibrazione in lunghezza d'onda
- calibrazione in flusso
- sottrazione del cielo

Una volta ottenuto lo spettro “pulito” dell'oggetto, conoscendo le lunghezze d'onda alle quali corrispondono le principali righe di assorbimento, con IRAF abbiamo calcolato alcuni valori indicativi, che ci hanno fornito informazioni basilari sulla natura dell'ammasso. Il metodo utilizzato consisteva nell'indicare al programma gli estremi della riga in modo che ne potesse calcolare l'area approssimandola ad una forma geometrica la cui funzione è contenuta in IRAF.

I valori rilevati sono:

- $H\beta = 3,39$
- $Mg_2 = 0,16$
- $Mg_b = 0,73$
- $Fe5270 = 1,75$
- $Fe5335 = 0,29$
- $NaD = 0,77$

Con questi dati, attraverso l'applicazione delle formule sotto indicate, abbiamo potuto ricavare i valori di $\langle Fe \rangle$ e $[MgFe]$:

$$\langle Fe \rangle = 0,5 \times (Fe5270 + Fe5335) = 0,5 \times (1,75 + 0,29) = 0,5 \times 2,04 = 1,02$$

$$[MgFe] = [Mg_b \times \langle Fe \rangle]^{1/2} = [Mg_b \times 0,5 \times (Fe5270 + Fe5335)]^{1/2} = [0,73 \times 1,02]^{1/2} = 0,863$$

Abbiamo poi ricercato negli archivi astronomici il valore della metallicità dell'ammasso, che è risultato:

$$[Fe/H] = -1,83$$

Avendo a disposizione i suddetti dati di NGC4147, lo abbiamo potuto confrontare con altri oggetti della stessa tipologia, com'è evidente dai grafici sotto riportati.

III. CONSIDERAZIONI

Risulta evidente dal confronto con altri ammassi globulari che i valori dell'oggetto in analisi seguono nella maggior parte dei casi l'andamento medio. In ciascuno dei tre grafici l'unico valore nettamente al di fuori del trend è $H\beta$. Per spiegare questa differenza è utile tener conto che solitamente gli ammassi globulari sono costituiti da stelle della stessa età, molto vecchie e piuttosto fredde, in genere quasi tutte appartenenti alla categoria “M”. Un valore della riga spettrale $H\beta$ così alto sembra indicare un tasso di presenza superiore alla media di stelle più giovani, che potrebbero aver interagito milioni di anni fa con l'ammasso. E' ipotizzabile quindi che la popolazione dell'ammasso NGC4147 sia composta anche da un numero non trascurabile di stelle più giovani, probabilmente appartenenti alle categorie “K” o “G”.

Quest'ipotesi è confermata anche da un elemento che risulta evidente dal confronto con gli spettri di altre stelle: la riga He , sovrapposta a CaH per la forte vicinanza, è insolitamente più profonda di CaK . Questa caratteristica, propria di stelle relativamente giovani e quindi in genere non di un ammasso globulare, va a confermare quanto sopra dedotto.

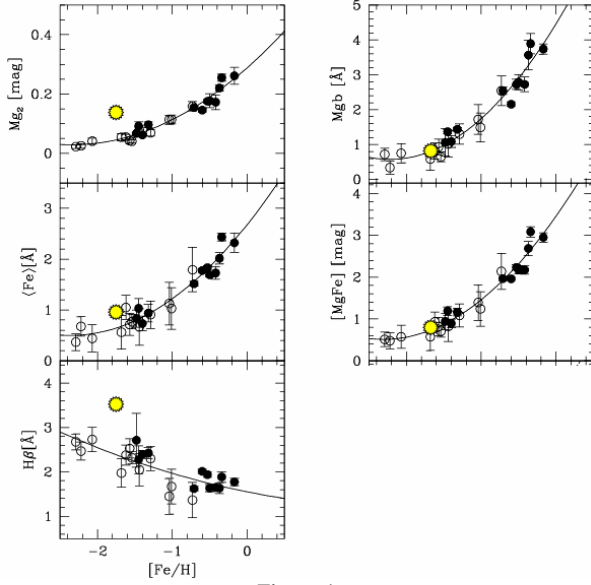


Figura 1.

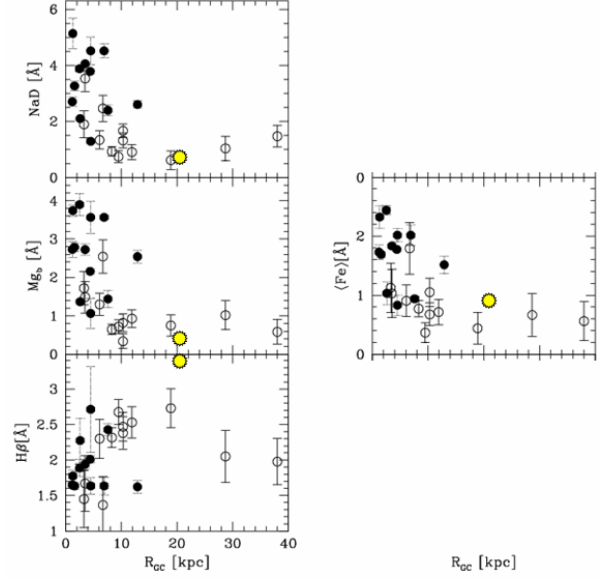


Figura 3.

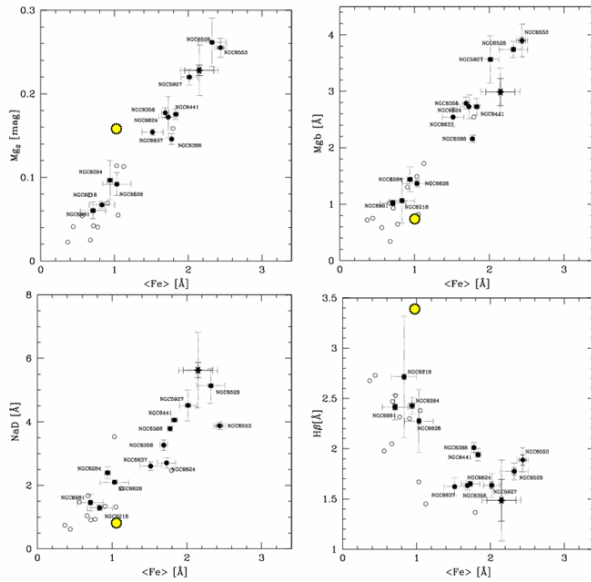


Figura 2.

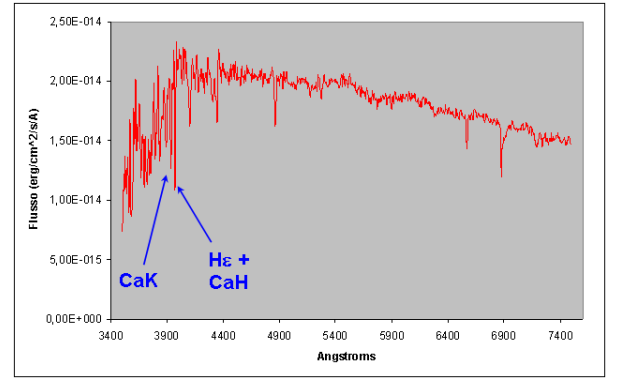


Figura 4. Spettro di NGC4147

Nelle 5, 6 e 7 abbiamo confrontato lo spettro normalizzato a 550 nm del nostro ammasso con quello di stelle di diverse età e temperatura. In particolare la fig. 7 mostra come l'inversione delle righe sopra descritta accomuni l'ammasso e le sue stelle a spettri di stelle più calde e giovani.

Nelle fig. 8 e 9 abbiamo collazionato NGC 4147 con un altro ammasso (NGC 3139). Anche qui la particolare inversione di **CaH** (sovrapposta ad **Hε**) e **CaK** conferma che il nostro oggetto ha una popolazione più giovane rispetto all'altro ammasso e agli ammassi globulari in generale.

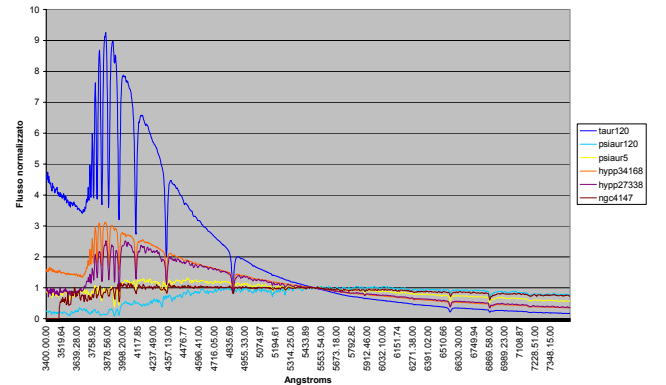


Figura 5. Spettro di NGC4147 a confronto con spettri di stelle con T differenti

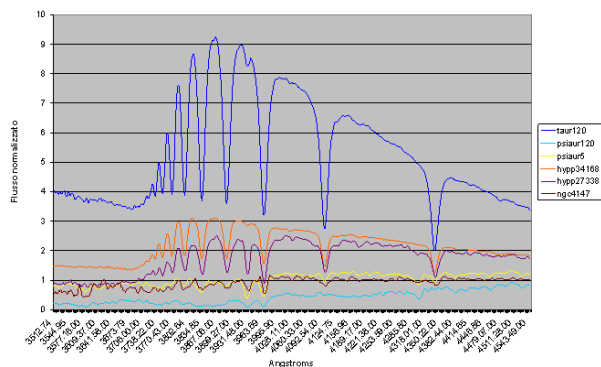


Figura 6: particolare di fig. 5

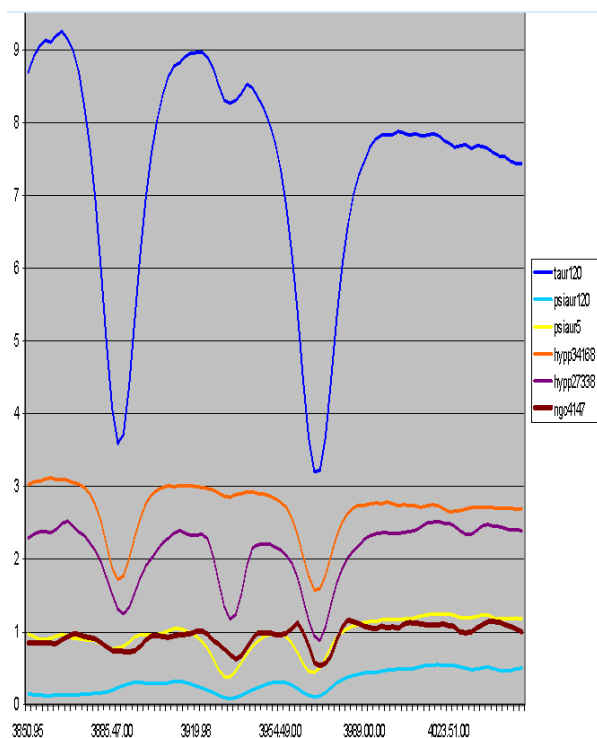


Figura 7: lo zoom mostra chiaramente l'inversione delle righe

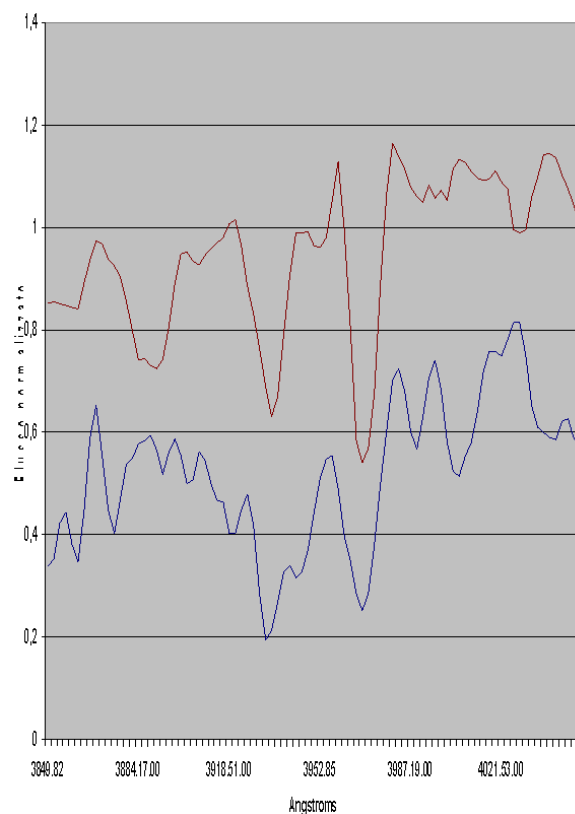


Figura 8: il particolare mette in luce l'inversione delle righe nei due ammassi NGC 4147 e NGC3193

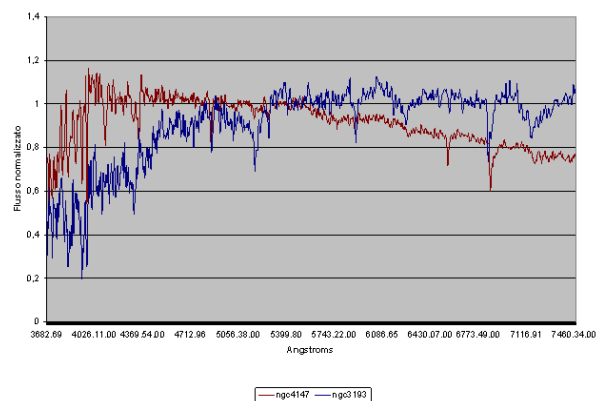


Figura 9: Spettri dei due ammassi globulari a confronto