Università degli Studi di Pisa

Facoltà di Scienze Matematiche Fisiche e Naturali

Corso di Laurea in Fisica

Anno Accademico 2002-2003

Tesi di Laurea

Le età relative degli Ammassi Globulari

Candidato
Nicola Cammillini

Relatore
Dott.ssa Scilla Degl'Innocenti

Indice

Capitolo 1

La Via Lattea

1.1 Cenni sulle caratteristiche della Galassia

Una delle evidenze osservative più immediate è che gli oggetti stellari sono tendenzialmente disposti in ammassi, cioè zone ad alta concentrazione di stelle. Questi a loro volta partecipano a strutture più estese, le galassie, che possono anche esse costituirsi su una scala più grande in aggregati chiamati Ammassi di Galassie.

La Via Lattea è una tipica galassia a spirale. È composta principalmente da una distribuzione a disco di stelle e gas immersa in un sottosistema a simmetria sferica, l'alone, che ne è invece praticamente privo. Nel centro è presente una alta concentrazione sferoidale di stelle, chiamata bulge, nel cui interno si trova il nucleo propriamente detto, sede di un'intensa attività energetica. È anche oramai ampiamente accettata la presenza di un alone composto da materia non luminosa la cui massa eccede quella dei componenti visibili di circa un ordine di grandezza. Dal centro poi si estendono lungo il disco dei bracci di spirale dai quali si origina la quasi totalità della radiazione emessa. L'alone si ritiene abbia un'estensione di circa 100 kpc[1] in raggio; il disco, con i bracci di spirale occupa un raggio di circa 15 kpc con uno spessore inferiore a 1 kp. Per il bulge si può considerare un'estensione in raggio di 2-3 kpc e per il nucleo 3÷4 pc. La massa luminosa di tutta la Galassia è stimata in circa 10^{11} $M_{\odot}$.

La maggior parte della materia luminosa è distribuita nel disco e nel bulge (98%),

[1] 1 pc = $3.09 \cdot 10^{13}$ Km

il rimanente nell'alone. Di quest'ultima solo una parte minima (1%) costituisce gli Ammassi Globulari.

Gli Ammassi Globulari dell'alone sono caratterizzati da una popolazione di circa $10^5 \div 10^6$ stelle, distribuite con una spiccata simmetria sferica e un'elevata concentrazione centrale. È ragionevole ritenere che le stelle di un ammasso globulare provengano da una stessa nube originaria, frammentatasi durante la propria contrazione gravitazionale secondo meccanismi e modalità ancora oggi però oggetto di studio. Si suppone inoltre solitamente che la formazione delle diverse stelle che lo costituiscono si sia protratta in un intervallo di tempo piccolo rispetto all'età attuale dell'ammasso. Queste risultano gravitazionalmente legate fra di loro e possono essere considerate come un gas di stelle. Assumendo l'equipartizione dell'energia si può quindi ottenere una prima stima della loro età dal tempo di rilassamento, che risulta essere dell'ordine del miliardo di anni. Una caratteristica importante è l'assenza completa di gas interstellare, che testimonia la avvenuta cessazione di qualsiasi attività di formazione e quindi la relativa anzianità della popolazione stellare degli ammassi globulari. Un'analisi fotometrica rivela che le stelle più luminose hanno una bassa temperatura di colore ($\sim$5000 K). La spettroscopia della radiazione emessa poi indica che la composizione chimica ha un basso contenuto di metalli[2]; più precisamente su 1g di materia i metalli ammontano a al massimo a $\sim 7 \cdot 10^{-3}$g.

Una struttura analoga molto diffusa invece nel disco della Galassia è quella degli ammassi aperti. Diversamente dagli ammassi dell'alone, gli ammassi aperti non sono gravitazionalmente legati e sono costituiti da un numero di $10^2 \div 10^3$ stelle. Non è neanche possibile delimitarne chiaramente i confini e presentano una notevole quantità di gas interstellare. Le stelle più luminose hanno una elevata temperatura di colore ($\sim$10000 K) e la loro composizione chimica presenta una metallicità decisamente più elevata di quella presente negli Ammasi Globulari (fino a $\sim$ 0.04 g per grammo di materia). Gli ammassi globulari e aperti costituiscono le tipologie principali per la popolazione complessiva della Galassia. Il quadro osservativo generale non consiste però in una reale bimodalità: si osservano sia ammassi stellari con caratteristiche

[2]In astrofisica si indicano con il termine generico di metalli tutti gli elementi chimici di numero atomico superiore a quello dell'He.

tipiche dell'una o dell'altra popolazione, sia ammassi con caratteristiche intermedie. Si ha quindi una popolazione più antica diffusa nell'alone e caratterizzata da bassa metallicità, risalente probabilmente alle prime fasi evolutive della Galassia ed una popolazione più recente localizzata dove sono ancora attivi i processi di formazione stellare, ricca di metalli. In questo scenario la determinazione delle età relative degli ammassi globulari può contribuire con indicazioni importanti sulla sequenza di eventi che hanno costituito le prime fasi evolutive della nostra galassia.

1.2 Cenni di evoluzione stellare

La formazione di un oggetto stellare ha inizio con la contrazione ad opera del campo gravitazionale di una porzione di nube di materia interstellare (prevalentemente H ed He, parzialmente ionizzati). Il processo ha inizio quando l'agitazione termica non è in grado in un particolare momento di bilanciare la tendenza naturale a collassare di un gas autogravitante. Un elemento importante di questo meccanismo si suppone possa essere quello delle onde d'urto che percorrono il mezzo interstellare, indotte da eventi di natura dinamica in genere interni alla galassia.

L'evoluzione della protostella già da queste prime fasi è guidata dal teorema del viriale:

$$2E + \Omega = \frac{1}{2}\frac{\mathrm{d}^2 I}{\mathrm{d}t^2} \tag{1.1}$$

dove T è l'energia totale, Ω l'energia gravitazionale e I il momento di inerzia del sistema.

L'energia gravitazionale che si perde nel collasso contribuisce all'aumento progressivo della temperatura e densità centrali, che a loro volta producono una crescente ionizzazione della materia. Il gas diventa quindi più opaco, cioè il percorso libero medio di un fotone uscente diminuisce[3]. I tempi scala di evoluzione passano a questo punto da tempi scala dinamici a tempi scala termodinamici e la struttura procede verso una quasi stabilità ($d^2I/dt^2 \sim 0$), con il campo gravitazionale bilanciato dalla pressione del gas. La (1.1) continua a valere nella forma:

[3] l'*opacità* è definita come la probabilità che ha un fotone di essere sottratto al fascio uscente nell'unità di percorso e per grammo di materia.

$$2E + \Omega = 0 \tag{1.2}$$

A causa dell'irraggiamento superficiale la stella perde energia, diminuendo la sua temperatura e pressione e quindi contraendosi; il teorema del viriale nella forma (1.2) ci assicura che metà dell'energia acquistata contribuirà a scaldare la struttura e metà supplirà alle perdite per radiazione.

Al proseguire della contrazione vengono raggiunte nel nucleo le temperature sufficienti all'innesco delle reazioni di fusione dell'H in He, che poi progrediscono in efficienza fino a bilanciare completamente l'irraggiamento. Si raggiunge una nuova condizione di quasi staticità, questa volta su tempi scala che sono non più quelli termodinamici ma quelli legati all'evoluzione delle diverse specie nucleari presenti nella miscela chimica del gas originario. L'interno stellare viene progressivamente depauperato del contenuto di H ed arricchito dei prodotti delle reazioni, diminuendo l'efficienza delle stesse e richiedendo una ulteriore contrazione. All'esaurimento dell'H nel centro la combustione si sposta quindi in zone progressivamente più esterne (*shell*). Una proprietà notevole del processo di irraggiamento di una struttura stellare è la sua dipendenza dalla massa. La radiazione emessa per unità di tempo e unità di massa è una funzione strettamente crescente della massa totale, quindi oggetti più massivi esauriscono prima gli elementi che partecipano alle reazioni nucleari e hanno tempi evolutivi più brevi.

Nelle stelle di massa $M \gtrsim 10M_\odot$ vengono innescate in successione tutte le reazioni di fusione degli elementi fino alla costituzione di un nucleo di Fe. Questo elemento è instabile per un processo endoenergetico (fotodisintegrazione del Fe) e conduce all'ultimo stadio per una struttura in questo range di masse che è il collasso e la successiva esplosione con un evento di supernova. Per masse inferiori l'evoluzione successiva è determinata dall'intervento della degenerazione del gas elettronico presente nel nucleo, che è allo stato di plasma. Stelle di massa $M \lesssim 0.1M_\odot$ non riescono in realtà ad innescare nemmeno la reazione di fusione dell'H. Masse $0.1M_\odot \lesssim M \lesssim 0.5M_\odot$ arrivano a bruciare l'H in shell ma non ad innescare l'He. La shell si sposta progressivamente verso l'esterno della struttura, fino a spegnersi. La stella diventa quindi un corpo elettronicamente degenere e privo di sorgenti nucleari, che raffredda con tempi dell'ordine del miliardo di anni (nana bianca di He[4]). Per masse comprese fra $0.5M_\odot$ e $1.4M_\odot$, limite superiore per una struttura degenere stabile, dopo la fusione dell'He la stella non riesce ad innescare la fusione di C e O nel nucleo degenere e termina il suo ciclo evolutivo come nana bianca (nane di C e O). Il destino delle masse $1.4M_\odot \lesssim M \lesssim 6 \div 7M_\odot$ dipende dalla perdita di massa cui queste stelle vanno incontro durante la loro evoluzione. Se è tale da portarle al di sotto di $1.4M_\odot$ la degenerazione elettronica si oppone alla contrazione gravitazionale e la stella evolve in una nana bianca di C e O. Altrimenti la stella va incontro ad un'instabilità che provoca una contrazione ed il successivo innesco del C in zone fortemente degeneri con un processo di tipo esplosovo che porta alla distruzione della struttura. Infine stelle con $7M_\odot \lesssim M \lesssim 10M_\odot$ riescono ad innescare la combustione del C, sebbene in ambiente parzialmente degenere, ma vanno incontro ad altre instabilità nelle fusioni succesive che portano comunque alla distruzione della struttura.

1.3 Evoluzione di stelle di piccola massa

Ai fini di questa tesina è utile approfondire la descrizione degli stadi evolutivi di stelle di massa $M_\odot \lesssim 1M_\odot$, che sono quelle poi che costituiscono gli attuali Ammassi Globulari e ne determinano le caratteristiche. La successione dei diversi stadi verrà seguita con riferimento alla loro rappresentazione nel diagramma HR (Hertzsprung e Russell). Il diagramma HR è un potente strumento di indagine per l'evoluzione stellare ed è costituito dal piano con la temperatura efficace (o l'indice di colore) della stella in ascisse e la luminosità in ordinate (vedi Appendice). La figura 1.1 mostra la traccia evolutiva nel diagramma HR di una massa $0.8M_\odot$. La struttura iniziale si colloca ad alte luminosità e basse temperature efficaci, si tratta quindi di una struttura molto espansa (vedi Appendice). La prima fase di contrazione, detta di pre-sequenza principale (Pre-Main Sequence, PMS), vede la luminosità diminuire a temperatura costante fino all'innesco delle reazioni di fusione dell'H. Durante la stabilizzazione delle varie

[4]In realtà i tempi evolutivi per questa classe di stelle sono talmente lunghi che le uniche nane bianche di He attualmente osservabili derivano da fenomeni di perdita di massa in stelle di massa $M \lesssim 0.8M_\odot$

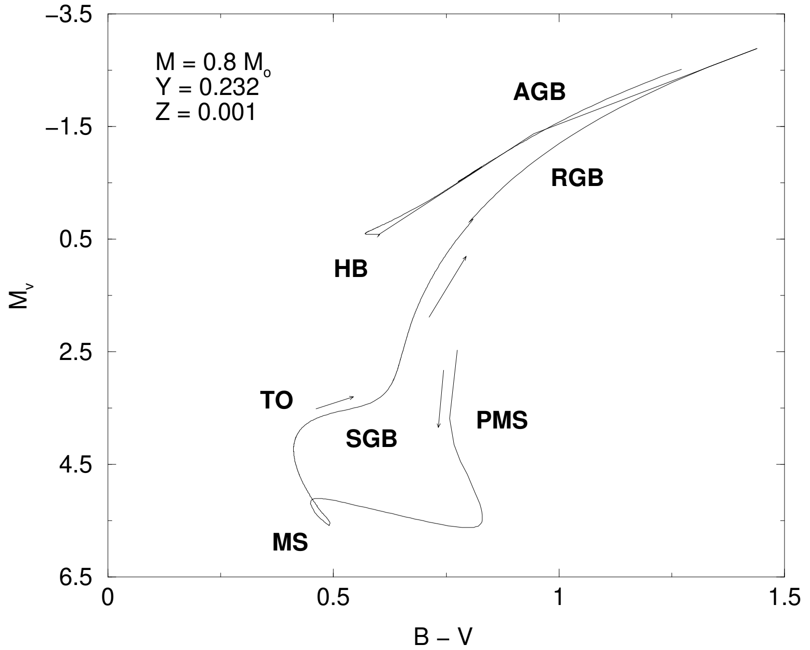

Figura 1.1: Traccia evolutiva di una massa di $0.8 M_\odot$ nel diagramma HR.

catene di reazioni, con conseguente equilibrio dei prodotti secondari, la luminosità rimane costante mentre aumenta la temperatura efficace. La combustione all'equilibrio dell'H viene raggiunta in fase di Sequenza Principale (Main Sequence, MS). Si tratta della fase più lunga del ciclo di vita di una stella, essendo l'H l'elemento di gran lunga più abbondante e la reazione complessiva che conduce alla sintesi dell'He la più efficiente a parità di massa combusta fra quelle che intervengono in tutto il processo evolutivo. La fusione centrale dell'H, con la variazione della composizione chimica nel nucleo che essa induce, provoca un piccolo aumento della temperatura e della luminosità. Con il progressivo esaurimento dell'H al centro e lo spostamento degli strati energeticamente attivi in una shell, la stella raggiunge il massimo della sua temperatura efficace (Turn Off, TO) per poi diminuirla a luminosità costante (Subgiant Branch, SGB). Tutto questo è accompagnato dall'espansione e dal raffreddamento degli strati più esterni, assieme ad una contrazione del nucleo di He, che la shell sta accrescendo, per equilibrare la pressione . Vediamo qui una prima manifestazione di una regola generale: combustioni in shell collocano i modelli stellari a basse temperature efficaci, combustioni centrali muovono le strutture verso temperature efficaci più alte.

La fase successiva è quella di gigante rossa (Red Giant Branch, RGB), in cui la stella evolve verso luminosità crescenti a temperatura efficace praticamente costante. L'accrescimento in massa del nucleo di He sta ancora proseguendo, ma la contrazione e quindi l'aumento della temperatura con il conseguente innesco delle reazioni di fusione viene reso meno efficace e quindi ritardato a causa della degenerazione del gas elettronico,che domina negli effetti di pressione.

Al momento dell'innesco dell'He lo stato di degenerazione del nucleo, dove in queste condizioni la pressione non è più dipendente dalla temperatura, fa sì che la reazione di fusione dell'He sia reazionata positivamente (flash dell'He). La stella passa poi in fase di Ramo Orizzontale in combustione quiescente di He nel nucleo e H in shell. All'esaurimento dell'He al centro la combustione di He si sposta nuovamente in una shell (fase di Asymptotic Giant Branch, AGB), spegnendo la shell di H, che si riaccenderà solamente nelle fasi finali dell'AGB. Per valori di massa tipici di un ammasso globulare ($M \lesssim 1M_{\odot}$) la fase evolutiva finale è quella di nana bianca, il cui nucleo è costituito dai prodotti della combustione dell'He: C e O.

Capitolo 2

Determinazione delle età relative

2.1 Le isocrone di ammasso

Le stelle evolvono su tempi scala nucleari quindi il loro cammino evolutivo non è direttamente osservabile. Quello che normalmente si ha a disposizione e costituisce la base osservativa fondamentale nello studio degli Ammassi Globulari è la rappresentazione nel diagramma Colore-Magnitudine delle stelle di un ammasso ad un certo istante. Inoltre le distanze relative tra le stelle di ammasso sono trascurabili rispetto alla distanza dell'ammasso stesso e quindi possono essere considerate tutte alla stessa distanza da noi. Considerata poi l'ipotesi che la formazione abbia avuto origine da una stessa nube di gas interstellare, si assume anche che la composizione chimica originaria, della quale rimane traccia nelle atmosfere, sia la stessa per tutti i componenti.

La figura 2.1 rappresenta l'ammasso M68 , l'indice di colore in ascissa è il B - V in ordinate è graficata la magnitudine nella banda del visibile. La morfologia è chiaramente dominata da sequenze monoparametriche in cui a variare è la massa totale della stella. In figura è indicata la corrispondenza tra la posizione di una massa a età costante e la fase evolutiva in cui tale massa si trova.

I tempi della permanenza in Pre-Sequenza Principale sono relativamente brevi, dell'ordine dei 10^7 anni per stelle intorno ad 1 $M_{\odot}$, e dato che le età degli ammassi globulari sono stimate intorno alla decina di miliardi di anni non ci aspettiamo di osservare stelle in questa fase. La fase successiva, quella di Sequenza Principale è invece,

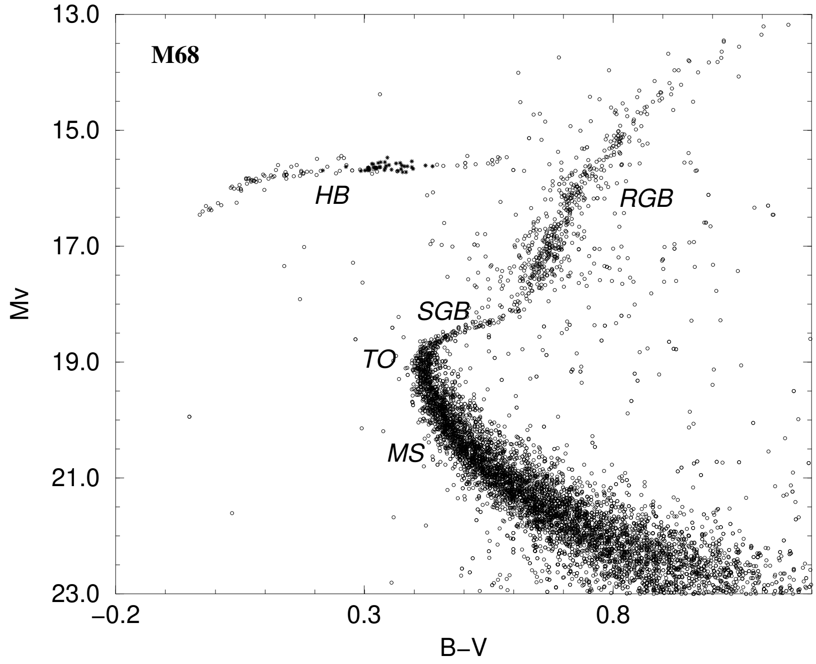

Figura 2.1: Diagramma Colore-Magnitudine dell'ammasso M68 nella costellazione dell'Hydra.

a causa della particolare efficienza delle reazioni di fusione dell'H e della sua abbondanza nella materia stellare, quella in assoluto più lunga. La sua durata in particolare aumenta al diminuire della massa totale, tanto che per composizioni chimiche tipiche degli ammassi globulari già per M $\sim 0.7\ M_{\odot}$ supera l'età stimata per l'universo.

La luminosità e la temperatura centrale di una stella sono funzioni strettamente crescenti della massa. È naturale quindi interpretare la Sequenza Principale del diagramma HR come il luogo delle stelle che stanno bruciando quiescentemente H e la massa totale come la grandezza fisica che la parametrizza, con le stelle più massive a luminosità maggiori. Inoltre, considerato che i tempi evolutivi decrescono per massa crescente, una sequenza principale sarà estesa a luminosità tanto più alte quanto più l'ammasso è giovane. Il punto di Turn Off è il punto dove sono collocate le stelle che hanno esaurito l'H al centro e si avviano verso la combustione in shell attraverso la fase di SGB. Per quanto appena detto la sua luminosità sarà una funzione decrescente dell'età dell'ammasso.

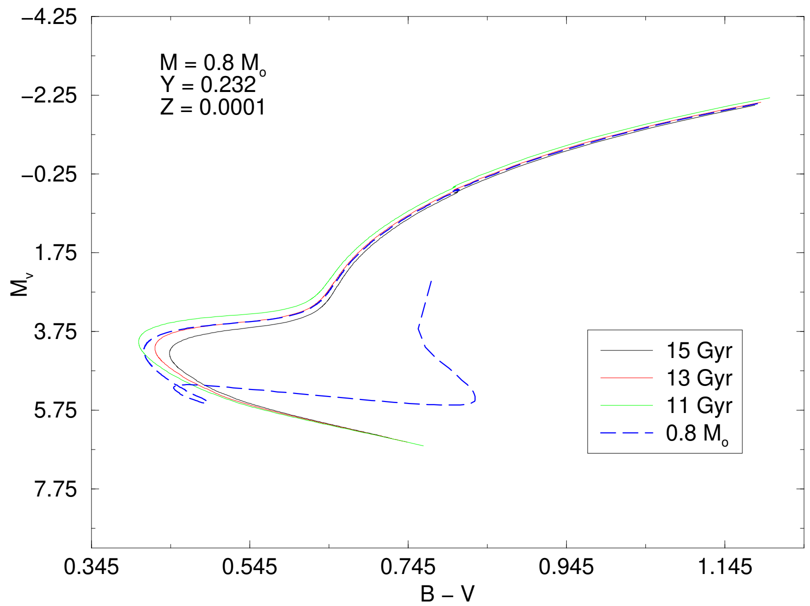

Figura 2.2: Confronto fra isocrone a età diverse e una traccia evolutiva di una massa di $0.8M_{\odot}$ nel diagramma HR. Dati tratti dalla "Pisa Evolutionary Library", http://astro.df.unipi.it/SAA/PEL/Z0.html.

Il ramo delle subgiganti di un diagramma HR corrisponde alla fase in cui si instaura la combustione dell'H in shell. In uscita dalla Sequenza Principale i modelli prevedono una riduzione dei tempi evolutivi di circa due ordini di grandezza, verificata osservativamente dal ridotto popolamento di tali fasi. Considerando che le sequenze presenti in un diagramma Colore-Magnitudine sono parametrizzate dalla massa totale della stella e che quindi il gradiente di massa lungo una di queste diminuisce al diminuire dei tempi evolutivi, si deduce che le isocrone a partire dalla fase di subgigante (luogo dei punti sul diagramma HR a massa variabile ed età costante) tenderanno a coincidere con la linea evolutiva (luogo dei punti a massa costante ed età variabile). Un'illustrazione di questo andamento è data in figura 2.2: già in fase di subgigante si ha coincidenza tra l'isocrona a 13 Gyr e la traccia evolutiva di una massa $0.8M_{\odot}$. È immediato identificare quindi il Ramo delle Giganti nel diagramma HR con la fase di combustione dell'H in shell. È naturale anche aspettarsi che negli Ammassi Globulari, che sono ammassi antichi, tale zona sia relativamente popolata, dato che i tempi evolutivi sono rallentati a causa della difficoltà nell'innesco dell'He dovuta alla degenerazione del nucleo.

L'innesco della fusione dell'He avviene secondo i calcoli evolutivi per una massa del nucleo di He di circa $0.5M_{\odot}$. Durante la fase finale di RGB, l'inviluppo è rarefatto e la stella è molto luminosa, quindi a causa della pressione di radiazione possono essere pressenti venti stellari ed una stella può andare incontro a perdite di massa (fino ad alcuni decimi di massa solare). Si ritiene che il fenomeno sia di natura stocastica, anche se la sua efficienza non è ancora definita con precisione. È quindi abbastanza naturale riconoscere nell'HB di un ammasso il luogo delle stelle che bruciano He al centro. Il nucleo di He avrà massa iniziale $\sim 0.5M\odot$, mentre la massa totale sarà quella risultante dopo la perdita di massa. Dato che la luminosità è principalmente determinata dalla massa del nucleo di He, le stelle di Ramo Orizzontale avranno stessa luminsità ma temperatura efficace diversa, a causa della diversa massa dell'inviluppo. La sequenza sulla quale si posizionano le stelle di Ramo Orizzontale nel momento in cui iniziano a bruciare He nel centro prende il nome di ZAHB (Zero Age Horizontal Branch).

Il Ramo Asintotico è invece il luogo delle stelle che stanno bruciando He e H in shell successivamente all'esaurimento dell'He centrale.

2.2 Dipendenza delle isocrone dalla composizione chimica

L'esatta posizione nel diagramma Colore-Magnitudine (CM) delle isocrone per un ammasso è funzione tra l'altro dei parametri chimici della nube originaria. L'influenza maggiore è data dall'abbondanza frazionale in massa dell'He (indicata con Y) e dei metalli (Z); assumendo una distribuzione di tipo solare per i metalli, all'aumentare di Z cresce l'opacità della materia quindi la luminosità e la temperatura a parità di massa per una struttura all'equilibrio decrescono. Stesso effetto si ha al diminuire di Y, infatti se l'abbondanza in massa di He è minore, è inferiore anche il peso molecolare del gas e la pressione necessaria a mantenere stabile la struttura. Di conseguenza

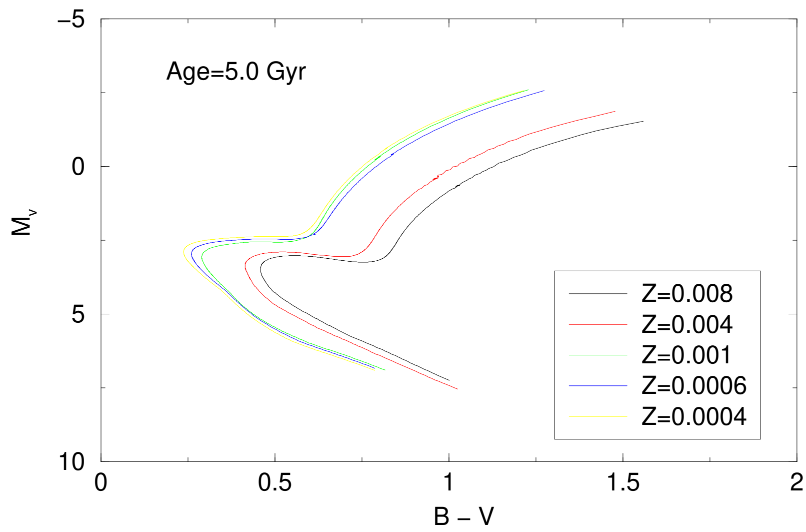

Figura 2.3: In figura sono rappresentate nel diagramma HR le isocrone per un ammasso di età 5 Gyr a varie metallicità. Il contenuto di He è Y = 0.232. Dati tratti dalla "Pisa Evolutionary Library", http://astro.df.unipi.it/SAA/PEL/Z0.html.

luminosità e temperatura sono inferiori. Questo ha come effetto ad esempio che a parità di massa la Sequenza Principale di un ammasso più metallico o più povero di He tende ad essere sopraluminosa.

Gli stessi meccanismi fisici influiscono sulla posizione del TO. Per Z maggiori o Y minori si hanno temperature e luminosità inferiori, quindi il termine della fase di combustione di H viene anticipato a luminosità minori.

Il Ramo delle Giganti è particolarmente sensibile in temperatura al contenuto di metalli del gas originario. Un'illustrazione sintetica è data in figura 2.3, dove sono rappresentate le isocrone per un ammasso di età 5 Gyr con varie scelte per il contenuto metallico e stessa efficienza della convezione esterna.

Anche la luminosità del Ramo Orizzontale dipende dall'abbondanza dei metalli e dell'He. Infatti un contenuto minore di metalli, o una maggiore abbondanza di He, si traducono in temperature più alte in fase di combustione a shell di H e quindi in un innesco anticipato della fusione di He al centro ed una massa minore per il nucleo di He al flash. È da notare che nel range di età tipico degli ammassi globulari i modelli indicano una scarsa sensibilità della luminosità di ramo orizzontale al valore della massa totale della stella e quindi all'età dell'ammasso, dato che per tali stelle il nucleo in fase di RGB degenera e quindi le masse del nucleo di He all'innesco della combustione dipendono solo molto debolmente dalla massa totale della stella. Questo fatto, come vedremo, è fondamentale perché la luminosità di ramo orizzontale (che può essere di fatto considerata come indipendente dall'età) possa essere utilizzata come candela campione per la misura della distanza dagli ammassi globulari.

L'effetto sulla luminosità di ramo orizzontale è differenziato a seconda della temperatura efficace a cui si colloca la stella. A basse temperature, dove domina ai fini della luminosità la shell di H, Y maggiori implicano maggiore efficienza della shell di H e quindi luminosità più alte; viceversa per le alte temperature, dove il contributo energetico che supplisce alle perdite per irraggiamento è principalmente quello della combustione centrale di He, e quindi risente della diminuizione in massa del nucleo. Per quanto riguarda i metalli, l'effetto del nucleo domina sempre sulla shell e quindi la luminosità è sempre minore all'aumentare di Z.

In figura 2.4 è illustrata la dipendenza dal contenuto di He della posizione di ZAHB nel diagramma CM a data metallicità. Il valore scelto per la metallicità non è tipico di un ammasso globulare, ma era l'unico per cui erano disponibili nella libreria di isocrone di riferimento calcoli per due diverse abbondanze di He.

2.3 Metodi di misura delle età

Il principio fondamentale su cui si basa qualsiasi metodo di misura per l'età di un ammasso è quello del confronto fra il diagramma HR osservativo e le isocrone teoriche calcolate dai modelli per la sua particolare composizione chimica. Le isocrone vengono ricavate per interpolazione da un numero sufficiente di linee evolutive, distinte per i valori delle masse cui si riferiscono ma omogenee riguardo ai parametri della composizione chimica. Come abbiamo visto la luminosità del TO è un indicatore dell'età di un ammasso essendo una funzione decrescente di quest'ultima (vedi figura 2.5). Infatti più l'ammasso è antico più al TO si troveranno masse piccole, che hanno tempi evolutivi più lunghi ed una minore luminosità e temperatura efficace di TO. Partendo

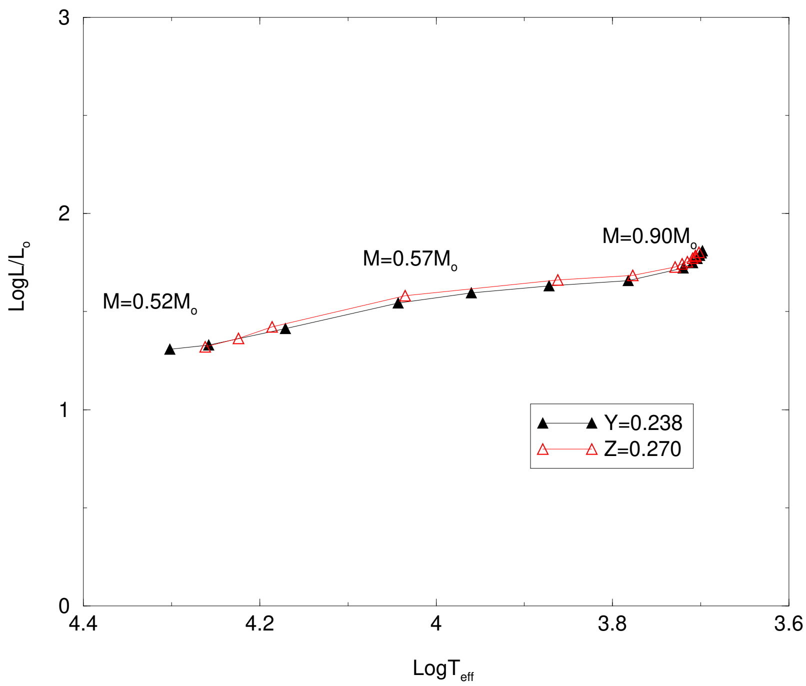

Figura 2.4: In figura sono rappresentate le diverse posizioni per il Ramo Orizzontale di un ammasso di metallicità Z=0.004 per due diverse assunzioni sul contenuto di He. In ordinate è rappresentata la magnitudine bolometrica, in ascisse la temperatura efficace. Pisa Evolutionary Library, http://astro.df.unipi.it/SAA/PEL/Z0.html.

da questi concetti base si sono sviluppati vari metodi per la determinazione dell'età di un ammasso globulare; nel seguito verranno discussi quelli più usati.

2.3.1 Il metodo "verticale"

Questa tecnica, anche chiamata metodo ΔV, prevede l'utilizzo come parametro per la stima dell'anzianità di un ammasso della differenza in luminosità tra il TO e il Ramo Orizzontale[1] (vedi figura 2.6); dato che, come abbiamo detto, la luminosità di HB è indipendente dall'età mentre il TO ne è funzione, questo è solo un modo comodo per utilizzare la luminosità del TO come indicatore di età. Il suo vantaggio principale consiste nell'essere una stima interna al diagramma HR, cioè nella sua indipendenza

[1]Per quest'ultimo viene considerata la luminosità nella regione delle RR Lyrae a Log $T_e \approx 3.83$ (B - V $\approx$ 0.25).

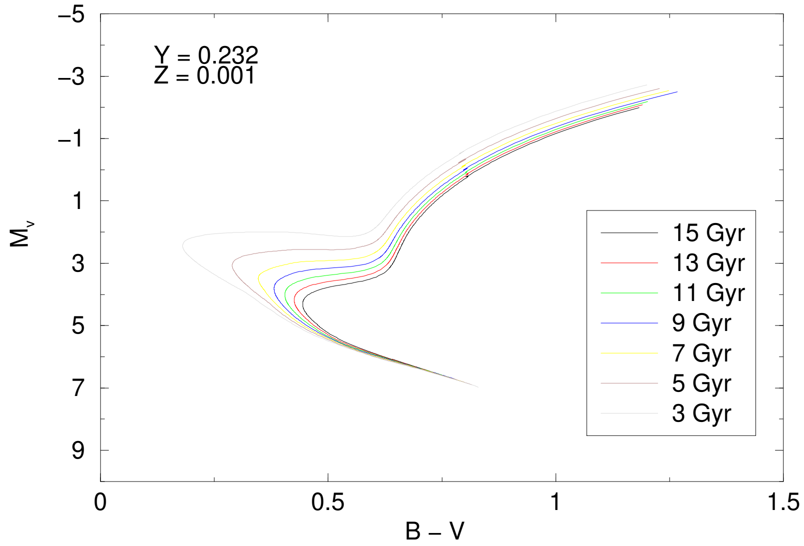

Figura 2.5: In figura sono rappresentate nel diagramma HR le isocrone per un ammasso di metallicità Z=0.001 (valore misurato ad es. per l'ammasso M3) e contenuto di He Y=0.232. Pisa Evolutionary Library, http://astro.df.unipi.it/SAA/PEL/Z0.html.

dall'arrossamento della radiazione (vedi Appendice) e dalla distanza. Nel corso degli anni ne sono state proposte varie versioni.

Questo ha origine nel fatto che la luminosità dell'HB, oltre che della composizione chimica, è funzione della massa del nucleo di He e questa è costante per il range di masse $0.8M_\odot \leq M \leq 1.0M_\odot$, che sono le masse attualmente in fase di HB negli ammassi globulari.

Nella pratica il metodo soffre di alcune incertezze sia osservative che teoriche. Per quanto riguarda le difficoltà osservative si hanno innanzitutto problemi nell'individuare con sufficiente precisione sul Diagramma CM la luminosità del punto di TO (qui definita come l'estremo blu della Sequenza Principale), a causa dell'andamento quasi verticale della sequenza in questa fase. Alcune delle sue varianti prevedono infatti di considerare come indicatore di età la luminosità della Sequenza Principale o del ramo delle Sub Giganti a un colore 0.05 mag più rosso del TO, cioè un punto più facilmente individuabile.

Anche la definizione osservativa della ZAHB, cioè dell'inviluppo inferiore delle

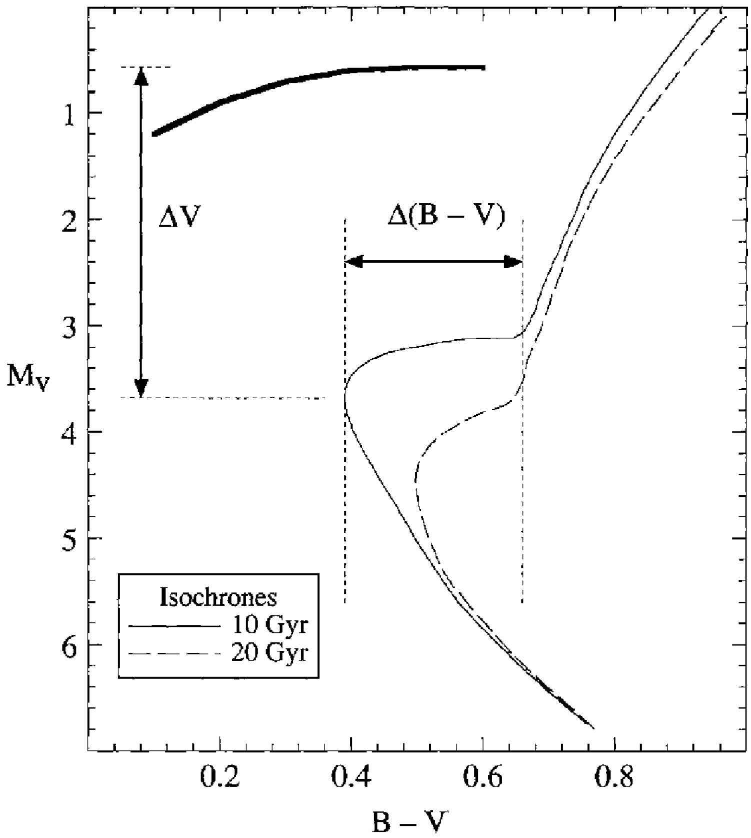

Figura 2.6: Illustrazione dei parametri ΔV e Δ(B - V) discussi nel testo.

stelle di Ramo Orizzontale non è priva di incertezza, specialmente in considerazione del fatto che per alcuni ammassi la morfologia vede un'assenza della parte orizzontale della ZAHB. È da notare infatti che mentre la luminosità (cioè la magnitudine bolometrica) del ramo orizzontale è pressoché costante, questo non è più vero se osserviamo il ramo orizzontale in una data banda. Ad es. nella banda del visibile (generalmente molto usata) la luminosità diminuisce per temperatura efficaci crescenti (vedi figura 2.7).

Per quanto riguarda le incertezze teoriche i risultati dipendono dalla correttezza della stima del valore della luminosità del Ramo Orizzontale e del TO. Innanzitutto,

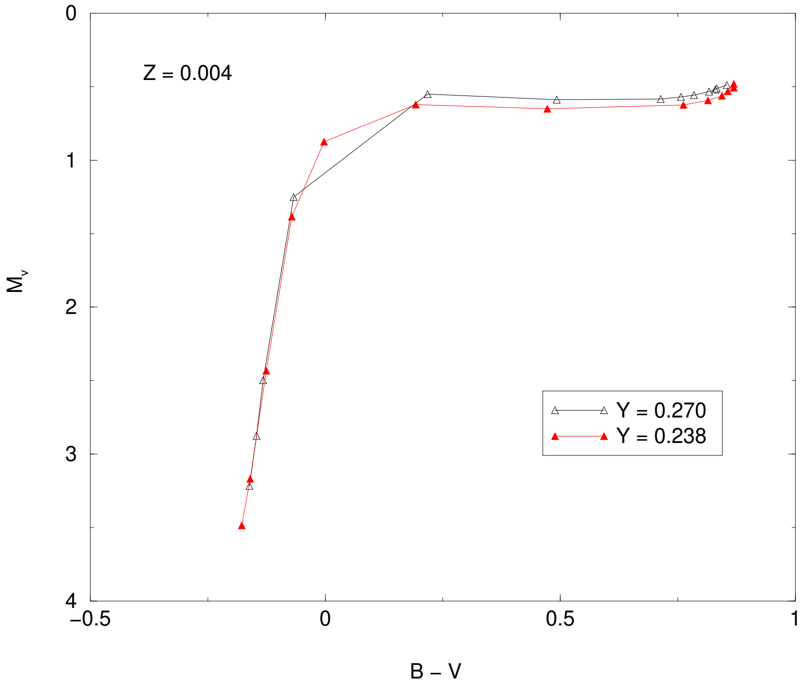

Figura 2.7: In figura sono rappresentate nel diagramma Colore-Magnitudine le diverse posizioni per il Ramo Orizzontale di un ammasso di metallicità Z=0.004 per due diverse assunzioni sul contenuto di He. Pisa Evolutionary Library, http://astro.df.unipi.it/SAA/PEL/Z0.html.

come abbiamo già visto è necessaria una determinazione molto precisa della composizione chimica dell'ammasso. È stato stimato che un errore tipico nell'abbondanza dell'He di ΔY $\sim$ 0.02 produce per la stima dell'età assoluta un'indeterminazione di $\sim$ 1 Gyr. Relativamente all'abbondanza dei metalli, le incertezze attuali sulle stime di Z si riflettono in una incertezza di $\sim$ 0.4 Gyr (Cassisi et al., 1998). Inoltre tali quantità sono ovviamente influenzate dalle incertezze sugli input fisici e sull'efficienza dei meccanismi macroscopici utilizzati nei modelli (come ad es. il fenomeno della diffusione). La luminosità del TO è principalmente influenzata dall'efficienza delle reazioni di fusione dell'H, dalla stima del valore dell'opacità e dalla diffusione microscopica di He e metalli. La luminosità del ramo orizzontale è sensibile invece alle incertezze sull'opacità di conduzione, sull'efficienza delle perdite energetiche per plasma-neutrini e sulla sezione d'urto della reazione 3α. È stato stimato che tali incertezze portano ad un errore sull'età di ~ 1 Gyr (Castellani, Degl'Innocenti; 1999). La determinazione della luminosità di ramo orizzontale è ottenuta anche tramite tecniche empiriche o semiempiriche, ad es. attraverso la relazione periodo-luminosità per le RR Lyrae, il metodo di Baade-Wesselink, ecc.. Tuttavia una trattazione di tali metodi esula dallo scopo di questa tesina.

2.3.2 Il metodo "orizzontale"

Un'altra scelta per il parametro estimatore dell'età di un ammasso è quella della differenza in colore tra il punto di TO e la base del Ramo delle Giganti (vedi figura 2.7). Essendo una quantità relativa al colore ha il vantaggio di non dipendere dalla distanza, inoltre trattandosi di una differenza è indipendente dall'arrossamento se questo non è particolarmente pronunciato e non differenziale. La sua affidabilità è resa problematica da tutte le incertezze dei modelli teorici che influenzano il colore delle sequenze del diagramma CM di cui si serve. In particolare citiamo per il Ramo delle Giganti e delle SubGiganti l'efficienza della convezione esterna e le trasformazioni di colore adottate. Viene tuttavia considerato un valido strumento per la determinazione delle età relative di ammassi appartenenti a intervalli ristretti di metallicità. Recentemente (Saviane et al. 1997) è stata introdotta una variante che prevede l'utilizzo di V - I come indice di colore e la scelta come colore del RGB di quello a una magnitudine di 2.2 mag maggiore di quella del TO.

Capitolo 3

Determinazione delle età relative degli ammassi globulari

Nel capitolo precedente è stato illustrato come la determinazione delle età assolute presenti incertezze ancora non trascurabili. Tuttavia si ritiene che gli errori nelle assunzioni dei modelli influiscano in maniera molto minore sulla determinazione delle età relative. Il problema è poi importante in sè in quanto i risultati fornirebbero indicazioni sui processi di formazione della galassia e dei suoi componenti di disco e di alone.

In letturatura sono presenti numerosissimi lavori, che hanno presentato risultati anche molto diversi fra di loro. In Stetson, VandenBerg & Bolte (1996) gli ammassi globulari dell'alone risultano praticamente coevi, mentre in Sarajedini et al. (1997) gli autori deducono un protarsi dell'epoca di formazione per ~ 5 Gyr. Per cercare di analizzare quantitativamente il problema abbiamo deciso di concentrarci su due lavori pubblicati recentemente aventi entrambe come oggetto la datazione di un ampio campione di ammassi dell'alone attraverso i metodi introdotti nel capitolo precedente. I due lavori possiedono un'ampio sottocampione di dati osservativi in comune e questo semplifica in parte l'interpretazione dei risultati. La diversità dei risultati ottenuti illustra le incertezze ancora presenti in questo ambito.

3.1 Il lavoro di Rosenberg et al.

In questo caso in realtà si tratta di una serie pubblicazioni([9], [10], [11], [12]), ma ai fini di questa discussione ci riferiremo per comodità ad essi come un unico articolo. Il programma degli autori prevedeva l'acquisizione di un ampio campione omogeneo di ammassi globulari sul quale poi procedere alla datazione. Il metodo scelto per la datazione relativa degli ammassi è quello della differenza in colore tra il TO e il Ramo delle Giganti, utilizzando le bande del visibile e dell'infrarosso e mirando ad una precisione ≤ 0.01 mag, corrispondente ad una risoluzione di circa 1 Gyr nella datazione. La motivazione per questa scelta risiede nella minore sensibilità della quantità Δ(V - I) rispetto alla metallicità se paragonata a quella tradizionale $\Delta(B-V)$, requisito importante visto che l'applicazione era estesa a tutto l'intervallo di metallicità degli ammassi e non limitata a intervalli ristretti.

3.1.1 I dati

La prima parte di questo lavoro è consistita nella raccolta di un campione osservativo dedicato, giudicando gli autori insufficiente la qualità di quelli al momento disponibili, ottenibili unendo più cataloghi. È stata posta particolare attenzione al problema dell'omogeneità dei dati, ritenuta la causa principale dei risultati piuttosto controversi ottenuti fino ad allora in materia di datazione degli ammassi: studi precedenti hanno frequentemente unito dati provenienti da strumenti diversi, con calibrazioni su sistemi standard incerte e/o basate su standard differenti, combinando anche dati di natura fotografica con altri ottenuti con dispositivi CCD. La strumentazione è stata ridotta a due soli telescopi, uno per emisfero: ESO Dutch da 91cm presso La Silla (Chile) e il telescopio Jacobus Kapteyn (1m) dell'Osservatorio Roque de Los Muchachos. Le sessioni di osservazione si sono svolte durante le notti dal 11 al 15 Aprile e dal 23 al 26 Dicembre 1997 per l'emisfero sud e dal 30 Maggio al 2 Giugno 1997 per l'emisfero nord. Sono stati giudicati accettabili per l'analisi solamente 34 dei 69 ammassi osservati, i principali motivi per lo scarto essendo stati la presenza di arrossamento differenziale (vedi Appendice), bassa popolazione, contaminazione del fondo e una cattiva definizione del Ramo Orizzontale o del Ramo delle Giganti. Per ulteriori dettagli sulla calibrazione rimandiamo all'originale.

3.1.2 Misure e stima degli errori

Per la misura nei diagrammi CM osservativi dei parametri morfologici si è proceduto preliminarmente ad un fit delle sequenze. La Sequenza Principale è stata approssimata da una curva calcolata prendendo la mediana della distribuzione in colore in intervalli di magnitudine contenenti un numero fissato di stelle, dipendente dalla popolazione dell'ammasso. Il Ramo delle Giganti è stato approssimato, per magnitudini maggiori di 1 mag rispetto a quella del TO, da una funzione analitica del tipo:

$$V = a + b(V - I) + \frac{c}{[(V - I) - d]} \tag{3.1}$$

con a, b, c, d costanti opportune.

Il Ramo Orizzontale è stato determinato a partire dalla distribuzione di stelle di HB di ogni cluster per confronto con un Ramo Orizzontale di riferimento, definito combinando un HB di un ammasso bimodale (NGC1851) con quelli di due ammassi tipicamente blu e rosso rispettivamente. Questo ha permesso di determinare la luminosità in tutto il ramo orizzontale anche per morfologie estremamente blu o rosse. Ottenuto il fit, la magnitudine del Ramo Orizzontale osservato è stata letta ad un colore corrispondente al punto con (V - I) = 0.2 sull'HB di riferimento. Infine il punto di Turn Off è stato determinato individuando prima il colore e la magnitudine del punto più blu delle curve che approssimano le Sequenze Principali. È stata poi calcolata la media di tutti i punti il cui colore era compreso in un intervallo di 0.01 attorno a questa posizione preliminare.

Come errore sul colore dei Rami delle Giganti è stata considerata la deviazione standard dei residui rispetto alla curva di fit dei colori delle stelle collocate a magnitudini comprese tra 1.5 e 3.5 sopra il TO. Per una stima invece dell'errore sulla determinazione del punto di TO si è proceduto al calcolo di alcune centinaia di diagrammi CM sintetici per ogni ammasso, utilizzando le librerie di isocrone di Padova (Bertelli et al. 1994). Gli errori fotometrici sono stati stimati dalla dispersione osservata nei diagrammi CM attorno alla Sequenza Principale e al SGB e l'unico parametro variabile per uno stesso ammasso è stato il seme del generatore di numeri casuali. La stessa procedura per la determinazione del punto di TO nei diagrammi CM osservati è stata ripetuta per tutti i diagrammi sintetici di ogni ammasso e la deviazione standard dei risultati è stata considerata come l'errore osservativo. L'errore sulla luminosità del Ramo orizzontale è stato valutato con il supporto del Ramo Orizzontale di riferimento già citato, valutando lo spessore dovuto alla presenza di stelle che stanno evolvendo verso la fase di AGB. Si tratta per questo di un limite superiore.

3.1.3 I modelli teorici di riferimento

Per l'interpretazione dei dati delle osservazioni si è fatto riferimento a tre famiglie di isocrone: Straniero et al.,1997 (di seguito SCL97), Cassisi et al., 1998 (C98) e Vandenberg et al., 2000 (V00). Si tratta di modelli teorici completamente indipendenti fra di loro e ottenuti con differenti prescrizioni per le trasformazioni di colore, la correzione bolometrica, l'abbondanza originale di He e metalli, gli input fisici utilizzati, etc. La loro diversità può essere considerata un'indicazione dell'attuale incertezza sulla conoscenza dei meccanismi coinvolti nell'evoluzione di struttura stellari. Sui diagrammi CM sintetici sono stati misurati gli stessi parametri morfologici definiti per i diagrammi osservativi e l'andamento di queste quantità in funzione dell'età e della metallicità è stato modellato con polinomi del terzo ordine[1].

La figura 3.1 illustra l'andamento teorico del parametro Δ(V - I) come funzione del tempo e della metallicità per una delle librerie di isocrone utilizzate, che verrà poi utilizzato per la determinazione delle età relative.

3.1.4 Età relative degli ammassi

In figura 3.2 sono mostrati i risultati con i metodi Δ(V - I) e ΔV (pannello superiore ed inferiore rispettivamente) quando si utilizzano le isocrone di C98. Si vede che il metodo orizzontale indica un gradiente di età in funzione della metallicità, contrariamente a quanto dedotto attraverso il metodo verticale.

[1] un polinomio di grado superiore non introduce miglioramenti, essendo i residui del fit già inferiori agli errori sperimentali

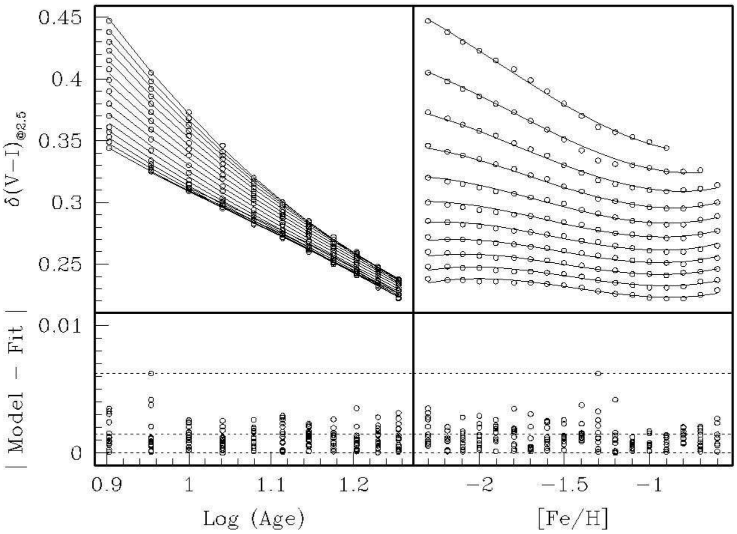

Figura 3.1: Esempio dei fit eseguiti per i modelli di SCL97. I valori misurati sui diagrammi CM prodotti dai modelli per il parametro Δ(V - I) sono fittati in funzione di [Fe/H] e log t. Le curve di fit sono rappresentate come linee continue. I pannelli in basso riportano i residui.

A questo punto occorre fare una piccola digressione sul problema della determinazione teorica delle temperature superficiali delle stelle con convezione esterna. Come noto non è ancora disponibile una trattazione precisa dei meccanismi convettivi negli esterni stellari a causa delle difficoltà nel trattare in maniera rigorosa fenomeni come viscosità, turbolenze ecc... Questo significa che non è ancora possibile predire con precisione il gradiente ambientale nelle zone convettive esterne e quindi la temperatura efficac della stella. Nei modelli stellari viene generalmente adottata una trattazione semplificata detta teoria della "mixing lenght, in cui vengono fatte varie assunzioni semplificative e che dà come risultato una stima dell'efficienza della convezione esterna in dipendenza da un parametro (detto parametro α_{MLT}[2]) che può essere variato entro certi limiti ragionevoli. Il valore di questo parametro viene quindi calibrato in modo da riprodurre la temperatura efficace delle stelle che si vogliono studiare. Non

[2]si assume che il percorso medio di un elemento di convezione sia l = $\alpha_{MLT} \cdot H_p$, dove H_p è l'altezza di scala della pressione, cioè la variazione di raggio per cui la pressione si riduce di un e-mo.

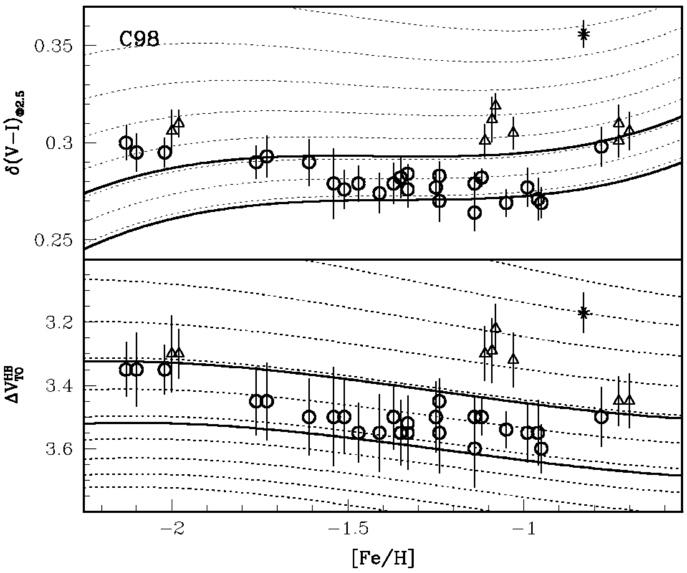

Figura 3.2: I parametri ΔV e Δ(V - I) come misurati nei diagrammi CM osservati in funzione della metallicità. Le linee tratteggiate rappresentano gli andamenti teorici secondo C98 in funzione della metallicità ad età fissata, ad intervalli di 1 Gyr a partire da 18 Gyr in basso. I simboli circolari rappresentano gli ammassi che in seguito verranno considerati coevi; i simboli triangolari gli ammassi che risultano più giovani. L'asterisco rappresenta l'ammasso Pal 12, incluso per confronto ma i cui dati non provengono dalla stessa sessione di misure.

dobbiamo inoltre dimenticare che quello che viene osservato non è la temperatura efficace ma il colore della stella, quindi il passaggio alla temperatura efficace deve appoggiarsi su trasformazioni di colore, che possono essere di natura puramente teorica, semiempirica o completamente empirica ma che comunque presentano incertezze. Dato che la calibrazione di α_{MLT} è puramente empirica non c'è nessuna ragione fisica per cui questo parametro debba essere lo stesso in stelle di metallicità diversa o in fasi evolutive diverse, anzi, dato che le caratteristiche fisiche dell'inviluppo variano con la composizione chimica e con le fasi evolutive, non stupirebbe trovare il contrario. Vari autori indicano infatti la necessità dell'utilizzo di una diversa lunghezza di mescolamento per stelle con caratteristiche diverse. Per interpretare questo risultato notiamo innanzitutto che il metodo orizzontale richiederebbe che le isocrone utilizzate come supporto teorico fossero calibrate in maniera tale da riprodurre ad una data metallicità il colore del Ramo delle Giganti; cioè l'efficienza della convezione esterna dovrebbe essere calibrata al colore del Ramo delle Giganti in dipendenza dalle trasformazioni di colore adottate. Questo spesso non avviene, specialmente in database di tracce evolutive. Infatti dato che è noto che fittare il colore del Ramo delle Giganti Rosse non aggiunge niente alla conoscenza fisica dell'ammasso (dato che, come abbiamo visto, si tratta solo di aggiustare il parametro di efficienza della convezione esterna) vari autori che creano estesi database di tracce/isocrone preferiscono eseguire tutti i calcoli con la stessa lunghezza di mescolamento. È però ovvio che tali database non possono essere utilizzati per calcoli di colori integrati e per tutte quelle applicazioni in cui si richiede un fit preciso del ramo delle giganti rosse. L'assunto valore della lunghezza di mescolamento non influenza invece in nessun modo la determinazione delle età tramite il metodo verticale, dato che né la luminosità delle stelle al TO, né quella di ramo orizzontale sono influenzate dall'efficienza della convezione esterna. Nel caso specifico le isocrone C98, sono state tutte calcolate con α_{MLT}=1.6 (per facilitare il confronto con calcoli precedenti di altri autori) e quindi con le trasformazioni di colore utilizzate (le recenti Castelli et al. 1997) non riproducono il colore del ramo delle giganti rosse. Non stupisce quindi la discrepanza tra i risultati del metodo ΔV (che può essere utilizzato con queste isocrone) e quelli del metodo Δ(V-I) il cui utilizzo con queste isocrone è dubbio. Notiamo inoltre che anche in presenza di un accordo tra l'andamento con la metallicità dei risultati dei parametri ΔV e Δ(V-I) l'utilizzo per il metodo Δ(V-I) di isocrone non calibrate al colore del ramo orizzontale non permette di valutare la precisione dei risultati ottenuti. Le altre famiglie di isocrone considerate utilizzano, come in C98, la teoria della "mixing length" per la trattazione della convezione esterna, con criteri di scelta per il valore del parametro α_{MLT} però diversi. Relativamente alle famiglie di isocrone SCL97, la calibrazione del parametro α_{MLT} è stata condotta non sul colore del Ramo delle Giganti ma sulla pendenza della Sequenza Principale. In V00 invece la scelta del valore per α_{MLT} è stata dettata dai requisiti per un fit di un modello solare standard. In entrambe i casi il valore è stato mantenuto costante al variare della composizione chimica e dell'età. Risultati recenti (Cariulo et al. 2004) confermano attraverso un fit del RGB di vari ammassi globulari della Galassia la costanza del valore del parametro α_{MLT} nell'intervallo di metallicità Z $\sim$ $10^{-4} \div 10^{-3}$. Tuttavia per utilizzare il metodo Δ $(V-I)$ su un ampio range di metallicità con colori del Ramo delle Giganti non calibrati è necessario assumere che la variazione del colore dell'RGB dovuta all'età sia indipendente dal valore di α_{MLT}.

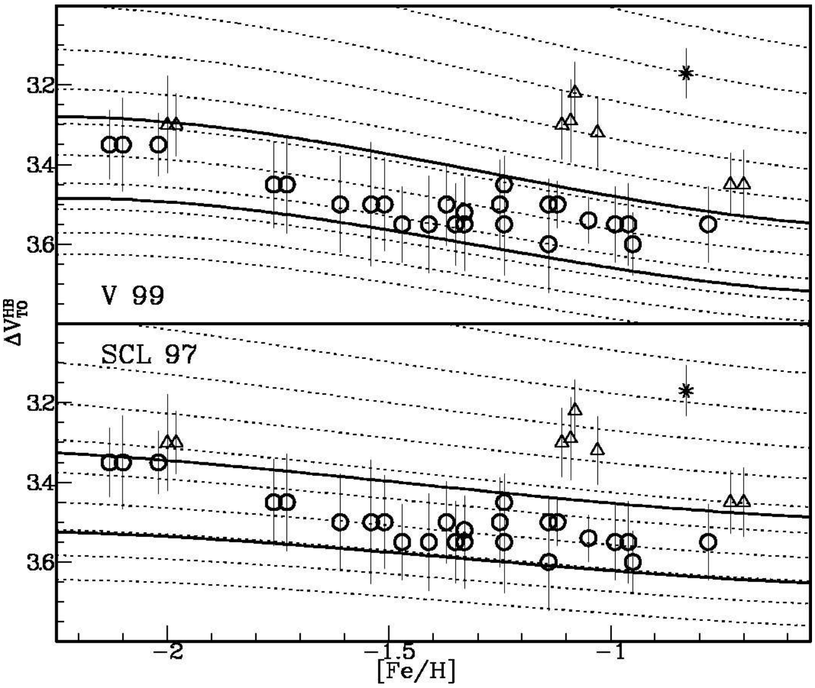

Figura 3.3: Il parametro ΔV come misurato nei diagrammi CM osservati in funzione della metallicità. Le linee tratteggiate rappresentano le isocrone per i modelli teorici, spaziate di 1 Gyr.

La figura 3.3 illustra l'andamento delle età degli ammassi in funzione della metallicità come dedotte attraverso il metodo verticale, relativamente alle isocrone di SCL97 e V00. Le linee tratteggiate rappresentano il luogo dei punti ad età costante ricavati dalle isocrone teoriche al variare del contenuto in metalli. L'autore ha quindi identificato un insieme di ammassi coevi: è stata calcolata la curva a età costante che meglio fitta l'intero campione ed è stato dedotto il ΔV corrispondente. Un ammasso rientra nell'intervallo di "coevità" se il suo valore misurato di ΔV è compreso all'interno di una deviazione standard da quest'ultimo. Sono anche indicate le isocrone corrispondenti.

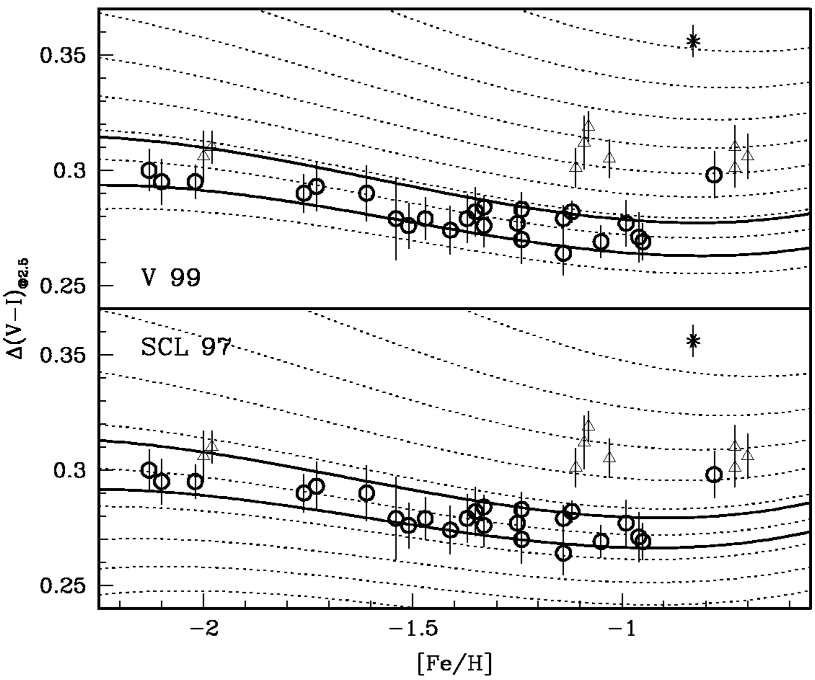

Figura 3.4: Il parametro Δ(V - I) come misurato nei diagrammi CM osservati in funzione della metallicità. Le linee tratteggiate rappresentano le isocrone per i modelli teorici, spaziate di 1 Gyr.

In figura 3.4 è illustrato l'andamento dell'età degli ammassi come invece dedotto dal parametro Δ(V - I). Il significato dei simboli grafici è analogo.

Esaminando i dati si nota che la maggior parte degli ammassi sono distribuiti in un range molto ristretto di valori di ΔV e $\Delta(V-I)$ e quindi di età, con un gruppo relativamente più giovane a metallicità intermedie. È anche presente un gruppo di ammassi a grande metallicità che risultano giovani, ma non hanno una controparte di metallicità analoga all'interno del sottoinsieme degli ammassi coevi. Relativamente a questi ultimi il risultato quindi non è facilmente interpretabile, anche in considerazione del fatto che esistono difficoltà note nei modelli di stelle ad elevata metallicità (vedi Stetson et al., 1996). Da notare anche come il criterio scelto individui come coevi lo stesso insieme di ammassi, per entrambe le librerie di isocrone. Inoltre il risultato non dipende entro certi limiti dalla particolare scelta del coefficiente della relazione fra metallicità e luminosità dell'HB. L'ampiezza degli errori è come già accennato sensibilmente inferiore per il metodo Δ(V -I).

3.2 Salaris & Weiss, 2002

3.2.1 I dati

La base osservativa di questo lavoro è costituita da un campione di 55 ammassi, di cui quelli esaminati in Rosenberg et al. 1999 (in seguito R99) costituiscono un sottoinsieme. I valori per la differenza in magnitudine nel visibile tra Ramo Orizzontale e Turn Off e la differenza in colore tra TO e Ramo delle Giganti sono quelle riportate in R99 per gli ammassi in comune. Per i rimanenti gli autori fanno riferimento ai dati pubblicati in letteratura negli ultimi 5 anni, in particolare Salaris & Weiss 1998 (SW98).

3.2.2 I modelli teorici

Le isocrone utilizzate per il confronto con i diagrammi CM osservativi sono quelle pubblicate dagli stessi autori in SW98 e Salaris & Weiss, 1999. Ai fini della nostra discussione citiamo la scelta per le trasformazioni di colore, rimandando ai lavori originali per ulteriori dettagli: per gli indici di colore V - I è stata usata una combinazione delle trasformazioni di Bessel et al. (1998) per la Sequenza Principale e von Braun et al. (1998) per l'RGB. Anche in questo caso la trattazione scelta per la convezione esterna è quella secondo la teoria della "mixing length". È stato adottato un valore per il parametro α_{MLT} di 1.80, in grado di riprodurre sia un modello solare standard che gli RGB di un campione scelto di ammassi globulari Le magnitudini adottate per i Rami Orizzontali sono quelle ottenute in Carretta et al. (2000), sono quindi in generale circa 0.13 mag più luminose di quelle utilizzate in R99.

3.2.3 Il metodo di datazione

Gli autori utilizzano una combinazione dei metodi fin qui illustrati, principalmente al fine di ridurre gli effetti della metallicità e contenere le incertezze quando vengano coinvolte grandezze che ne dipendono in maniera ancora non completamente compresa dalla teoria. Il campione di ammassi viene suddiviso in intervalli di metallicità utilizzando i valori per [Fe/H] forniti da Rutledge et al. (1997), quindi gli stessi adottati da R99. Per gli ammassi non compresi si è proceduto ad una trasformazione nella scala di metallicità di Rutledge utilizzando la formula data in Carretta & Gratton (1997). All'interno di ogni intervallo è stato selezionato un ammasso di riferimento con un HB ben popolato nella sua parte rossa ed è stata determinata la sua età dal parametro ΔV tramite le isocrone. Successivamente l'età degli altri ammassi compresi nell'intervallo di metallicità considerato è stata ottenuta differenzialmente utilizzando la variazione in Δ(V - I) e le isocrone. Il metodo qui utilizzato è preferibile in linea di principio rispetto a quello impiegato in R99, perchè il metodo $\Delta\ V$ è applicato su ammassi ben osservati ed il $\Delta\ (V - I)$ in un intervallo ristretto di metallicità.

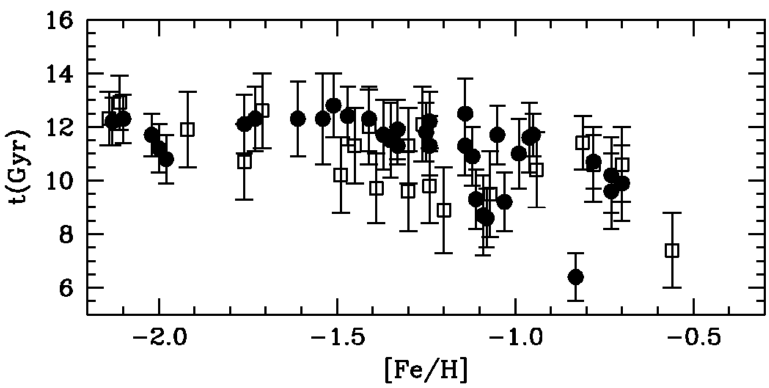

Figura 3.5: Distribuzione delle età (in Gyr) in funzione della metallicità. I simboli pieni corrispondono agli ammassi presenti anche nel campione di R99, mentre quelli aperti ai rimanenti.

In figura 3.5 è mostrato l'andamento dell'età in funzione della metallicità per l'intero campione, evidenziando però il sottoinsieme in comune con R99. Anche qui è presente indicativamente un gruppo di ammassi a metallicità intermedie relativamente più giovani rispetto ai rimanenti, sostanzialmente coevi ad un'età di circa 12 Gyr. Nel caso di ammassi non di riferimento l'errore è stato stimato sommando in quadratura l'errore nell'età dell'ammasso di riferimento corrispondente (determinato dall'errore in ΔV e da quelli interni alla scala di metallicità) e quello determinato dall'incertezza in Δ(V -I).

1

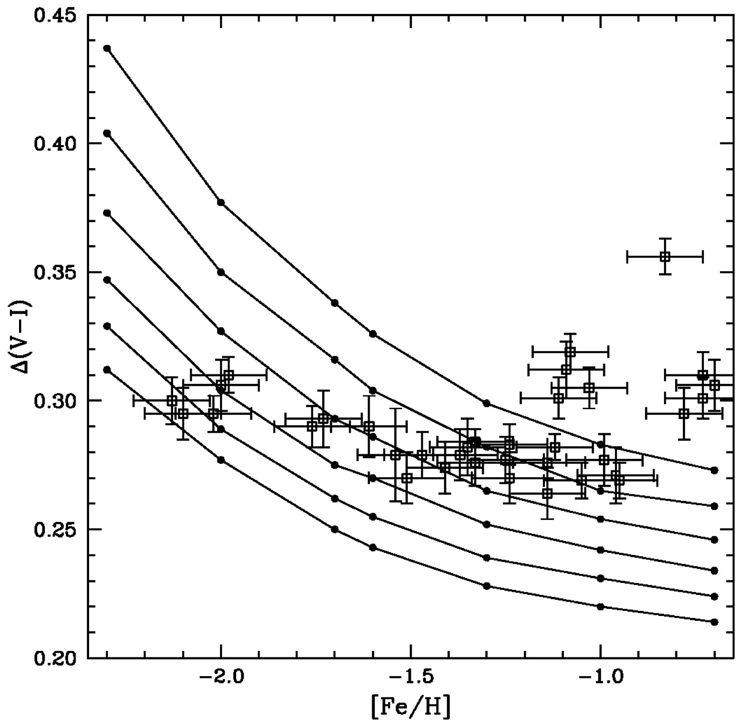

Figura 3.6: Andamento dell'indicatore $\Delta(V-I)$ per i 35 ammassi di R99 rispetto alle isocrone utilizzate in Salaris et. al. (2002). Le isocrone plottate sono quelle dell'intervallo 14-9 Gyr, dal basso. Le trasformazioni di colore impiegate sono quelle di Weiss & Salaris (1999).

La distribuzione delle età viene valutata anche utilizzando il parametro Δ(V - I) su tutto l'intervallo di metallicità, analogamente a quanto fatto in R99. I risultati sono mostrati in figura 3.6 e confermano i dubbi già avanzati sulla validità dell'applicazione del metodo orizzontale su un intervallo esteso di metallicità. Quello che in R99 era il gruppo di ammassi coevi ora presenta un gradiente di età e un allargamento di circa

3 Gyr. L'effetto è dovuto ad una variazione in Δ(V - I) di solo 0.05 mag ed è più pronunciato alle basse metallicità.

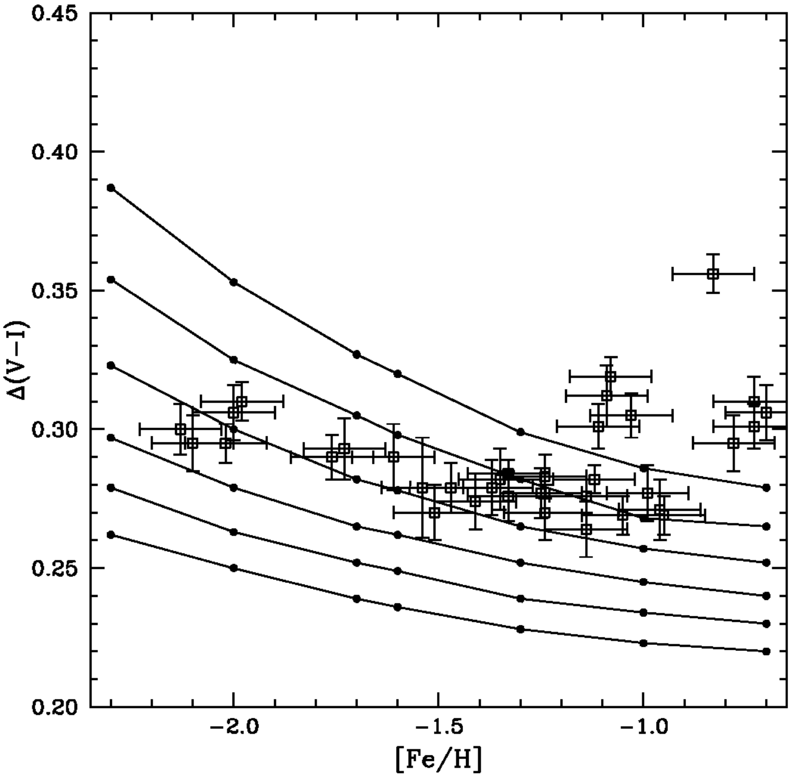

Figura 3.7: Come in figura 3.6 ma con le trasformazioni di colore di Alonso et al. (1999).

Utilizzando per le isocrone le trasformazioni descritte in Alonso et al. 1999, si ottengono invece i risultati di figura 3.7. Nonostante sia sempre presente un gradiente di età, l'allargamento è ora ridotto a circa 1.5 Gyr ed è compatibile entro gli errori con quanto ottenuto limitando invece in metallicità l'intervallo di utilizzo.

3.3 Discussione dei risultati

La diversità dei risultati dei lavori cui si è fatto riferimento sostanzialmente confermano le incertezze già indicate presenti nei modelli teorici: la base osservativa è infatti largamente coincidente. C'è una sostanziale convergenza dei risultati sulle età relative degli ammassi, tra la determinazione attraverso il solo parametro ΔV e quando questo viene utilizzato in combinazione con Δ(V - I) in intervalli ristretti di metallicità. L'accordo viene meno quando si considera il parametro Δ(V - I) in range estesi di metallicità. Non c'è invece accordo in generale nella valutazione delle età assolute. Questo costituisce una conferma di tutte le incertezze presenti nei modelli teorici discusse nel Cap. 2. In R99 infatti i valori ottenuti per l'età media del campione per le due librerie di isocrone sono rispettivamente 14.3 Gyr per i modelli di V00 e 14.9 Gyr per quelli da SCL97, ma gli stessi valori per il parametro ΔV, quando intepretati attraverso la libreria di isocrone di SW98, forniscono un'età media di 11.7 Gyr, sia attraverso un'applicazione ortodossa del metodo ΔV che con la versione ibrida ΔV/Δ(V - I) scelta dagli autori. Esiste sostanziale disaccordo anche internamente alla stessa libreria di isocrone per i modelli di V00 e SCL97 tra l'età valutata attraverso il parametro ΔV e quella valutata attraverso Δ(V - I). Le età medie del campione secondo il metodo orizzontale sono 13.1 Gyr e 16.4 Gyr per i modelli di SCL97 e V00, rispettivamente. Da notare come la variazione rispetto all'età media calcolata col metodo verticale sia in direzioni opposte per le due famiglie di isocrone. Vengono confermate anche le diverse entità per gli errori osservativi quando si considerino differenze di luminosità per il TO piuttosto che di colore, con il metodo verticale afflitto da incertezze sulle grandezze utilizzate di entità circa doppia rispetto al metodo orizzontale. In particolare Salaris & Weiss pone soprattutto in evidenza la dubbia correttezza di un utilizzo del parametro Δ(V - I) su un intervallo esteso di metallicità.

Appendice A

A.1 Osservabili ed emissività stellare

La radiazione emessa dalle superfici stellari approssima in generale distribuzioni di corpo nero di varia temperatura: in questo senso si parla di temperatura della radiazione e delle superfici stellari. Dalla legge di Stefan-Boltzmann è possibile definire la *temperatura efficace* :

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 \tag{A.1}$$

dove L é il flusso della radiazione uscente dalla stella e R è il raggio della struttura stellare.

La radiazione osservata viene in genere misurata secondo la scala delle magnitudini:

$$\Delta\ m_\lambda = -2.5 log \frac{I_\lambda}{I_{\lambda,std}} \tag{A.2}$$

dove $I_{\lambda,std}$ è un'intensità di riferimento e I_λ è il flusso misurato dall'osservatore. Il valore è relativo ad una certa banda dello spettro, ad esempio quella definita dal filtro Johnson del visibile. La scelta del coefficiente del logaritmo è tale da riprodurre l'antica classificazione ad occhio nudo.

Si definisce anche una *magnitudine bolometrica,*definita come la magnitudine che avrebbe una stella se la sua radiazione venisse raccolta su tutto il suo spettro di emissione, quindi anche quella che non dovesse giungere allo strumento di misura o cadesse al di fuori della sua accettanza. Si usa così porre:

$$m_{bol} = m_v + BC \tag{A.3}$$

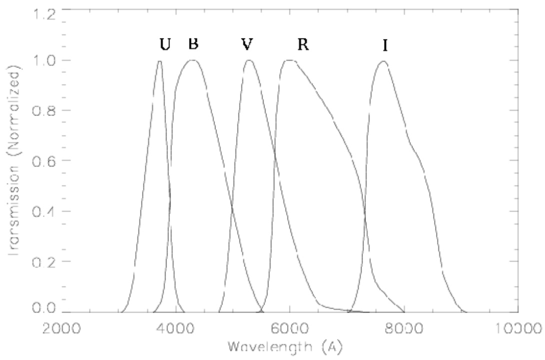

Figura A.1: Curve di trasmittanza del sistema (fotoelettrico) di Morgan e Johnson

Una classificazione molto usata è quella di Johnson (figura A.1).

Il rapporto dei flussi in due diverse bande costituisce un *indice di colore.* Dalla teoria del corpo nero si deduce che al crescere della temperatura crescono i rapporti tra i flussi raccolti nelle bande U, B e B, V e diminuiscono quindi i valori dei due indici. Una formulazione della relazione tra temperature efficaci e colori è compito delle teorie delle atmosfere stellari e delle loro proprietà radiative.

La radiazione di origine stellare può subire durante il suo percorso fenomeni di assorbimeto in seguito alla presenza di materia interstellare (gas, polveri, grani).Per masse sufficientemente grandi ($M \gtrsim 2M_\odot$) i tempi evolutivi in questa fase sono relativamente brevi quindi il SGB è poco popolato in ammassi abbastanza giovani da avere ancora stelle di tali masse in questa fase.

L'assorbimento è funzione della lunghezza d'onda della radiazione ed è più rilevante alle alte frequenze, da cui il termine arrossamento. L'effetto è quello di una variazione dell'indice di colore della radiazione.

A.2 Trasformazioni di colore

Con il termine trasformazioni di colore si indicano le relazioni utilizzate per convertire temperatura efficace (T_e)e magnitudine bolometrica nelle grandezze effettivamente osservate: indici di colore e magnitudine in una data banda. Tali relazioni non sono indispensabili solamente per l'interpretazione dei diagrammi HR in termini di isocrone teoriche, ma anche nella determinazione delle abbondanze degli elementi nelle atmsfere stellari.

Un approccio puramente teorico al problema prevede la costruzione di modelli stellari a partire da modelli di atmosfera. Automaticamente si ottiene una calibrazione di T_e relativamente alla composizione chimica (Z e Y) e agli indici di colore. Le incertezze presenti in tale metodo sono quelle legate all'equazione di stato e alla scarsa conoscenza delle atmosfere stellari. Esistono anche procedure semiempiriche che consentono di dedurre le relazioni cercate da un fit di un campione di stelle osservate e per le quali le incertezze legate all'utilizzo di particolari modelli stellari sono minime rispetto a quelle inerenti il fit. Un metodo molto diffuso ad esempio consiste inizialmente in una stima della temperatura efficace della stella attraverso un modello teorico dell'atmosfera (Blackwell et al. ,1990). Questa fase ha l'importante proprietà di non essere molto sensibile al particolare valore della metallicità o della gravità superficiale. Si procede poi da tutto il campione così costruito con un fit polinomiale e si ricava la relazione che lega T_e alla metallicità e agli indici di colore, che può essere del tipo:

$$\frac{1}{T_e} = a + b(B-V) + c(B-V)^2 + d(B-V)[Fe/H] + e[Fe/H] + f[Fe/H]^2 \quad \text{(A.4)}$$

Il metodo è comunque limitato in validità a particolari intervalli di temperatura, metallicità ed indici di colore.

Bibliografia

[1] Alonso A., Arribas S., Martinez-Rogers C., 1999, A&AS, 140, 261

[2] Bertin G., Dynamics of Galaxies, 2000, Cambridge University Press, Cambridge

[3] Cariulo P., Degl'Innocenti S., Castellani V., 2004 A&A in pubblicazione

[4] Carretta E., Gratton R., 1997, A&AS, 121, 95

[5] Carretta E., Gratton R., Clementini G., Fusi Pecci F., 2000, ApJ, 215

[6] Cassisi S., Castellani V., Degl'Innocenti S., Salaris M., Weiss A., 1998, A&A, 129, 267

[7] Cassisi S., Castellani V., Degl'Innocenti S., Weiss A., 1998, A&AS, 129, 267

[8] Castellani V., Degl'Innocenti S., 1999, A&A, 344, 492

[9] Rosenberg A., Saviane I., Piotto G., Aparicio A., Zaggia S. 1998a, AJ, 115, 648

[10] Rosenberg A., Piotto G., Saviane I., Aparicio A., Gratton R.,1998b, AJ, 115, 658

[11] Rosenberg A., Saviane I., Piotto G., Held E. V., 1998c, A&A, 339, 61

[12] Rosenberg A., Saviane I., Piotto G., Aparicio A., 1999, AJ, 118, 2306

[13] Rutledge G. A., Hesser J. E., Stetson P. B., 1997, PASP, 109, 907

[14] Salaris M., Weiss A., 2002, A&A, 338, 492

[15] Salaris M., Weiss A., 1998, A&A, 335, 943

[16] Salaris M., Weiss A., 1999, A&A, 346, 897

[17] Sarajedini A., Chaboyer B., Demarque P., 1997, PASP 109, 1321

[18] Saviane I., Rosenberg A., Piotto G., 1997. In R.T. Rood & A. Renzini (eds.) Advances in Stellar Evolutin, Cambridge University Press, Cambridge, p. 65

[19] Stetson P. B., VandenBerg D. A., Bolte M. 1996, PASP, 108, 560

[20] Straniero O., Chieffi A., Limongi M., 1997, ApJ, 490, 425

[21] Vandenberg D. A., Swenson F. J., Rogers F. J., Iglesias C. A., Alexander D. R., 2000

[22] VandenBerg D. A., 2000, The Galxies of the Local Group, Cambridge University Press