
VI Escuela
“ La Hechicera ”
Relatividad, Campos y
Astrofísica

**Gustavo Bruzual A.
Juan García-Bellido
Esteban Roulet**

**Universidad de Los Andes
Facultad de Ciencias
Mérida, Venezuela**

Noviembre, 2000

Editores:
Héctor Rago — Nelson Pantoja

Diagramación:
Mayerlin Uzcátegui

Portada:
Héctor Acosta

Impresión:
Digital Impresos

Todos los derechos reservados.
Prohibida su reproducción total y/o parcial
por cualquier medio, salvo para fines académicos,
sin previa autorización de los editores.

©2000

“HECHO EL DEPOSITO DE LEY” #07420005302487
ISBN 980-292-857-7

Escuela "La Hechicera", Relatividad, Campos y Astrofísica

Prefacio

El presente volumen recoge las notas de los cursos impartidos durante la VI Escuela “La Hechicera”, llevada a cabo entre el 05 y el 10 de noviembre del 2000, en la Facultad de Ciencias de la Universidad de Los Andes, Mérida, Venezuela.

La cosmología fue en esta oportunidad el tema central de la escuela y los profesores invitados a dictar los cursos fueron: Gustavo Bruzual A. (Centro de Investigaciones de Astronomía, Venezuela), Juan García-Bellido (Universidad Autónoma Cantoblanco, España) y Esteban Roulet (Universidad Nacional de La Plata, Argentina).

Agradecimientos

Los miembros del comité organizador de la VI Escuela, Alejandra Melfo (Coordinador), Adel Khoudeir, Nelson Pantoja, Héctor Rago (Universidad de Los Andes), Pio Arias (Universidad Central de Venezuela), Willians Barreto (Universidad de Oriente) y Jorge Stephany (Universidad Simón Bolívar), desean expresar su agradecimiento a la Universidad de Los Andes (ULA), al Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Tecnológicas (CONICIT) y a Fundacite Mérida, por el patrocinio y soporte financiero. También agradecemos la invaluable ayuda prestada por Dalia Marquez en todas aquellas cuestiones no científicas vinculadas a la organización de la escuela y a Mayerlin Uzcátegui por la diagramación de este libro.

El Comité Organizador

Índice General

I Poblaciones estelares en galaxias cercanas y lejanas. <i>Gustavo Bruzual A.</i>	1
1 Introducción	5
2 El problema de la síntesis de poblaciones estelares	7
3 El algoritmo de síntesis de isocronas	11
4 Modelos evolutivos de síntesis de poblaciones estelares	13
5 Ingredientes estelares	15
6 Evolución espectral a metalicidad constante	17
7 Propiedades de galaxias y metalicidad estelar	21
8 Calibración de los modelos en el diagrama C-M	25
9 Diagramas color-magnitud observados y espectros integrados	29
10 Comparación de espectros modelo y observados	33
10.1 Metalicidad solar	33
10.2 Metalicidad diferente a solar	35
11 Fuentes de incertidumbre en modelos de síntesis de poblaciones	41
11.1 Incertidumbre en la astrofísica de la evolución estelar	41
11.2 Energética de poblaciones estelares modelo	41
11.3 Incertidumbre en la FMI estelar	43
11.4 Bibliotecas estelares	43
11.5 Diferencias en composición química	45
11.6 Historia diferente de evolución química	45
11.7 Evolución en el sistema del observador y época cosmológica	46
12 Resumen y Conclusiones	65
Bibliografía	67

II Astroparticle Physics and Cosmology.*Juan García-Bellido***71****13 General Introduction****75****14 Introduction to Big Bang Cosmology****77**

14.1 Friedmann–Robertson–Walker universes	77
14.2 The expansion of the universe	78
14.3 The matter and energy content of the universe	79
14.4 Mechanical analogy	81
14.5 Thermodynamical analogy	82
14.6 Brief thermal history of the universe	83
14.7 Primordial nucleosynthesis and light element abundance	84
14.8 Neutrino decoupling	86
14.9 Matter-radiation equality	86
14.10 Recombination and photon decoupling	87
14.11 The microwave background	87
14.12 Large-scale structure formation	89

15 Determination of Cosmological Parameters**93**

15.1 The rate of expansion H_0	95
15.2 Gravitational lensing	96
15.3 Sunyaev-Zel'dovich effect	97
15.4 Cepheid variability	98
15.5 The matter content Ω_M	98
15.6 Luminous matter	99
15.7 Rotation curves of spiral galaxies	99
15.8 Microlensing	100
15.9 Virial theorem and large scale motion	103
15.10 Baryon fraction in clusters	104
15.11 Structure formation and the matter power spectrum	104
15.12 Cluster abundance and evolution	105
15.13 Summary of the matter content	106
15.14 Massive neutrinos	107
15.15 Weakly Interacting Massive Particles	109
15.16 The cosmological constant Ω_Λ	111
15.17 The spatial curvature Ω_K	114
15.18 The age of the universe t_0	114

16 The inflationary Paradigm**117**

16.1 Shortcomings of Big Bang Cosmology	117
16.2 The Flatness Problem	118
16.3 The Homogeneity Problem	119
16.4 Cosmological Inflation	119
16.5 Homogeneous scalar field dynamics	122

16.6	The origin of density perturbations	123
16.7	The anisotropies of the microwave background	124
16.8	Acoustic oscillations in the plasma	124
16.9	The Sachs-Wolfe effect	125
16.10	The consistency relation	127
16.11	The acoustic peaks	128
16.12	The new microwave anisotropy satellites, MAP and Planck	130
16.13	From metric perturbations to large scale structure	131
16.14	The galaxy power spectrum	132
16.15	The new redshift catalogs, 2dF and Sloan Digital Sky Survey	133
17	Conclusions	137
	Bibliography	141
III	Lensing phenomena in the Universe.	
	<i>Esteban Roulet</i>	147
18	Gravitational lensing	151
18.1	Historical remarks	151
18.2	The dark matter problem	154
18.3	Gravitational lensing formalism	155
18.4	Gravitational macrolensing	158
18.5	Microlensing in the Local Group	161
18.5.1	Microlensing expectations	165
18.5.2	First microlensing results and their interpretation	166
18.5.3	The second period (1996-2000)	167
18.5.4	Recent developments	169
19	Magnetic lensing of UHE cosmic rays	173
19.1	The cosmic ray puzzles	173
19.2	Magnetic lensing effects	176
	Bibliography	181

Parte I

Poblaciones estelares en galaxias cercanas y lejanas

Gustavo Bruzual A.

Centro de Investigaciones de Astronomía (CIDA)

A.P. 264, Mérida, Venezuela

e-mail: bruzual@cida.ve

Resumen

En estas notas hago una revisión acerca de las suposiciones básicas detrás de los modelos de síntesis de poblaciones estelares y evolución espectral de galaxias. Se introduce el algoritmo de síntesis de isocronas como una herramienta para solucionar los problemas numéricos que surgen cuando las técnicas anteriores de síntesis de poblaciones son utilizadas para estudiar sistemas con tasas de formación estelar truncadas o que cambian abruptamente en el tiempo. Se presenta un resumen de las aplicaciones de este algoritmo al modelaje de espectros de galaxias realizadas por Bruzual y Charlot (1993, 2000). Realizo una comparación de las predicciones de estos modelos con espectros observados de sistemas estelares de diversas edades y metalicidades. Se argumenta que modelos construidos usando ingredientes diferentes, difieren en la predicción de cantidades fundamentales (e.g. M/L_V), y que estas diferencias pueden ser entendidas sin necesidad de invocar la violación de principios físicos. El intervalo de colores permitido por estos modelos en el sistema de referencia del observador es explorado en detalle. Se supone que el lector tiene acceso a la literatura referente a conceptos astronómicos básicos no cubiertos en estas notas. Se recomienda la lectura previa de Gallego (1999).

Introducción

La distribución de las poblaciones estelares presentes en una galaxia es función del tiempo. Por ello, el número de estrellas de un tipo espectral, clase de luminosidad y contenido metálico dados, cambia a medida que la galaxia envejece. En las galaxias tempranas (E/S0) la mayoría de las estrellas se formaron durante o muy poco tiempo después del colapso inicial que dio origen a la galaxia, y la población estelar simplemente envejece a medida que transcurre el tiempo. La abundancia química en estos sistemas debe haber alcanzado el valor observado en sus estrellas muy rápidamente durante el proceso de formación de la galaxia, ya que la mayoría de las galaxias E/S0 no muestra evidencia de eventos mayores de formación estelar reciente. En las galaxias tardías la población estelar igualmente envejece, pero la población estelar es renovada por la formación continua de un número significativo de estrellas. Dependiendo de la tasa de formación estelar, $\Psi(t)$, la edad promedio de las estrellas en una galaxia tardía puede hasta disminuir cuando la galaxia envejece. En general, en los sistemas tardíos el contenido de elementos pesados de las estrellas y del medio interestelar es una función creciente del tiempo. $\Psi(t)$ puede también aumentar sobre su valor típico debido a interacciones entre dos o más galaxias o con el medio ambiente.

Como una consecuencia del envejecimiento de la población estelar, o de su rejuvenecimiento en el caso de galaxias con una $\Psi(t)$ alta en épocas recientes, la distribución espectral de la luz emitida por una galaxia en su sistema de referencia es una función de su tiempo propio. Las propiedades observables, tales como magnitud y colores fotométricos, índices de intensidad de líneas, contenido metálico de gas y estrellas jóvenes, dependen por tanto de la época en la cual observamos a una galaxia dada en su sistema de referencia. Esta evolución *intrínseca* no debe ser confundida con la evolución *aparente* producida por el desplazamiento al rojo cosmológico z . Ambos efectos pueden ser igualmente significativos en galaxias lejanas.

Para detectar la evolución espectral en una muestra de galaxias debemos (a) cuantificar la cantidad de evolución esperada entre la épocas t_1 y t_2 , y (b) diseñar experimentos (observaciones) que revelen esta cantidad de evolución, si es que está presente en la muestra. Los modelos de síntesis de poblaciones estelares permiten predecir la cantidad de evolución esperada bajo diferentes escenarios y nos permiten juzgar la factibilidad de medirla. En el caso ideal (Aragón-Salamanca et al. 1993; Stanford et al. 1995; Bender et al. 1996), la evolución espectral se mide simplemente comparando espectros de galaxias obtenidos de tal manera que el mismo intervalo de longitud de onda en el sistema de referencia es observado en todas las galaxias, independientemente del valor de z . En este caso no hay necesidad de aplicar la corrección- k (incierto y no siempre conocida) para transformar todos los espectros considerados a una escala de longitud de onda común. Alternativamente, si este método no puede ser aplicado, e.g. cuando estudiamos muestras grandes de galaxias débiles (Gallego 1999), uno puede utilizar modelos que contemplen diferentes grados de evolución (incluyendo ninguna) para derivar indirectamente la cantidad de evolución consistente con los datos (Pozzetti et al. 1996; Metcalfe et al. 1996). Claramente, el primer método debe preferirse siempre que sea posible. En todos los casos debemos descartar posibles desviaciones de la evolución natural o pasiva de la población estelar en alguna de las galaxias bajo estudio inducidas, por ejemplo, por interacciones con otras galaxias o con el medio ambiente en cúmulos de galaxias, etc.

La gran cantidad de datos astrofísicos (observacionales y teóricos) disponibles actualmente ha permitido construir diferentes conjuntos completos de modelos de síntesis de poblaciones estelares. Las predicciones de estos modelos

han sido utilizadas para estudiar muchos tipos de sistemas estelares, desde galaxias normales locales hasta las galaxias mas lejanas descubiertas hasta ahora (z entre 4 y 5), desde cúmulos globulares en nuestra galaxia a proto-cúmulos globulares en formación en diferentes ambientes en galaxias lejanas en interacción. En estas notas se presenta un resumen de los resultados de los modelos de síntesis de poblaciones estelares aplicables directamente a la interpretación de espectros de galaxias.

El problema de la síntesis de poblaciones estelares

La teoría de evolución estelar nos proporciona las funciones $T_{eff}(m, Z, t)$ y $L(m, Z, t)$, las cuales describen el comportamiento en el tiempo t de la temperatura efectiva T_{eff} y la luminosidad L de una estrella de masa m y abundancia de elementos pesados (conocida como *metalicidad*) Z . Para m y Z fijos, $L(t)$ y $T_{eff}(t)$ describen paraméricamente la trayectoria o camino que describen durante su evolución en el diagrama HR las estrellas de esta masa y metalicidad. La función de masa inicial (FMI), $\phi(m)$, indica el número de estrellas de masa m que nacen en el momento de formarse una población estelar. La tasa de formación estelar (TFE), $\Psi(t)$, da la cantidad de masa de gas transformada en estrellas por unidad de tiempo y distribuidas en masa de acuerdo a $\phi(m)$. La ley de enriquecimiento químico, $Z(t)$, también es proporcionada por la teoría de evolución estelar. Con estas definiciones, el problema de la síntesis de poblaciones estelares puede plantearse como sigue. Dado un conjunto completo de trayectorias evolutivas y las funciones $\phi(m)$ y $\Psi(t)$, calcule el número de estrellas que se encuentran en cada estado evolutivo en el diagrama HR en función del tiempo. Para resolver este problema exactamente, necesitamos conocimiento adicional acerca de la función de enriquecimiento químico, $Z(t)$, la cual nos proporciona la evolución en el tiempo de la composición química del gas a partir del cual se forman las sucesivas generaciones de estrellas en una galaxias dada. Por simplicidad, se supone comúnmente que $\phi(m)$ y $\Psi(t)$ son independientes de $Z(t)$, aun y cuando se reconoce que en sistemas estelares reales estas tres funciones pueden estar relacionadas. El problema de evolución espectral puede resolverse trivialmente una vez que el problema de síntesis de poblaciones estelares es resuelto, siempre y cuando conozcamos la distribución espectral de energía (DEE) en cada punto en el diagrama HR que representa un estado posible en nuestro conjunto de trayectorias evolutivas. La discusión que sigue está basada en el trabajo de Charlot y Bruzual (1991, en lo sucesivo CB91) y Bruzual y Charlot (1993, en lo sucesivo BC93) y revisiones de este trabajo. A menos que se indique lo contrario, ignoraré la evolución química y supondré que en todo instante las estrellas se forman con igual metalicidad, $Z(t) = \text{constante}$, y la misma $\phi(m)$.

Sea N_i^o el número de estrellas de masa M_i que nacen cuando un brote instantáneo de formación estelar ocurre en $t = 0$. Esta clase de población estelar formada en un brote de duración cero ha sido llamada Población Estelar Simple (PES o SSP en inglés, Renzini 1981). Cuando observemos a esta población en un instante posterior, veremos a las estrellas recorriendo la trayectoria evolutiva correspondiente a su masa. Si las estrellas viven en el k -ésimo estado evolutivo desde el tiempo $t_{i,k-1}$ hasta el tiempo $t_{i,k}$, entonces en el tiempo t el número de estrellas de esta masa que pueblan el k -ésimo estado es simplemente

$$N_{i,k}(t) = \begin{cases} N_i^o, & \text{si } t_{i,k-1} \leq t < t_{i,k}; \\ 0, & \text{de lo contrario.} \end{cases} \quad (2.1)$$

Para una TFE arbitraria, $\Psi(t)$, calculamos el número de estrellas $\eta_{i,k}(t)$ de masa M_i en el k -ésimo estado evolutivo a partir de la siguiente integral de convolución

$$\eta_{i,k}(t) = \int_0^t \Psi(t-t') N_{i,k}(t') dt', \quad (2.2)$$

la cual utilizando 2.1 puede escribirse como

$$\eta_{i,k}(t) = N_i^o \int_{t_{i,k-1}}^{\min(t, t_{i,k})} \Psi(t-t') dt'. \quad (2.3)$$

De 2.3 vemos que la afirmación frecuente de “que el número esperado de estrellas en una posición dada en el diagrama HR es proporcional al intervalo de tiempo que vive la estrella en esta posición”, i.e.

$$\eta_{i,k} \propto N_i^o (t_{i,k} - t_{i,k-1}), \quad (2.4)$$

es exacta sólo para $\Psi(t)$ constante. Para una TFE cualquiera, las épocas de formación estelar mas intensa contribuyen con mas peso a la integral en 2.3. Por ejemplo, en el caso de una TFE que decae exponencialmente en el tiempo, con tiempo característico τ , $\Psi(t) = \exp(-t/\tau)$, tenemos

$$\eta_{i,k}(t) \propto N_i^o \{ \exp[-(t-t_{i,k})/\tau] - \exp[-(t-t_{i,k-1})/\tau] \}. \quad (2.5)$$

$\Psi(t)$ era mayor en el tiempo $(t-t_{i,k})$ que en el tiempo $(t-t_{i,k-1})$, lo cual está claramente tomado en cuenta en 2.5.

Un requisito previo para construir modelos confiables de síntesis de poblaciones estelares y de evolución espectral es un algoritmo adecuado para seguir la evolución en el diagrama HR de las generaciones sucesivas de estrellas formadas en una galaxia. Este objetivo se logra mediante la técnica estándar descrita mas arriba siempre y cuando la función $\Psi(t)$ se extienda de $t=0$ a $t=\infty$. Cuidado especial se requiere si $\Psi(t)$ se hace 0 a una edad finita. Como ilustración, consideremos el caso de un brote de formación estelar que dura un intervalo de tiempo finito τ ,

$$\Psi(t) = \begin{cases} \Psi_o, & \text{si } 0 \leq t \leq \tau; \\ 0, & \text{de lo contrario,} \end{cases} \quad (2.6)$$

o equivalentemente,

$$\Psi(t-t') = \begin{cases} \Psi_o, & \text{si } t-\tau \leq t' \leq t; \\ 0, & \text{de lo contrario.} \end{cases} \quad (2.7)$$

En este caso, la ecuación (2.2) se reduce a

$$\eta_{i,k}(t) = \begin{cases} > 0, & \text{si } [t_{i,k-1}, t_{i,k}] \cap [t-\tau, t] \neq \emptyset; \\ 0, & \text{de lo contrario.} \end{cases} \quad (2.8)$$

De 2.8 vemos que $\eta_{i,k}(t)$ puede ser = 0 dependiendo del valor de τ y del valor de t escogido para calcular la población estelar. El caso mas extremo es el de una PES ($\tau = 0$), para el cual $\Psi(t) = \delta(t)$, y $\eta_{i,k}(t)$ en 2.8 es idéntico a $N_{i,k}(t)$ en 2.1. Para un conjunto típico de trayectorias evolutivas, no hay un conjunto de valores t_j de la variable temporal t que permitan muestrear adecuadamente todos los estados evolutivos incluidos en las trayectorias para valores arbitrariamente escogidos de τ . Esta es obviamente una propiedad no deseada en modelos de síntesis de poblaciones estelares. Los modelos debe ser capaces de representar propiedades de galaxias en una forma continua y bien comportada, independientemente de la escala con que se haga un muestreo de la variable temporal t . En consecuencia, los modelos estándar de síntesis de poblaciones para una $\Psi(t)$ truncada como la dada por 2.6, reflejan la naturaleza discreta del conjunto de trayectorias evolutivas, y pueden omitir fases evolutivas de algunas estrellas, dependiendo de nuestra selección del valor de t . Esto resulta en ruido numérico no deseado y no realista en las propiedades predichas de sistemas estelares estudiados con este tipo de código de síntesis de poblaciones (ver ejemplo en CB91).

Una solución a este problema es construir un conjunto de trayectorias evolutivas con una resolución en masa lo suficientemente alta como para garantizar que todos los estados evolutivos, i.e. todos los valores de k en 2.2, estén

poblados para cualquier valor de t o τ en 2.6. En otras palabras, debemos disponer de trayectorias evolutivas para tantas masas estelares en esta biblioteca ideal que para cualquiera que sea la edad del modelo, tengamos a la mano la posición en el diagrama HR de la estrella que a esa edad está en el k -ésimo estado evolutivo. La construcción de esta biblioteca no es factible aun con los computadores actuales. A esta limitación se le puede dar la vuelta realizando una interpolación cuidadosa en un conjunto relativamente completo de trayectorias evolutivas.

El algoritmo de síntesis de isocronas

El algoritmo de síntesis de isocronas descrito en esta sección nos permite calcular isocronas continuas (en masa) de cualquier edad a partir de un conjunto cuidadosamente seleccionado de trayectorias evolutivas. Las isocronas son luego utilizadas para construir modelos de síntesis de poblaciones para TFE, $\Psi(t)$, arbitrarias, sin encontrarnos con ninguno de los problemas mencionados arriba. Este algoritmo ha sido utilizado por CB91 y BC93. Los detalles del algoritmo siguen a continuación.

A partir de las trayectorias evolutivas construimos una función entre la masa M de una estrella en la secuencia principal (SP o MS) y la edad t de esta estrella durante el k -ésimo estado evolutivo (ver CB91). Se justifica ignorar la pérdida de masa sufrida por la estrella durante su evolución ya que M sólo se utiliza como una etiqueta para identificar cada trayectoria. Para el conjunto de trayectorias utilizado por BC93 (descrito en la próxima sección) se construyeron 311 funciones diferentes de la forma $\log M$ vs. $\log t$, que pueden ser visualizadas como 311 curvas diferentes en el plano $(\log t, \log M)$. Mediante una interpolación lineal calculamos la masa en la SP, $m_k(t')$, de la estrella que estará en el k -ésimo estado evolutivo en el instante t' , dada por

$$\log m_k(t') = A_{k,i} \log(M_i) + (1 - A_{k,i}) \log(M_{i+1}), \quad (3.1)$$

donde

$$A_{k,i} = \frac{\log t_{i+1,k} - \log t'}{\log t_{i+1,k} - \log t_{i,k}}. \quad (3.2)$$

$t_{i,k}$ representa la edad de la estrella de masa M_i en el k -ésimo estado evolutivo, y

$$t_{i,k} \leq t' < t_{i+1,k},$$

y

$$M_{i+1} \leq m_k(t') < M_i.$$

Este cálculo es repetido para todas las curvas $\log M$ vs. $\log t$, que intersectan la línea $\log t = \log t'$. De esta forma obtenemos una serie de valores de m_k a los cuales ahora debemos asignar valores de $\log L$ y $\log T_{eff}$ para definir en el diagrama HR la isócrona correspondiente a la edad t' .

Para calcular las propiedades integradas de la población estelar, debemos especificar el número de estrellas de masa m_k . Este número está dado por la FMI, $\phi(m)$, y lo podemos escribir en forma general como

$$n(m_k) = \phi(m_k^-, m_k^+, 1 + x). \quad (3.3)$$

De este número de estrellas, a

$$N_{i,k} = A_{k,i} n(m_k) \quad (3.4)$$

estrellas se les asigna las propiedades observadas de la estrella de masa M_i en el k -ésimo estado evolutivo, y a

$$N_{i+1,k} = (1 - A_{k,i}) n(m_k) \quad (3.5)$$

estrellas, las propiedades observadas de la estrella de masa M_{i+1} en el mismo estado k -ésimo. Este procedimiento es equivalente a interpolar las trayectorias de las estrellas de masa M_i y M_{i+1} para obtener los valores de $\log L$ y $\log T_{eff}$ a ser asignados a la estrella de masa m_k , pero este paso intermedio no es necesario. En 3.3 m_k^- y m_k^+ se calculan a partir de

$$m_k^- = (m_{k-1}m_k)^{1/2}, \quad m_k^+ = (m_k m_{k+1})^{1/2}. \quad (3.6)$$

En este caso m_{k-1} , m_k , y m_{k+1} representan las masas obtenidas por interpolación a la edad dada de las funciones que representan el $(k-1)$ -, k -, y $(k+1)$ -ésimo estado evolutivo, respectivamente. Suponemos que la FMI es una ley de potencias (Salpeter 1955) de la forma

$$\phi(m_1, m_2, 1+x) = c \int_{m_1}^{m_2} m^{-(1+x)} dm. \quad (3.7)$$

Para una TFE, $\Psi(t)$, dada, la ecuación (2.2) nos da el número $\eta_{i,k}(t)$ de estrellas de masa M_i en el k -ésimo estado evolutivo. Si $f_{i,k}(\lambda)$ representa la DEE correspondiente a la estrella de masa M_i durante el k -ésimo estado evolutivo, la contribución de las $\eta_{i,k}(t)$ estrellas que pueblan este estado a la DEE de la población estelar está simplemente dada por

$$F_{i,k}(\lambda, t) = \eta_{i,k}(t) f_{i,k}(\lambda). \quad (3.8)$$

La DEE integrada sobre toda la población estelar está dada en función del tiempo por

$$F(\lambda, t) = \sum_{i,k} F_{i,k}(\lambda, t). \quad (3.9)$$

Modelos evolutivos de síntesis de poblaciones estelares

Varios grupos han desarrollado en años recientes diferentes modelos de síntesis de poblaciones que proveen un marco adecuado para investigar el problema de la evolución espectral de galaxias. Entre los modelos mas utilizados están los de Arimoto y Yoshii (1987), Guiderdoni y Rocca Volmerange (1987), Buzzoni (1989), Bressan, Chiosi y Fagotto (1994), Fritze v. Alvensleben y Gerhard (1993), Worthey (1994), Bruzual y Charlot (1993). Los ingredientes astrofísicos básicos utilizados en estos modelos son: (1) Trayectorias evolutivas de estrellas en un amplio intervalo de masa para una o mas metalicidades. (2) Bibliotecas espectrales, bien sea empíricas (basadas en observaciones de estrellas cercanas) o modelos teóricos de atmósferas estelares. (3) Conjunto de reglas, o tablas de calibración, para transformar las predicciones en el diagrama HR teórico a cantidades observables (e.g. $B-V$ vs. T_{eff} , $V-K$ vs. T_{eff} , $B.C.$ vs. T_{eff} , etc.). Estas reglas no son necesarias cuando se utilizan bibliotecas de modelos teóricos de atmósferas estelares, ya que los mismos están parametrizados de acuerdo a T_{eff} , $\log g$, y $[Fe/H]$; (4) Información adicional, tal como funciones analíticas, con parámetros debidamente ajustados en base a observaciones estelares, utilizadas para calcular índices que miden la intensidad de diferentes líneas de absorción en el espectro de estrellas. (Worthey et al. 1994). Independientemente del algoritmo computacional específico utilizado, todos los modelos evolutivos de síntesis de poblaciones dependen de tres funciones paramétricas que pueden ser variadas: (1) la función de masa inicial, $\phi(m)$, o FMI; (2) la tasa de formación estelar, $\Psi(t)$, o TFE; y (3) la ley de enriquecimiento químico, $Z(t)$. Dadas $\phi(m)$, $\Psi(t)$, y $Z(t)$, un conjunto particular de modelos evolutivos de síntesis de poblaciones proporciona: (1) Distribuciones espectrales de energía (DEE) de galaxias u otros sistemas estelares, $F_\lambda(\lambda, Z(t), t)$ vs. t ; (2) Magnitudes y colores en diversos sistemas fotométricos para estos mismos sistemas vs. t ; (3) Índices de intensidad de líneas de absorción y otros índices espectrales vs. t . Algunos autores (e.g. Bressan et al. 1994; Fritze-v. Alvensleben y Gerhard 1994) consideran que $Z(t)$ puede ser derivada en forma autoconsistente a partir de sus modelos. En otros casos $Z(t)$ se introduce como un elemento de información externo adicional. Los resultados presentados aquí están basados en modelos construidos de acuerdo a este segundo enfoque en colaboración con S. Charlot.

Ingredientes estelares

Bruzual y Charlot (2000, BC2000 en lo sucesivo) han extendido los modelos evolutivos de síntesis de poblaciones estelares de BC93 para poder calcular la evolución en el tiempo de las propiedades espectrofotométricas de PES de varias metalicidades. En una PES todas las estrellas se forman en $t = 0$ y evolucionan pasivamente a partir de ese instante. Los modelos de BC2000 están basados en las trayectorias evolutivas calculadas por Alongi et al. (1993), Bressan et al. (1993), Fagotto et al. (1994a, b, c), y Girardi et al. (1996), las cuales utilizan las opacidades radiativas de Iglesias et al. (1992). Esta biblioteca incluye trayectorias de estrellas con la siguiente composición química inicial $Z = 0.0001, 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05, \text{ y } 0.10$ (Tabla 5.1), con $Y = 2.5Z + 0.23$, y masa inicial $0.6 \leq m/M_{\odot} \leq 120$ para todas las metalicidades, excepto $Z = 0.0001$ ($0.6 \leq m/M_{\odot} \leq 100$) y $Z = 0.1$ ($0.6 \leq m/M_{\odot} \leq 9$). A este conjunto de trayectorias se le denominara las trayectorias de Padua o las trayectorias P en lo sucesivo.

Las trayectorias publicadas cubren todas las fases de evolución estelar desde la secuencia principal de edad cero, hasta el inicio del regimen de pulsación térmica en la rama asintótica de las gigantes (RAG o AGB, para las estrellas de masa baja e intermedia) y la ignición del carbono en el núcleo (para las estrellas masivas), e incluyen una cantidad moderada de *overshooting* en el núcleo convectivo de las estrellas mas masivas que $1 M_{\odot}$. La evolución en las fases posteriores a la RAG (PRAG o PAGB) fue añadida a las trayectorias por BC2000 a partir de diversas fuentes (vea BC2000 para los detalles).

BC2000 utilizan igualmente un conjunto paralelo de trayectorias evolutivas para estrellas de metalicidad solar calculadas por el grupo de Ginebra (trayectorias de Ginebra o trayectorias G en lo sucesivo), las cuales proporcionan un marco para comparar modelos calculados con diferentes conjuntos de trayectorias.

Los modelos de BC2000 utilizan la biblioteca de espectros estelares teóricos (o espectros sintéticos) obtenidos a partir del cálculo de modelos de atmósferas estelares recopilada por Lejeune et al. (1997a,b, LCB97 en lo sucesivo) para las metalicidades indicadas en la Tabla 5.1. Esta biblioteca reúne los espectros de Kurucz (1995) para las estrellas mas calientes (O-K), los espectros de Bessell et al. (1989, 1991) y Fluks et al. (1994) para las estrellas M gigantes, y de Allard y Hauschildt (1995) para las estrellas M enanas. Para $Z = Z_{\odot}$, BC2000 también utilizan la biblioteca de Pickles (1998), construida a partir de observaciones de estrellas cercanas.

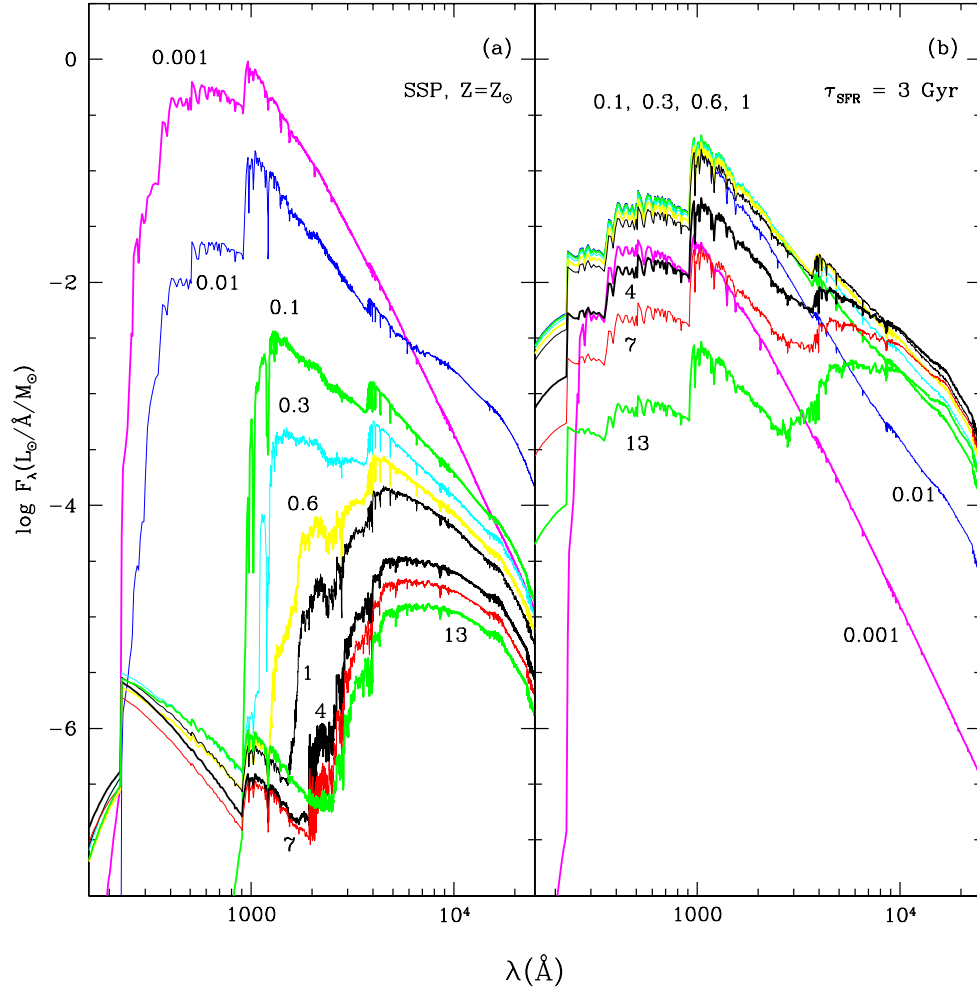


Figura 5.1: Evolución de distribuciones espectrales. (a) Evolución en el tiempo de la DEE de una PES calculada para la FMI de Salpeter ($m_L = 0.15$, $m_U = 125 M_\odot$). La edad en Ga está indicada próxima a cada espectro. (b) Similar a (a) pero para una población compuesta en la cual las estrellas se forman de acuerdo a $\Psi(t) = \exp(-t/\tau)$ con $\tau = 3$ Ga. La masa total de cada galaxia modelo es $1 M_\odot$. F_λ en el cuadro (b) ha sido multiplicado por 100 para usar una escala vertical común.

Z	X	Y	[Fe/H]
0.0001	0.7696	0.2303	-2.2490
0.0004	0.7686	0.2310	-1.6464
0.0040	0.7560	0.2400	-0.6392
0.0080	0.7420	0.2500	-0.3300
0.0200	0.7000	0.2800	0.0932
0.0500	0.5980	0.3520	0.5595
0.1000	0.4250	0.4750	1.0089

Tabla 5.1: Composición química de los modelos de BC2000

Evolución espectral a metalicidad constante

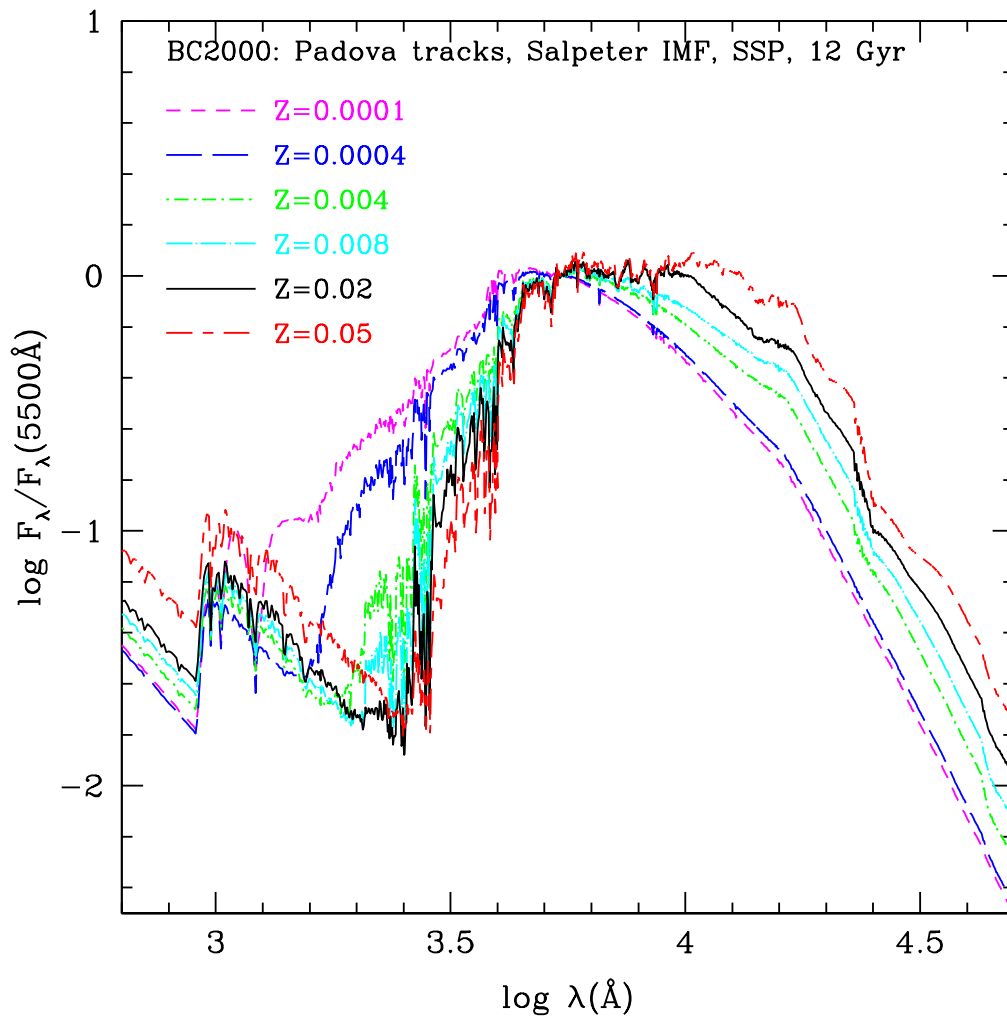


Figura 6.1: DEE de modelos de BC2000 para PES químicamente homogéneas a una edad de 12 Ga. Cada DEE representa una metalicidad diferente, como se indica dentro del marco. Todos los modelos mostrados se calcularon para la FMI de Salpeter ($m_L = 0.15$, $m_U = 125 M_\odot$). La masa total de cada galaxia modelo es $1 M_\odot$. Las DEE han sido normalizadas en $\lambda = 5500\text{\AA}$.

La Fig 5.1a muestra la evolución en el tiempo de la DEE de un modelo para una PES. En una PES todas las estrellas se forman en $t = 0$ y evolucionan pasivamente a partir de ese instante. A menos que se indique lo contrario, en los ejemplos mostrados en estas notas supongo que las estrellas se forman de acuerdo a la FMI de Salpeter (1955) en el intervalo desde $m_L = 0.1$ hasta $m_U = 125 M_\odot$, y que la masa total de la galaxia modelo es $1 M_\odot$. La evolución

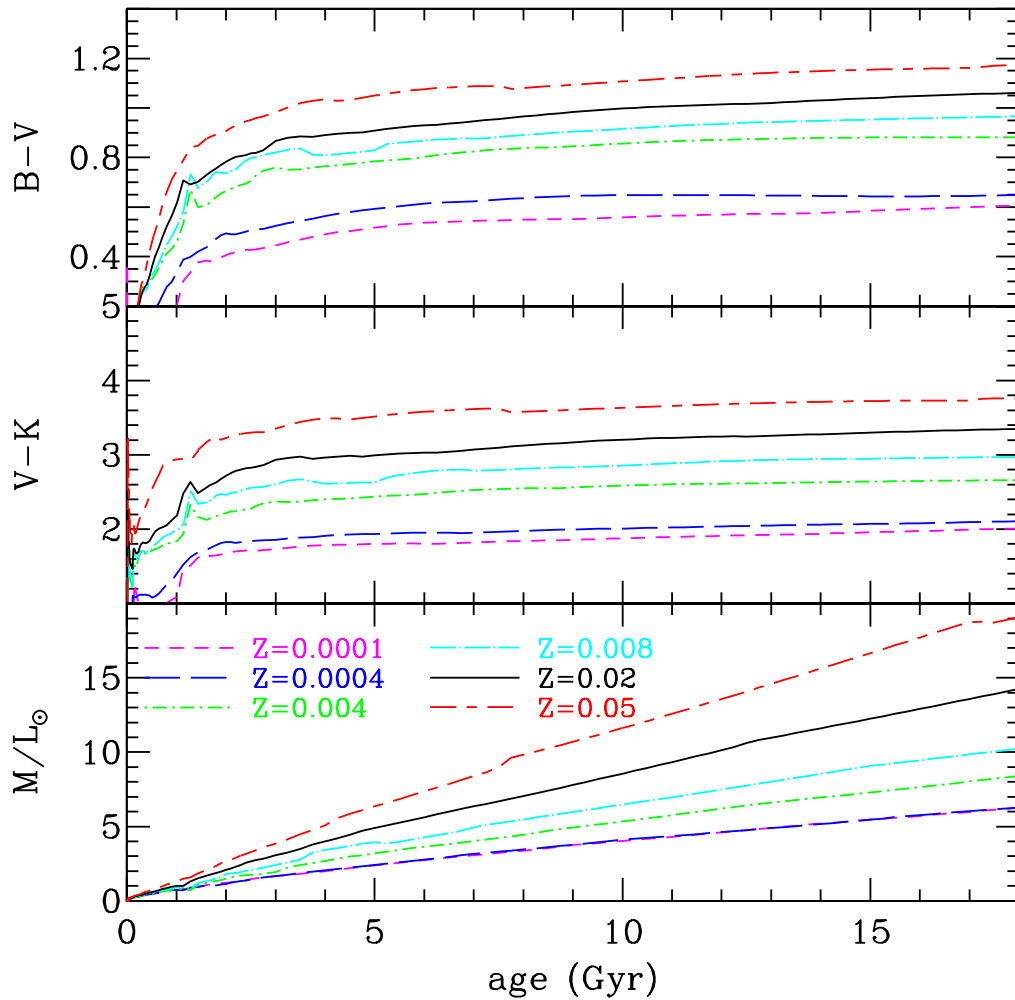


Figura 6.2: Evolución en el tiempo de los colores $B - V$ y $V - K$, y de la razón M/L_V para los modelos de PES mostrados en la Fig 6.1. Cada línea representa una metalicidad diferente, como se indica en el cuadro inferior.

es rápida y está dominada por las estrellas masivas durante el primer Ga ($1 \text{ Ga} = 1 \text{ Gyr} = 1 \times 10^9$ años) de la vida de la PES (6 DEE superiores). El flujo observado alrededor de 2000 \AA entre 4 y 7 Ga es producido por las estrellas en el *turnoff* (TO) de la SP. El flujo ascendente en el UV (Burstein *et al.* 1988, Greggio y Renzini 1990) observado después de 10 Ga es producido en los modelos por estrellas de la PRAG. Estas estrellas son también responsables de la disminución de la amplitud de la discontinuidad de 912 \AA observada a partir de 4 Ga. El modelo de una PES es el ingrediente básico que, conjuntamente con la integral de convolución 2.2, se utiliza para calcular modelos con una TFE arbitraria e igual FMI. Como ilustración, la Fig 5.1b muestra la evolución de un modelo con $\Psi(t) = \exp(-t/\tau)$ con $\tau = 3 \text{ Ga}$. El espectro óptico y UV permanece aproximadamente constante durante el episodio principal de formación estelar debido a la presencia de estrellas masivas recién formadas, pero la luz en el cercano IR se incrementa a medida que aumenta el número de estrellas de baja masa en fases posteriores a la SP (gigantes rojas, RGR o RGB). Cuando la TFE baja considerablemente, las características espectrales en diferentes longitudes de onda están determinadas por estrellas en estados avanzados de su evolución.

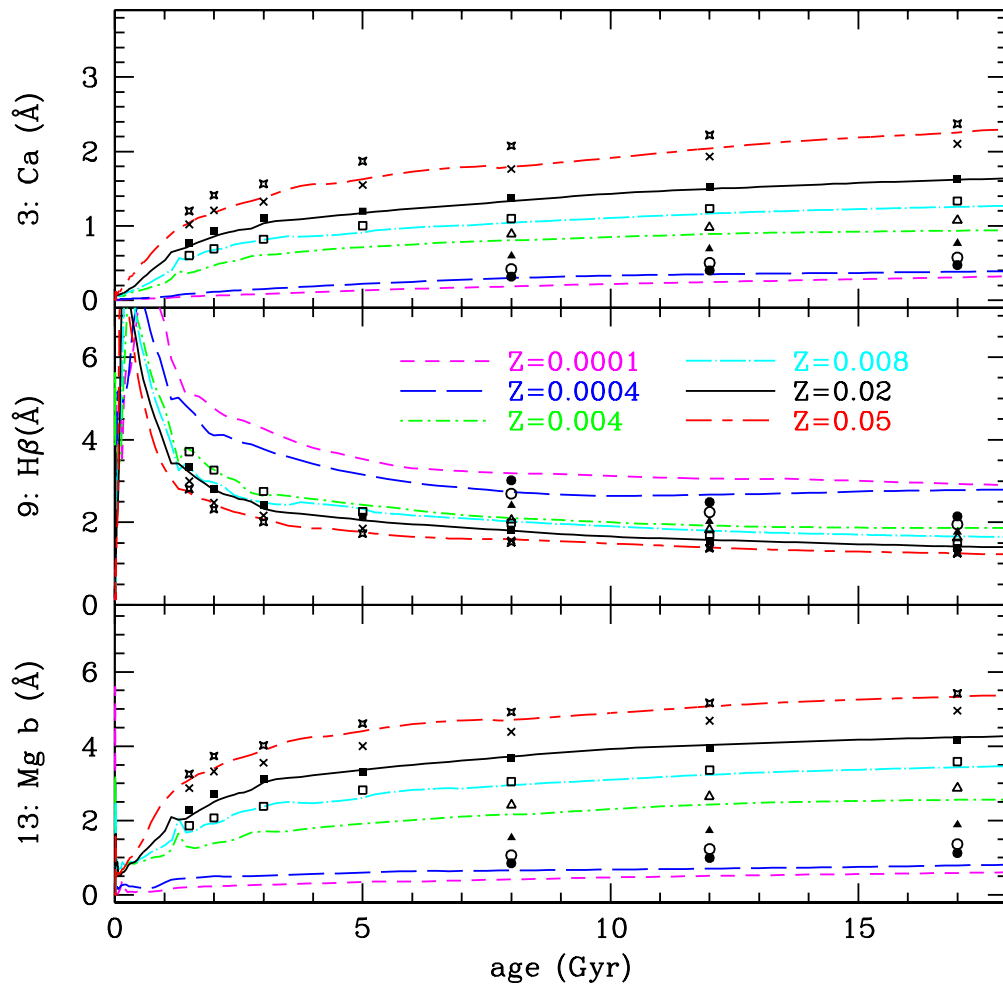


Figura 6.3: Evolución en el tiempo de los índices espectrales Mg_b , H_β , y Ca , definidos por Worthey (1994), para los mismos modelos de PES mostrados en la Fig 6.1 . Los símbolos representan los valores de estos índices calculados por Worthey para valores similares de Z . Cada línea representa una metalicidad diferente, como se indica en el cuadro central.

Propiedades de galaxias y metalicidad estelar

La Fig 6.1 muestra las DEE predichas a $t = 12$ Ga para PES químicamente homogéneas de la metalicidad indicada. Las DEE mostradas en la Fig 6.1 han sido normalizadas en $\lambda = 5500\text{Å}$ para facilitar la comparación de las mismas. La Fig 6.2. muestra la evolución temporal de los colores $B - V$ y $V - K$, y de la razón M/L_V predicha por BC2000 para las mismas PES de la Fig 6.1.

De las Figs 6.1 y 6.2 es aparente que hay una tendencia uniforme en el sentido que las galaxia se hacen mas rojas en $B - V$ a medida que la metalicidad aumenta desde $Z = 0.0001$ ($\frac{1}{200}Z_{\odot}$) hasta $Z = 0.05$ ($2.5 \times Z_{\odot}$). El color $V - K$ y la razón M/L_V muestran igualmente la tendencia esperada con la metalicidad, i.e. $V - K$ se hace mas rojo y M/L_V aumenta cuando Z aumenta.

La Fig 6.3 muestra la evolución en el tiempo de los índices espectrales Mg_b , H_{β} , y Ca definidos por Worthey (1994), calculados a partir de los mismos modelos de PES de BC2000 mostrados en las Figs 6.1 y 6.2. Nuevamente, los modelos muestran la tendencia esperada con Z y reproducen los valores calculados por Worthey (1994). Cabe recalcar que el comportamiento en el tiempo de los índices de intensidad de línea a Z constante es debido al cambio del número relativo de estrellas en diferentes posiciones del diagrama HR producido por la evolución estelar y no está relacionado a evolución química. Los valores de estos índices cambian, por tanto, en poblaciones químicamente homogéneas. Como es de esperar, el índice H_{β} es menos sensible a la metalicidad estelar que los índices Mg_b y Ca. El índice H_{β} es alto cuando hay una fracción grande de estrellas tipo A de la SP ($t < 1$ Ga).

En la Fig7.1 comparo el comportamiento de los modelos de PES en el plano de los colores ($U - B$) vs. ($B - V$) con los datos de cúmulos de la Nube Grande de Magallanes (NGM o LMC) de Bica et al. (1997), discriminados de acuerdo a clase SWB del cúmulo y edad del modelo. En cada cuadro los modelos (líneas) se muestran en el intervalo de edad en el cual los colores predichos se superponen con los colores observados para la clase SWB. Es aparente de esta figura que los modelos reproducen bastante bien los colores observados.

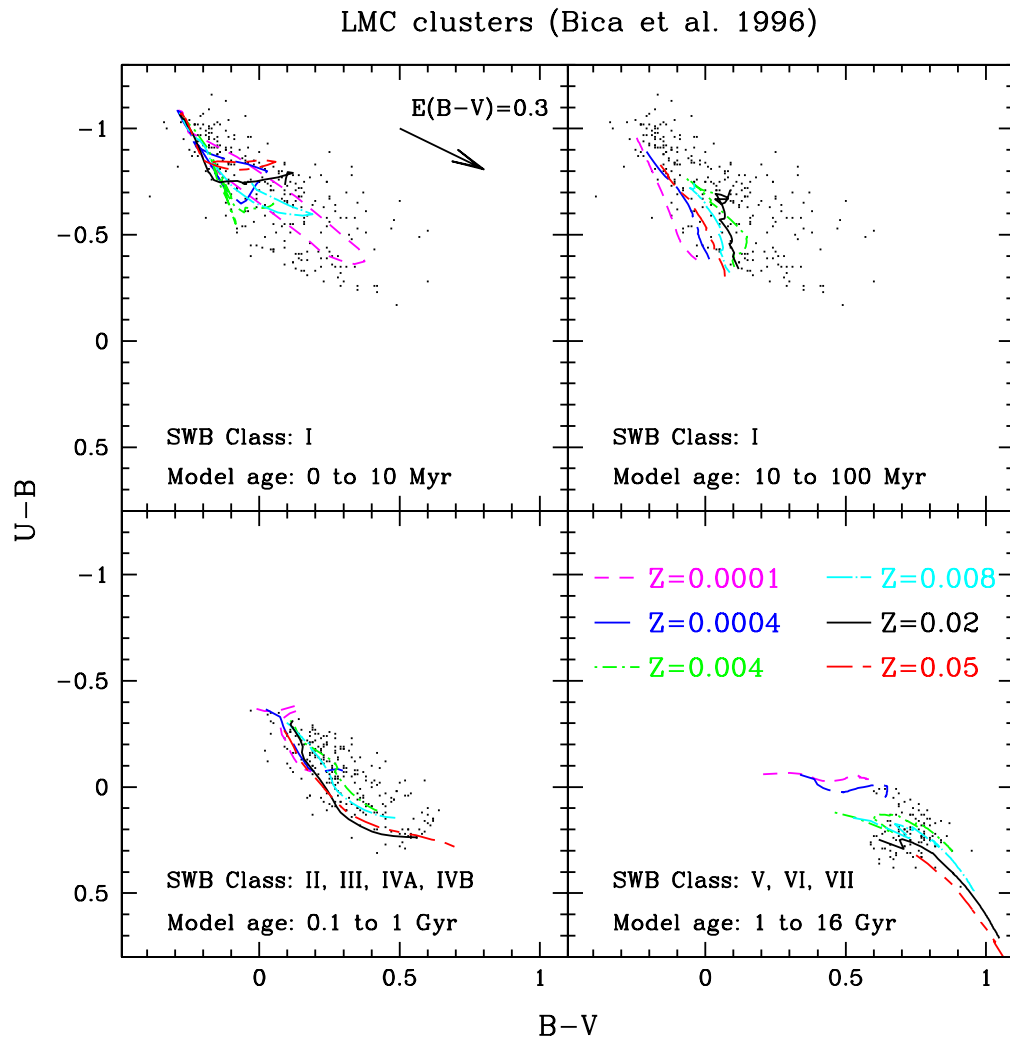


Figura 7.1: Puntos: $(U - B)$ vs. $(B - V)$ para cúmulos de la NGM tomados de Bica et al. (1997), discriminados de acuerdo a la clase SWB. Las líneas representan los colores de varios modelos de PES en el intervalo de edad indicado en cada cuadro.

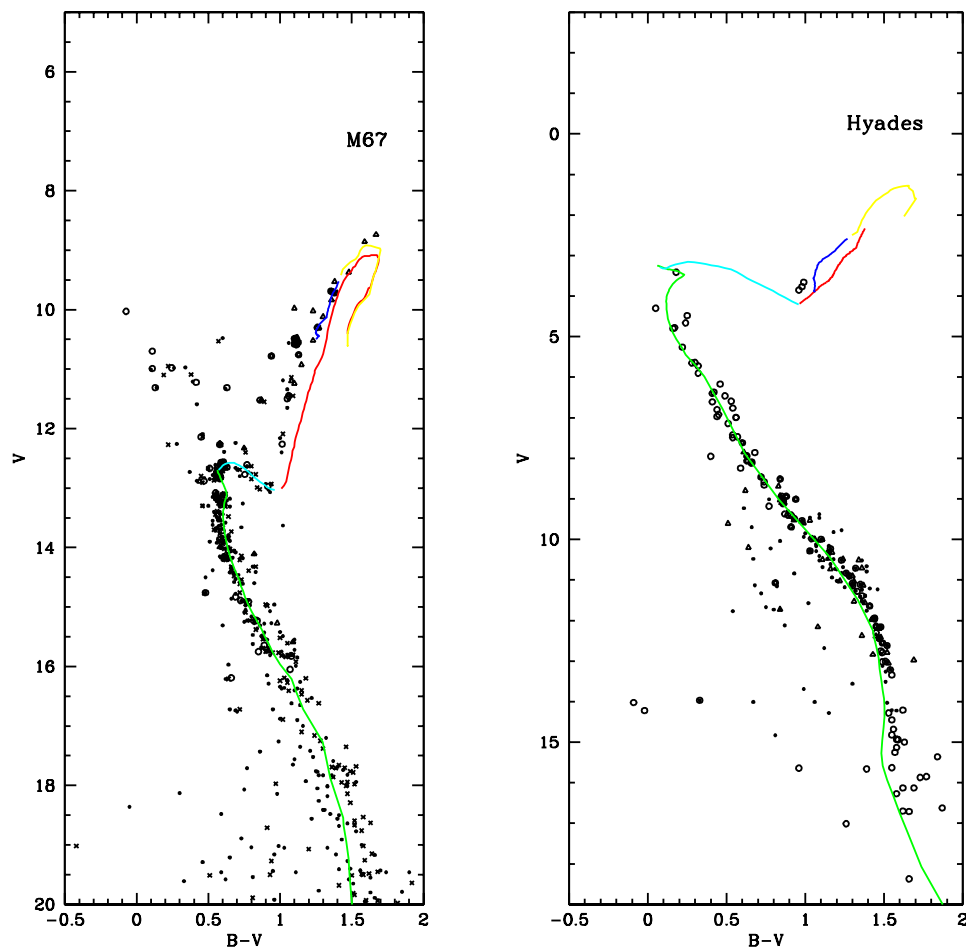


Figura 7.2: DCM de M67 y las Híadas comparados con isocronas derivadas de las trayectorias P para metalicidad solar. Vea el texto para mas detalles.

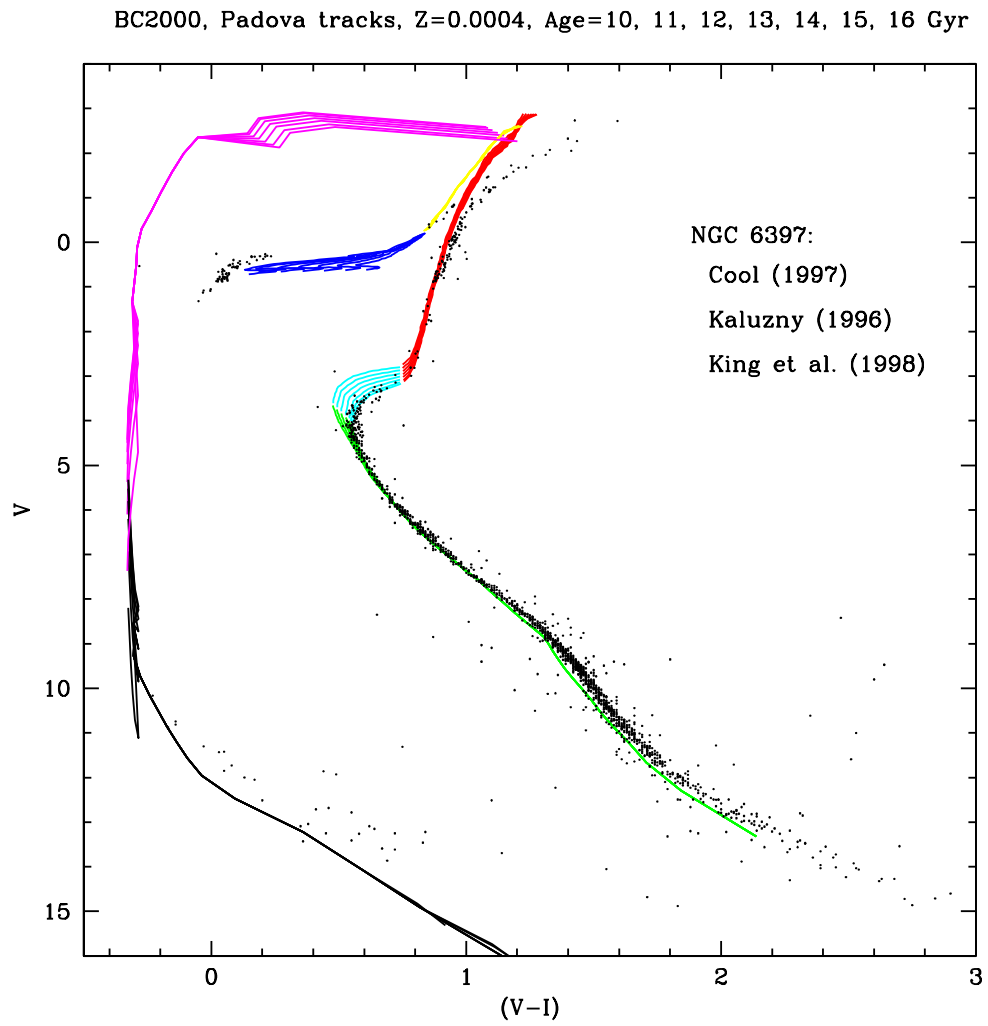


Figura 7.3: DCM de NGC 6397 comparado con isocronas derivadas de las trayectorias P para $Z = 0.0004$. Vea el texto para mas detalles.

Calibración de los modelos en el diagrama C-M

Los modelos de síntesis de poblaciones, utilizados con frecuencia para estudiar poblaciones compuestas (en contraposición a PES) en galaxias lejanas, no son siempre comparados con observaciones de PES de sistemas conocidos en la cercanía de nuestra galaxia, tales como los cúmulos globulares de estrellas, cuya edad y contenido metálico han sido restringidos considerablemente en años recientes. Si los modelos no pueden reproducir los diagramas color-magnitud (DCM) y DEE de estos objetos para una selección correcta de los parámetros, el poder de predicción de los mismos se debilita y su utilización para estudiar galaxias complejas puede no estar justificada.

Es importante comparar las predicciones de los modelos de síntesis de poblaciones con las observaciones de sistemas estelares de edad y metalicidad relativamente bien determinadas. Esta es una manera de probar hasta que punto las relaciones entre magnitudes y colores y la temperatura efectiva y luminosidad (o gravedad superficial) estelares introducen alguna desviación sistemática entre las isocronas predichas y observadas en el DCM.

Para cada valor de la metalicidad Z indicado en la Tabla 5.1, y una selección específica de la FMI, $\phi(m)$, un modelo de BC2000 para una PES consiste de un conjunto de 221 DEE calculadas a diferentes edades entre 0 y 20 Ga. El algoritmo de síntesis de isocronas utilizado en el cálculo de estos modelos permite de una manera muy sencilla calcular la zona que debe ocupar una población estelar en el DCM a cualquier edad y en cualquier banda fotométrica. Del modelo podemos extraer la DEE que reproduce mejor una DEE observada de un cúmulo estelar, asignando así una edad espectroscópica al objeto problema. Luego podemos examinar cuan bien la isócrona calculada a esa misma edad reproduce los aspectos mas significativos del DCM de este objeto (no siempre disponible).

En la Fig 7.2 se comparan observaciones en el plano $(B, B - V)$ de los cúmulos M67 y las Híadas con isocronas construidas a partir de los modelos de BC2000. Estos 2 cúmulos tienen metalicidad muy cercana al valor solar: M67 ($[Fe/H] \approx 0.01$), las Híadas ($[Fe/H] \approx 0.15$). Para M67 adoptamos un módulo de distancia de 9.5 mag y un exceso de color de $E(B - V) = 0.06$ mag (Janes 1985). Para las Híadas un módulo de distancia de 3.4 mag (Peterson y Solensky 1988) y $E(B - V) \approx 0$. Las estimaciones de la edad de estos cúmulos varían entre 4 y 4.3 Ga para M67 y entre 0.5 y 0.8 Ga para las Híadas. Las isocronas mostradas en la Fig 7.2 fueron calculadas para 4 Ga (M67) y 0.6 Ga (las Híadas). Los datos observados de M67 provienen de Eggen y Sandage (1964, *círculos vacíos*), Racine (1971, *círculos rellenos*), Janes y Smith (1984, *triángulos*), y Gilliland et al. (1991, *cruces*). Las observaciones de las Híadas fueron tomadas de Upgren (1974, *triángulos*), Upgren y Weis (1977, *círculos rellenos*), y Micela et al. (1988, *círculos vacíos*).

La Fig 7.3 muestra una comparación del excelente DCM del cúmulo NGC 6397 obtenido con el telescopio espacial Hubble (HST, D'Antona 1999) con isocronas calculadas a partir de las trayectorias de Padua para $Z = 0.0004$ utilizando modelos de atmósferas estelares para calcular los colores.

A pesar de las discrepancias entre las observaciones y la teoría aparentes en las Figs 7.2 y 7.3 (principalmente en la RGR de M67 y NGC 6397) la concordancia entre ambos conjuntos de datos puede considerarse como satisfactoria, y es excelente en algunas partes del diagrama.

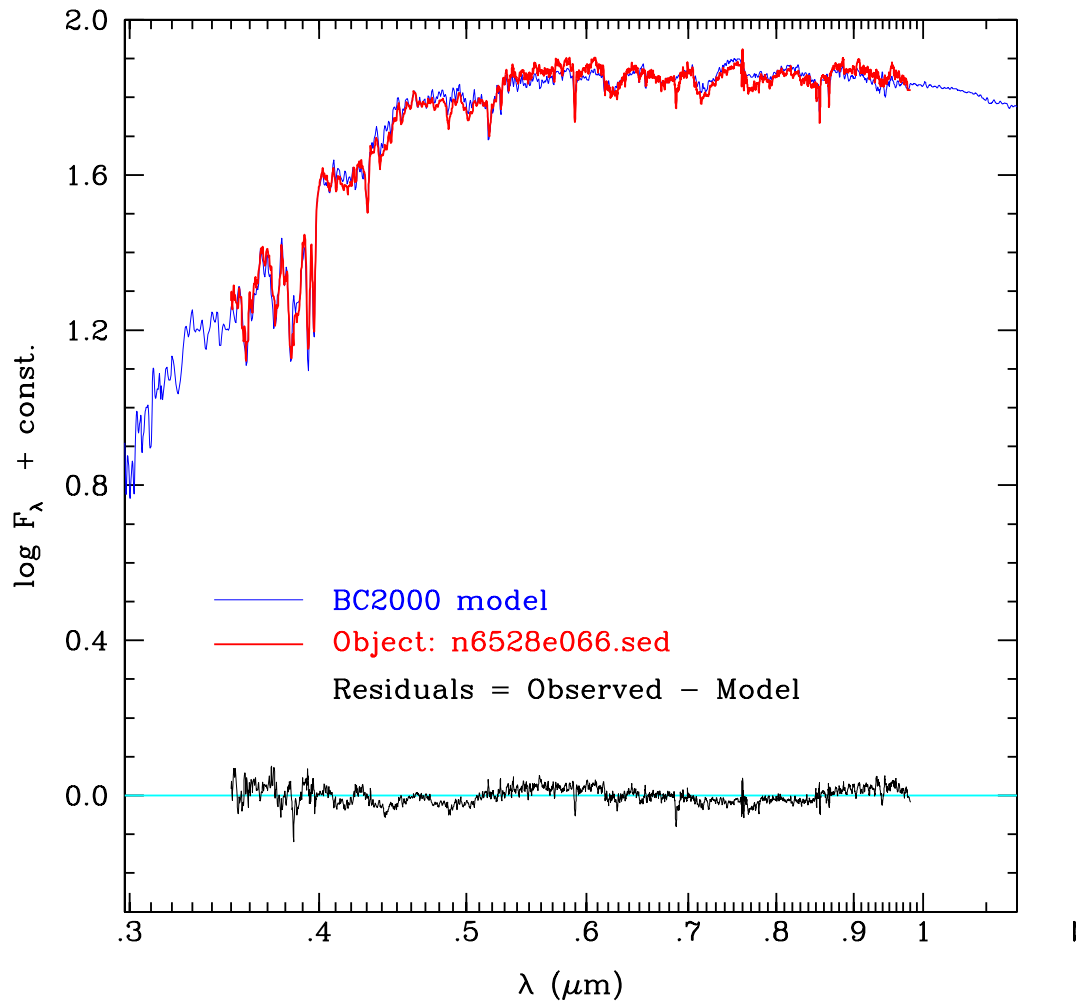


Figura 8.1: Mejor ajuste al espectro integrado de NGC 6528 (línea gruesa) en el intervalo $\lambda\lambda$ 3500 - 9800 Å utilizando el modelo 2 de la Tabla 9.1 (línea delgada que se extiende sobre todo el intervalo de longitud de onda). El mejor ajuste ocurre a una edad de 10.25 Ga. Los residuos, $\log F_\lambda(\text{observado}) - \log F_\lambda(\text{modelo})$, se muestran en función de λ en la parte inferior de la figura.

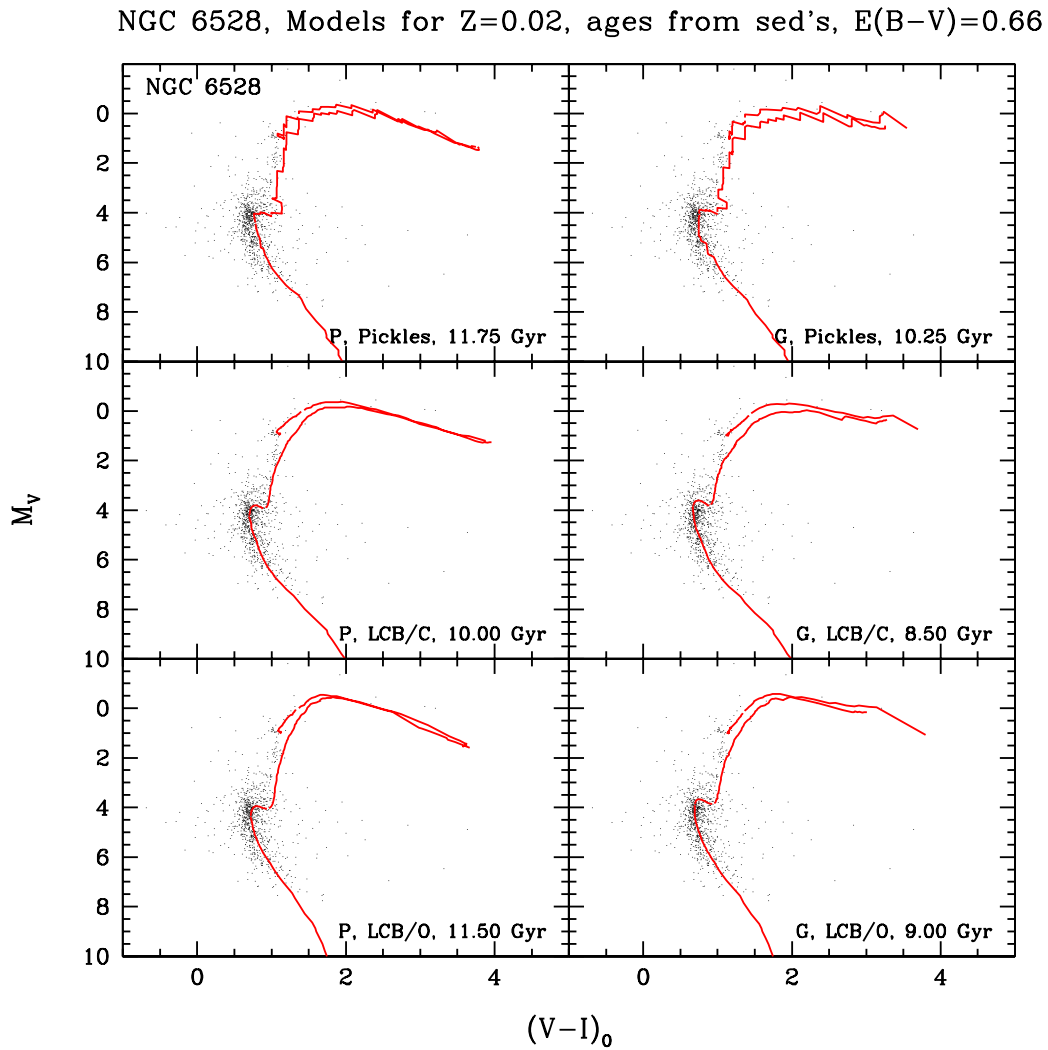


Figura 8.2: DCM intrínseco M_V vs. $(V-I)_0$ de NGC 6528 mostrado junto con isocronas teóricas para los modelos con $Z = Z_\odot$ indicados en la Tabla 9.1.

Diagramas color-magnitud observados y espectros integrados

La alta calidad y la profundidad de la fotometría VI obtenida con el HST del cúmulo NGC 6528 ($Z \lesssim Z_{\odot}$), así como la alta señal a ruido de la DEE disponible de este cúmulo, proporcionan un excelente escenario para probar el intervalo de validez de los modelos de síntesis de poblaciones (ver Bruzual et al. 1997 para detalles).

El espectro integrado de NGC 6528 en el intervalo de longitud de onda entre $\lambda = 3500 - 9800 \text{ \AA}$ se obtuvo combinando los espectros observados en el visible, el infrarrojo cercano, y el ultravioleta cercano por Bica y Alloin (1986, 1987) y Bica et al. (1994), respectivamente. Se aplicó la corrección por enrojecimiento correspondiente a $E(B-V) = 0.66$, adoptada por Bica et al. (1994 y otras referencias en ese trabajo). La DES de NGC 6528 es típica de poblaciones estelares viejas de contenido metálico alto, cercano a solar (Santos et al. 1995). Puede suceder que NGC 6528, al igual que NGC 6553, tenga $[\text{Fe}/\text{H}] < 0.0$ (Barbuy et al. 1997), mientras que la razón $[\alpha\text{-elements}/\text{Fe}]$ es mayor que la solar, resultando en $[Z/Z_{\odot}] \approx 0.0$, o posiblemente ligeramente por debajo de solar. Como disponemos de trayectorias evolutivas sólo para $Z = 0.02$ y $Z = 0.008$, adoptamos $Z = 0.02$ para realizar este análisis.

Los datos disponibles para este cúmulo proporcionan la oportunidad de examinar las 6 diferentes opciones posibles para $Z = Z_{\odot}$ en los modelos de BC2000. Podemos contrastar las predicciones de modelos construidos a partir de las trayectorias P o G, y las bibliotecas estelares de Pickles, LCB97-O (versión original), o LCB97-C (versión corregida). Así podemos estudiar objetivamente cual de los bloques básicos utilizados en la construcción de los modelos reproduce con mayor exactitud las observaciones. En la Tabla 9.1 se indica la edad a la cual Σ^2 , definida como la suma de residuos al cuadrado, $\Sigma[\log F_{\lambda}(\text{observado}) - \log F_{\lambda}(\text{modelo})]^2$, es mínima para varios modelos con $Z = Z_{\odot}$. Los valores de Σ_{min}^2 dados en la Tabla 9.1 indican la bondad del ajuste. De acuerdo a este criterio los modelos 2 y 4 proporcionan el mejor ajuste a la DEE integrada de NGC 6528 en el intervalo de longitud de onda $\lambda 3500\text{-}9800 \text{ \AA}$. Este ajuste se muestra en la Fig 8.2. Excepto por las diferencias en la edad del mejor ajuste, el modelo 3 proporciona un ajuste comparable, aunque algo mas pobre, a la DEE de este cúmulo. Los residuos para los modelos 1, 5, y 6 son considerablemente mayores. La evolución espectral es lenta a las edades indicadas

Modelo	Biblioteca Espectral	Trayectorias Evolutivas	Edad (en Ga)	Σ_{min}^2
1	Pickles	P	11.75	2.22
2	"	G	10.25	1.34
3	LCB97-C	P	10.00	1.73
4	"	G	8.50	1.38
5	LCB97-O	P	11.50	3.35
6	"	G	9.00	1.95

Tabla 9.1: Modelos con Z_{\odot} ajustados a la DEE de NGC 6528

en la Tabla 9.1, y el mínimo de la función Σ^2 vs. edad es bastante ancho. Reduciendo o aumentando la edad del modelo por 1 o 2 Ga produce ajustes de calidad comparable a aquel con mínimo Σ^2 . Por ejemplo, para el modelo 2, $\Sigma^2(12 \text{ Ga}) = 1.88$, y $\Sigma^2(8 \text{ Ga}) = 2$, que son mejores ajustes de acuerdo al criterio Σ^2 que los mejores ajustes proporcionados por otros modelos en la Tabla 9.1.

La Fig 8.1 muestra el DCM de NGC 6528 obtenido en VI con el HST, junto a las isocronas correspondientes a los modelos indicados en la Tabla 9.1. Es aparente de esta figura que todas las isocronas mostradas proveen una buena representación de la población estelar de este cúmulo en este DCM, especialmente la posición del TO y la base de la RAG. Notamos que NGC 6528 muestra un TO doble, el superior es debido a la contaminación de estrellas de la SP en el campo. La localización apropiada del TO sería alrededor de la indicada por las isocronas correspondientes a 10, 11, y 12 Ga. A pesar del hecho que los modelos 2 y 4 proporcionan ajustes mejores a la DEE de este cúmulo que los modelos 1 y 3, la isócrona del modelo 3 reproduce mejor el DCM que la isócrona de los modelos 1 y 2. El aspecto ruidoso de las isocronas calculadas con los modelos 1 y 2 se debe a la ausencia de algunos tipos espectrales en la biblioteca de Pickles.

De estos resultados concluimos que:

- (1) La DEE entre $\lambda = 3500 - 9800 \text{ \AA}$ corregida por $E(B-V)=0.66$ y el DCM en VI de NGC 6528 son reproducidos adecuadamente por modelos con $Z = Z_{\odot}$ con edad entre 9 y 12 Ga.
- (2) La edad derivada del ajuste a la DEE observada de NGC 6528 es extremadamente sensible al valor adoptado de $E(B-V)$. Usando $E(B-V) = 0.59$ en lugar de 0.66, aumenta la edad del mejor ajuste entre 2 y 3 Gyr, ya que la DEE es entonces intrínsecamente mas roja. En el caso contrario, si $E(B-V) = 0.69$, la DEE es intrínsecamente mas azul y las edades obtenidas son entre 2 y 3 Ga menores que para $E(B-V) = 0.66$. Sin embargo, inspeccionando las isocronas en el DCM, las edades derivadas a partir de la DEE corregida por $E(B-V) = 0.66$ indicadas en la Tabla 9.1 parecen apropiadas.
- (3) La DEE y el DCM de este cúmulo son consistentes con las esperadas de una población estelar con $Z = Z_{\odot}$ a una edad de $\approx 9-12 \text{ Ga}$, si el *overshooting* ocurre en los núcleos convectivos de estrellas hasta de $1 M_{\odot}$ (trayectorias P, modelos 1, 3, y 5 en Tabla 9.1). Si el *overshooting* ocurre sólo en estrellas de al menos $1.5 M_{\odot}$, como en las trayectorias G, la edad se reduce a $\approx 8-10 \text{ Ga}$ (modelos 2, 4, y 6 en Tabla 9.1).
- (4) Usando la misma biblioteca espectral, las edades obtenidas a partir de las trayectorias P son mayores que las derivadas a partir de las trayectorias G. Esto es debido al hecho de que las trayectorias P incluyen *overshooting* en el núcleo convectivo de estrellas mas masivas que $1 M_{\odot}$ mientras que en las trayectorias G el *overshooting* ocurre sólo en estrellas mas masivas que $1.5 M_{\odot}$. Así, las estrellas con masa entre 1 y $1.5 M_{\odot}$ requieren mas tiempo para dejar la SP en las trayectorias P que en las trayectorias G.
- (5) Para el mismo conjunto de trayectorias evolutivas, la versión corregida de la biblioteca de LCB97 parece proporcionar un mejor ajuste al DCM que la biblioteca empírica de Pickles. Atribuimos esto a que las estrellas tipo M son escasas en el atlas de Pickles. La interpolación en la fina malla de modelos de LCB97 produce isocronas mas suaves en el DCM que la biblioteca de Pickles, en la cual la malla es mas gruesa. Adicionalmente, la escala de temperatura asignada a estas estrellas es incierta. En la biblioteca de LCB97, la escala de temperatura de las estrellas gigantes está basada en medidas de diámetros angulares y flujos estelares, que entran directamente en la definición de la temperatura efectiva. Para las estrellas enanas es mas difícil definir la escala de temperatura, como lo discuten LCB97.
- (6) Diferencias notables existen en las isocronas calculadas a partir de las dos versiones de la biblioteca LCB97. Las diferencias son mas pronunciadas para las estrellas gigantes M con $(V - I)_0 > 1.6$, y $(J - K)_0 > 1$, ($T_e \leq 4000\text{K}$), y para las estrellas enanas frías con $(V - I)_0 > 1$, ($T_e \leq 4700\text{K}$). Hay muy pocas de estas estrellas en el DCM de NGC 6528 para favorecer una de las dos versiones de esta biblioteca estelar. Sin embargo, la versión corregida produce un mejor ajuste a la DEE observada. Atribuimos este hecho a la importancia relativa de las

estrellas gigantes M, debido a su alta luminosidad.

(7) En general, las correcciones introducidas por LCB97 hacen mas rojas las DEE estelares en la región óptica del espectro, resultando en modelos de PES mas rojos a edades tempranas. En consecuencia, las edades indicadas en la Tabla 9.1 para la biblioteca LCB97-C son menores que las derivadas usando la biblioteca LCB97-O para el mismo conjunto de trayectorias evolutivas.

(8) Hemos adoptado $Z = Z_{\odot}$ para este cúmulo. Sin embargo, utilizando un valor ligeramente menor de Z , la edad obtenida sería mayor.

Comparación de espectros modelo y observados

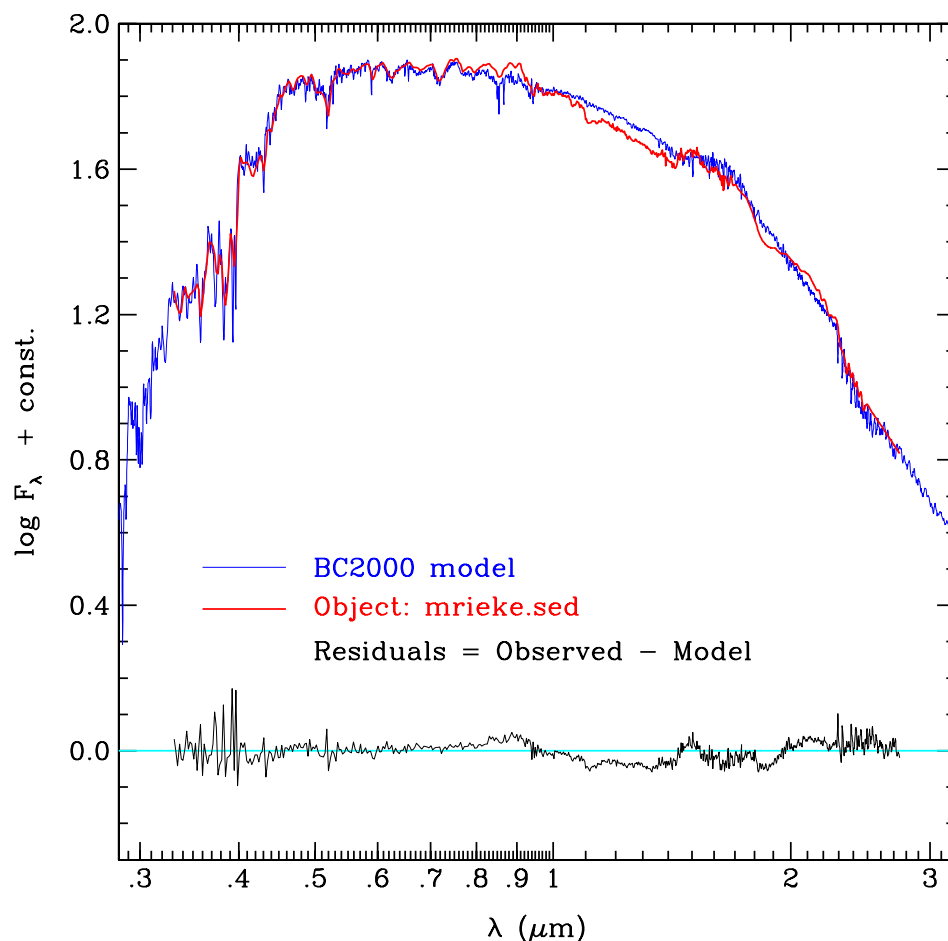


Figura 10.1: Mejor ajuste a la DEE de una galaxia elíptica promedio (línea gruesa) en el intervalo $\lambda\lambda$ 3300 - 27500 Å. El modelo es la línea delgada que se extiende sobre todo el intervalo de longitud de onda. El mejor ajuste ocurre a una edad de 10 Ga para este modelo. Los residuos, $\log F_\lambda(\text{observado}) - \log F_\lambda(\text{modelo})$, se muestran en función de λ en la parte inferior de la figura.

10.1 Metalicidad solar

La Fig 10.1 muestra el ajuste de un modelo al espectro de una galaxia promedio tipo E (gentilmente proporcionado por M. Rieke). La DEE modelo es la línea que se extiende sobre todo el intervalo de longitud de onda mostrado en la figura. La DEE observada cubre el intervalo entre 3300 Å y 2.75 μm . Los residuos (observado - modelo)

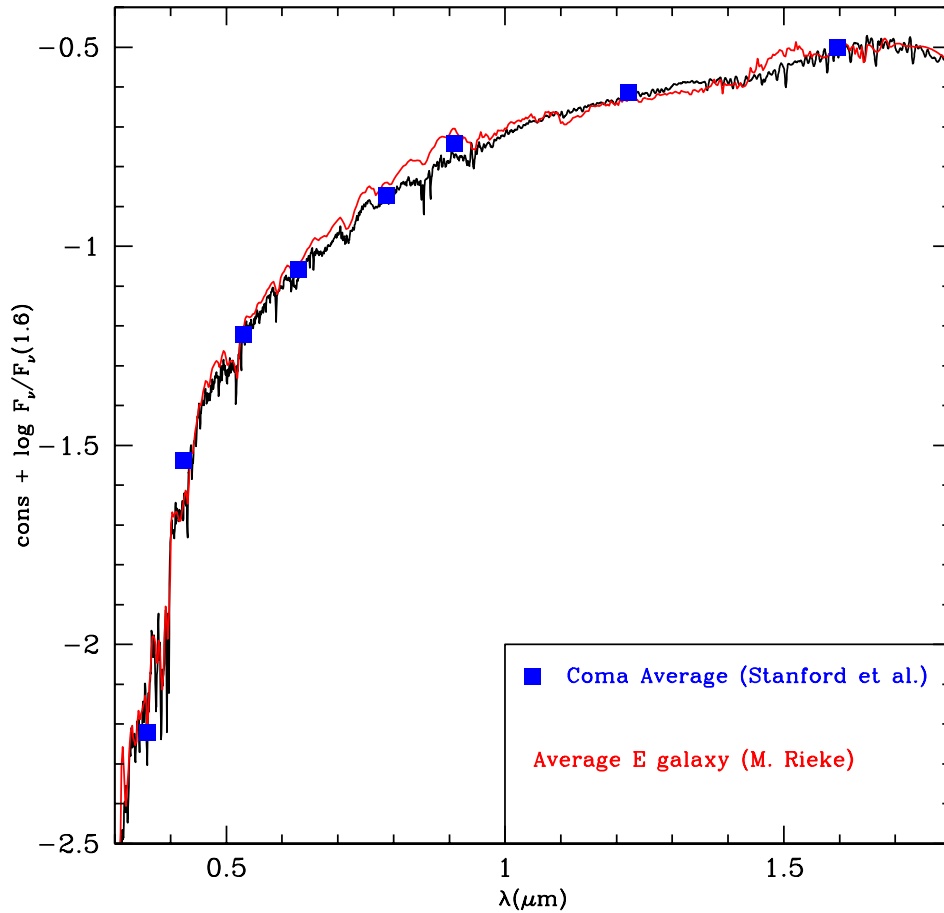


Figura 10.2: Mejor ajuste a la DEE de una galaxia elíptica promedio (mismo modelo y espectro observado de la Fig 10.1 pero en unidades diferentes), junto a flujos de banda ancha que representan el promedio de muchas galaxias E del cúmulo de Coma (cuadrados rellenos) obtenidos por A. Stanford (comunicación privada). La DEE observada es la de mas baja resolución espectral.

se muestran en el cuadro inferior en la misma escala vertical. El modelo corresponde a una PES con $Z = Z_{\odot}$ de edad 10 Ga y calculada con la FMI de Salpeter ($m_L = 0.15$, $m_U = 125 M_{\odot}$) utilizando las trayectorias P y la biblioteca estelar de Pickles (1998). El ajuste es excelente sobre la mayor parte del espectro. Una discrepancia menor aún persiste en la región entre 1.1 y 1.7 μm , cuyo origen no está claro en estos momentos. La Fig 10.2 muestra las mismas DEE del modelo y galaxia E de la Fig 10.1, pero en unidades diferentes. Adicionalmente, en la Fig 10.2 se muestran los valores de flujos de banda ancha que representan el promedio de muchas galaxias E del cúmulo de Coma (cuadrados rellenos) obtenidos por A. Stanford (comunicación privada). La DEE observada es la de mas baja resolución espectral. La Fig 10.3 muestra en una escala mas ampliada los mismos datos de la Fig 10.2. De nuevo, se observa buena concordancia entre los modelos y las observaciones. La línea discrepante en la Fig 10.3 corresponde al mismo modelo mostrado en las Figs 10.1 y 10.2 pero utilizando la biblioteca LBC97 en lugar de la biblioteca empírica. La Fig 10.3 muestra claramente que hay motivos para preferir los modelos basados en espectros estelares empíricos sobre aquellos construidos a partir de modelos teóricos de atmósferas estelares. Desafortunadamente, bibliotecas completas de DEE estelares empíricas sólo existen para metalicidad solar.

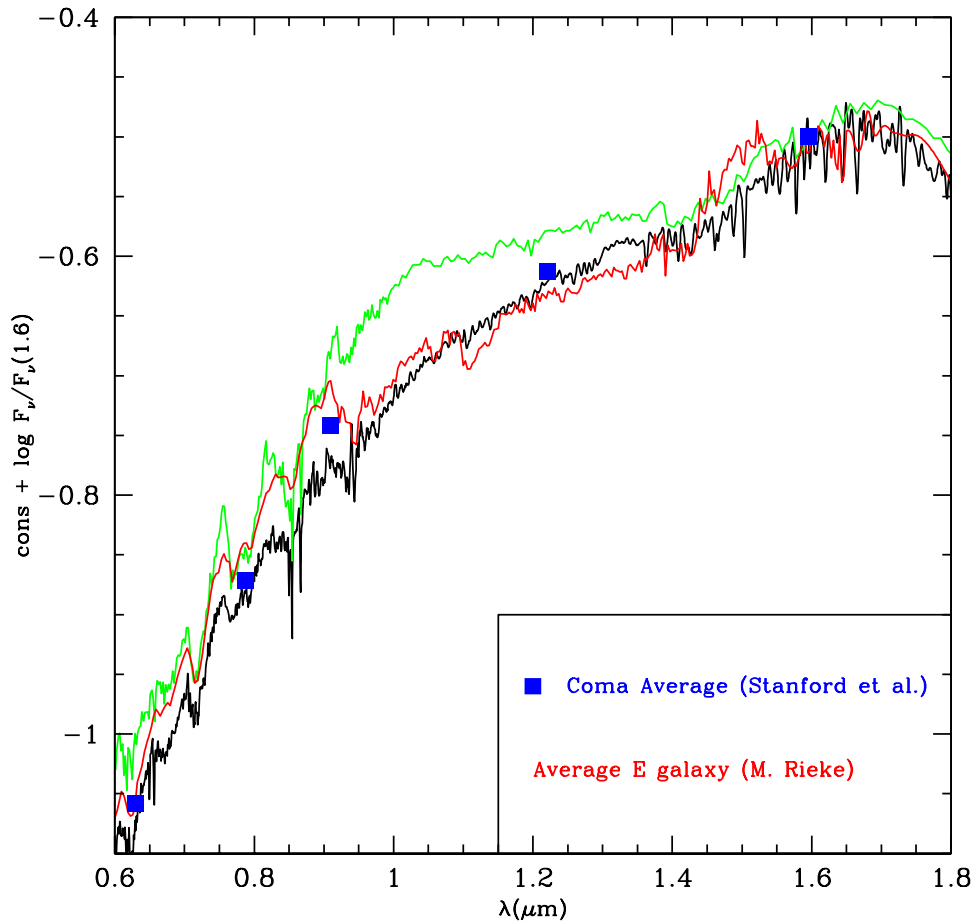


Figura 10.3: Ajustes al espectro de una galaxia elíptica promedio. Esta figura muestra una ampliación de los datos mostrados en la Fig 10.2. La línea discrepante corresponde al mismo modelo mostrado en las Figs 10.1 y 10.2 pero utilizando la biblioteca LBC97 en lugar de la biblioteca empírica.

10.2 Metalicidad diferente a solar

Las Figs 10.4 y 10.5 muestran el resultado de comparar modelos de PES construidos para diversas metalicidades usando la biblioteca estelar de LBC97 y la FMI de Salpeter con varios de los espectros promedio recopilados por Bica et al. (1996). El nombre y contenido metálico del espectro observado indicado en cada cuadro son los dados por Bica et al. La edad reportada en cada cuadro proviene del mejor ajuste del modelo al espectro observado. Los residuos (observado - modelo) se muestran en la misma escala vertical. A pesar de que en detalle los ajustes para poblaciones estelares de metalicidad diferente a solar no son tan buenos como para el caso solar, los modelos reproducen las observaciones bastante bien sobre un intervalo ancho de $[Z/Z_{\odot}]$, y proporcionan una herramienta confiable para estudiar estos sistemas estelares. Las discrepancias persistentes pueden ser debidas tanto a incertidumbres en el atlas de espectros estelares sintéticos como a las trayectorias evolutivas a estos valores de $[Z/Z_{\odot}]$. En los ajustes se han utilizado PES, descartando posibles poblaciones estelares compuestas, así como enrojecimiento interestelar.

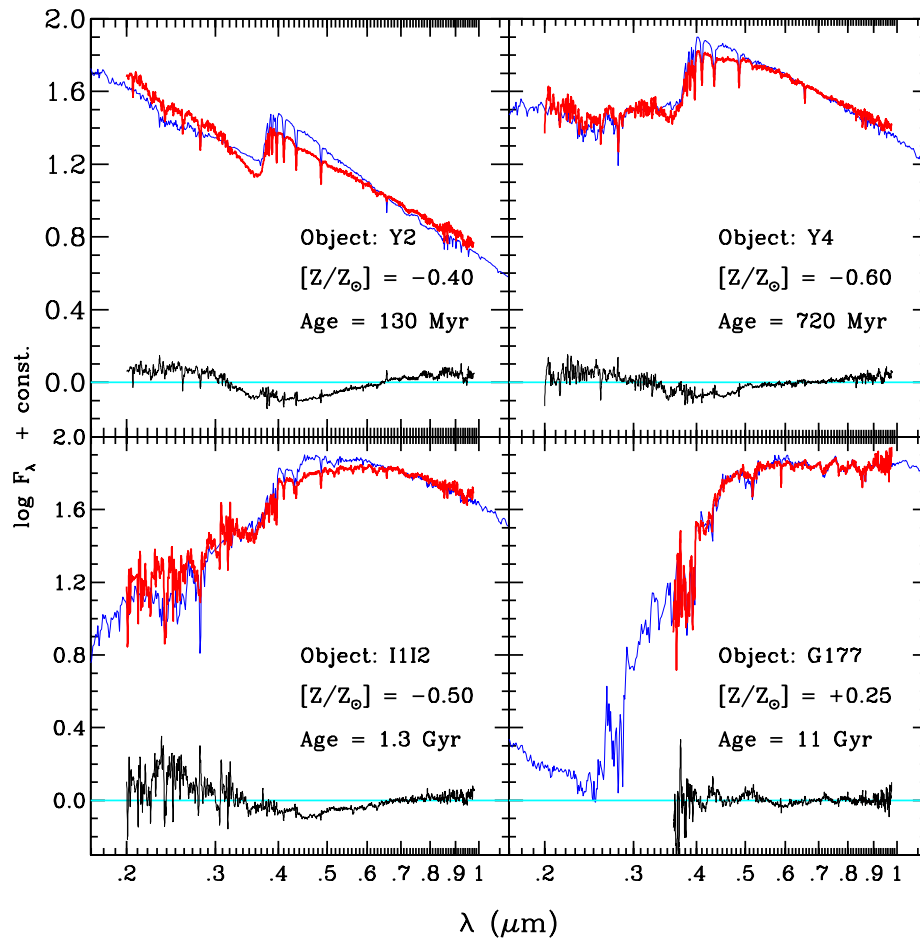


Figura 10.4: Mejor ajuste a los espectros ópticos promedios (línea gruesa) de cúmulos estelares de varias metalicidades recopilados por Bica et al. (1996). El modelo de la PES es la línea delgada que se extiende sobre todo el intervalo de longitud de onda. Los residuos, $\log F_\lambda(\text{observado}) - \log F_\lambda(\text{modelo})$, se muestran en función de λ en la parte inferior de la figura. El nombre y contenido metálico del espectro observado indicado en cada cuadro son los dados por Bica et al. La edad reportada en cada cuadro proviene del mejor ajuste del modelo al espectro observado.

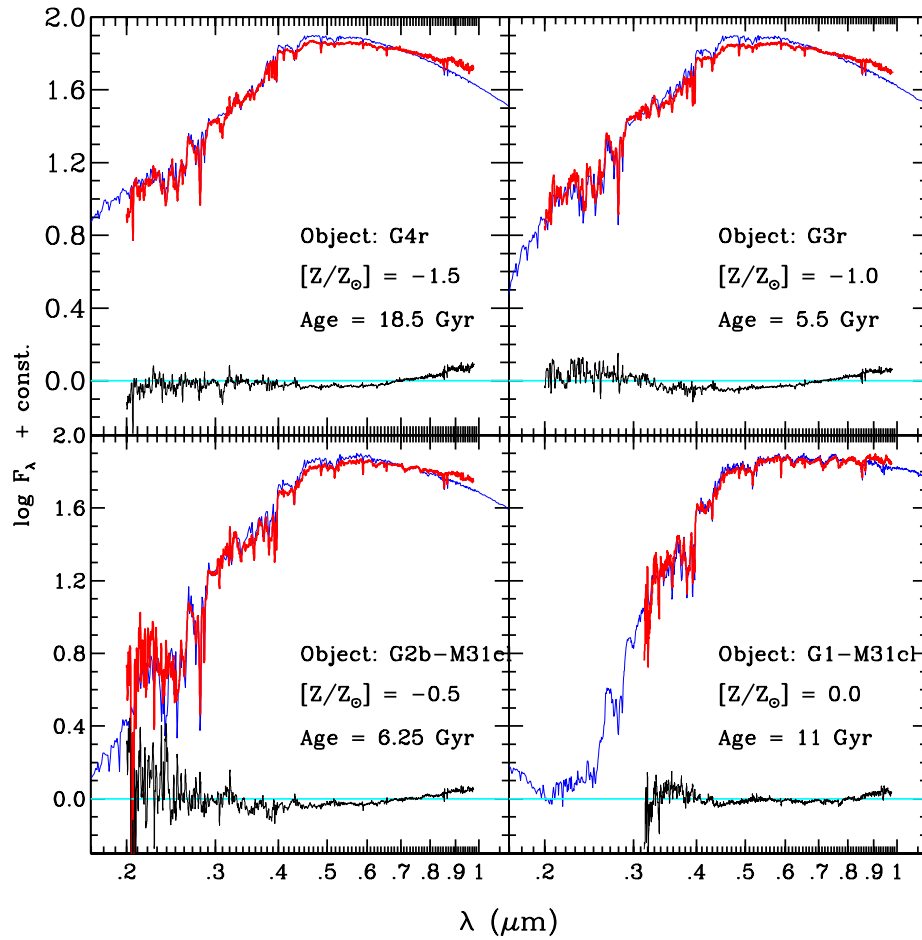


Figura 10.5: Similar a la Fig 10.4 pero para un conjunto diferente de cúmulos estelares.

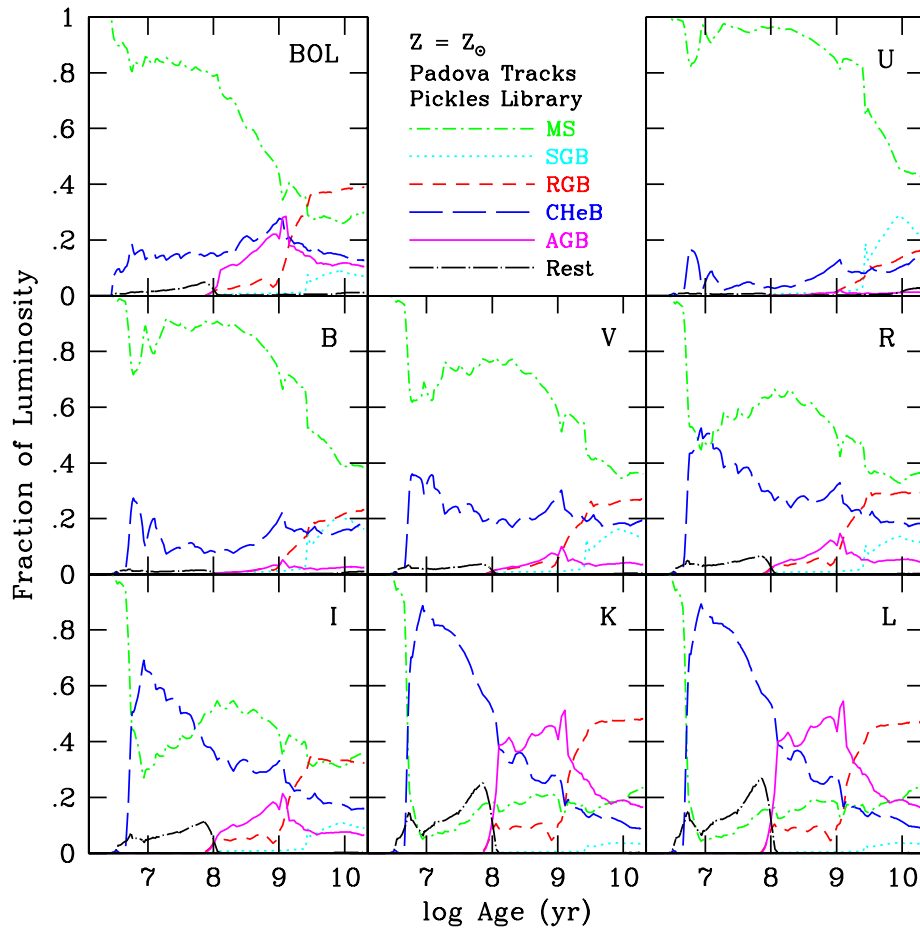


Figura 10.6: Contribución de estrellas en diferentes estados evolutivos al flujo bolométrico y a los flujos en las bandas anchas *UBVRICKL* para una PES con $Z = Z_{\odot}$ calculada para la FMI de Salpeter ($m_L = 0.15$, $m_U = 125 M_{\odot}$) usando las trayectorias P y el atlas estelar de Pickles.

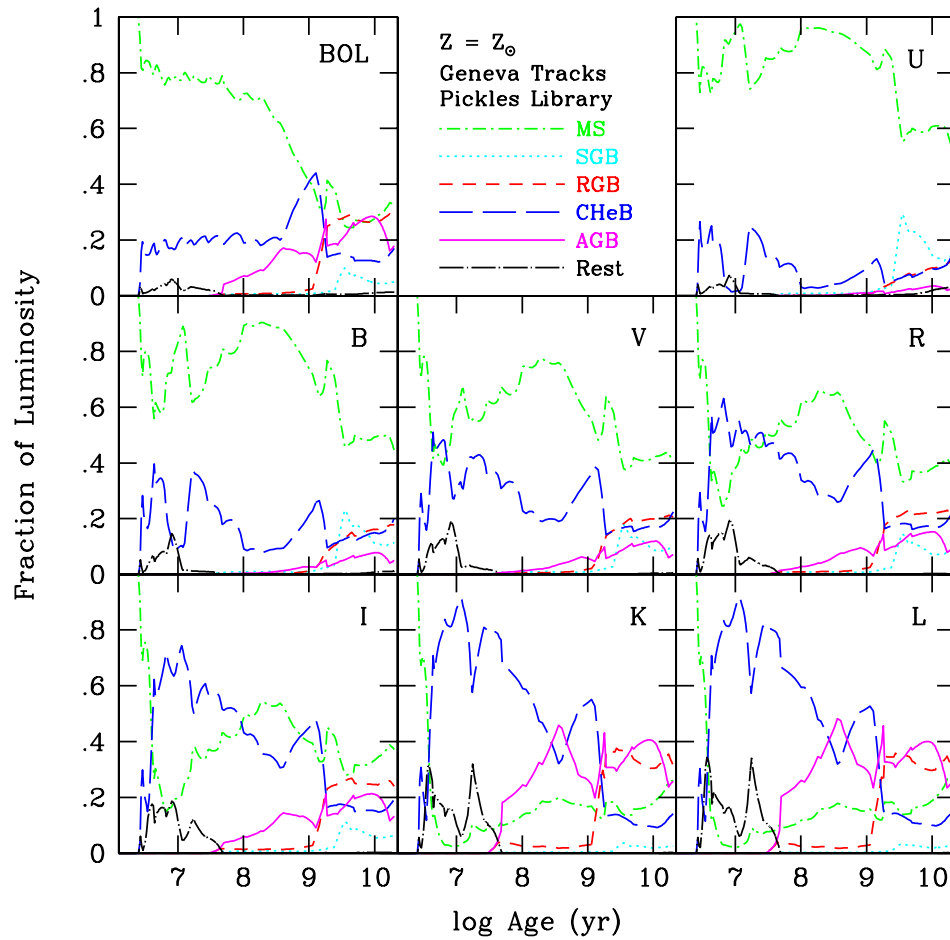


Figura 10.7: Contribución de estrellas en diferentes estados evolutivos al flujo bolométrico y a los flujos en las bandas anchas *UBVRIKL* para una PES con $Z = Z_{\odot}$ calculada para la FMI de Salpeter ($m_L = 0.15$, $m_U = 125 M_{\odot}$) usando las trayectorias G y el atlas estelar de Pickles.

Fuentes de incertidumbre en modelos de síntesis de poblaciones

11.1 Incertidumbre en la astrofísica de la evolución estelar

Hay diferencias significativas en la contribución porcentual de las estrellas de la RGR y la RAG a la luz integrada de PES calculadas a partir de diferentes conjuntos de trayectorias evolutivas. La Fig 10.6 muestra la contribución de estrellas en diferentes estados evolutivos al flujo bolométrico, y al flujo en las bandas $UBVRICKL$ para un modelo de PES con $Z = Z_{\odot}$ calculado para la FMI de Salpeter ($m_L = 0.15$, $m_U = 125 M_{\odot}$) usando las trayectorias P y el atlas estelar de Pickles. El significado de cada línea está indicado en el cuadro central superior. La Fig 10.7 muestra la misma información para un modelo equivalente calculado con las trayectorias G. La contribución de las estrellas de la RGR es mayor en el modelo calculado con las trayectorias P que en el modelo calculado con las trayectorias G. Paralelamente, las estrellas de la RAG contribuyen menos en el modelo que usa las trayectorias P que en el modelo con trayectorias G. Por ejemplo, para $t > 1$ Gyr, las estrellas de la RGR y RAG contribuyen 40% y 10%, respectivamente, a la luz bolométrica en el modelo P (Fig 10.6). Estas fracciones cambian a 30% y 20% en el modelo G (Fig 10.7). Estas diferencias se ven mas claramente en la Fig 11.1 que muestra la razón entre la contribución fraccional de diferentes grupos estelares en el modelo G (Fig 10.7) e igual cantidad en el modelo P (Fig 10.6). De acuerdo al teorema de consumo de combustible (TCC, Renzini 1981), estos números reflejan diferencias relativamente grandes en la cantidad de combustible utilizado durante la evolución en las fases de la RGR y RAG por estrellas de la misma masa y composición química inicial dependiendo del código utilizado para calcular la evolución estelar.

La Fig 11.4 muestra las diferencias en magnitud B y colores $B - V$ y $V - K$ entre modelos de PES calculados con las trayectorias G y P vistas tanto en el sistema de referencia de la galaxia (vs. edad de la galaxia en los cuadros del lado izquierdo) y en el sistema de referencia del observador (vs. desplazamiento al rojo z en los cuadros del lado derecho). Estas diferencias alcanzan valores bastante sustanciales. Las diferencias mostradas en el sistema de referencia del observador incluyen tanto la corrección- k como la corrección evolutiva. Aquí, y en el resto de estas notas, utilizo $H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega = 0.10$, y supongo que la edad de las galaxias es $t_g = 12 \text{ Ga}$.

11.2 Energética de poblaciones estelares modelo

Buzzoni (1999) argumenta que la mayoría de los modelos de síntesis de poblaciones estelares violan prescripciones básicas del TCC. La Fig 11.2 debe ser comparada con la Fig 6.1 de Buzzoni (1999). La línea con puntos cuadrados es reproducida de la Fig 6.1 de Buzzoni. Las otras líneas muestran la dependencia de la razón entre la contribución al flujo bolométrico de las estrellas en la Post-SP con respecto a la SP para diferentes modelos. Las líneas gruesas corresponden a modelos calculados con la FMI de Salpeter. Las líneas delgadas a modelos calculados con la FMI de Scalo (1986). Las líneas continuas corresponden a modelos calculados con las trayectorias P, y las líneas a trazos a modelos con trayectorias G. El modelo G para la FMI de Salpeter (línea gruesa a trazos) coincide bastante bien con el modelo de Buzzoni para $t > 5 \text{ Ga}$.

La Fig 11.3 (similar a la Fig 5.1 de Buzzoni) muestra la razón M/L_V vs. la razón de la contribución Post-SP a SP en la banda V . Los círculos vacíos corresponden a los modelos mostrados en la Fig 5.1 de Buzzoni. La estrella representa al modelo de Buzzoni marcado B en su Fig 5.1. Los triángulos rellenos corresponden a nuestros modelos para PES con Z_{\odot} calculados usando diferentes bibliotecas estelares con las trayectorias P y la FMI de Salpeter. Los triángulos vacíos corresponden a los mismos modelos, pero calculados con la FMI de Scalo (1986). Los pentágonos rellenos representan modelos G para la FMI de Salpeter y los pentágonos vacíos los mismos modelos para la FMI de Scalo. Los tres cuadrados rellenos unidos por una línea representan modelos de metalicidad subsolar para las trayectorias P y la FMI de Salpeter. Los tres cuadrados vacíos unidos por una línea representan los mismos modelos pero para la FMI de Scalo. La Fig 11.3 muestra claramente que la posición en este diagrama de puntos que representan diversos modelos es función de la FMI estelar, del conjunto de trayectorias evolutivas, y de la composición química de la población estelar. Resulta simplista atribuir la dispersión de estos puntos a una violación del TCC (Buzzoni 1999).

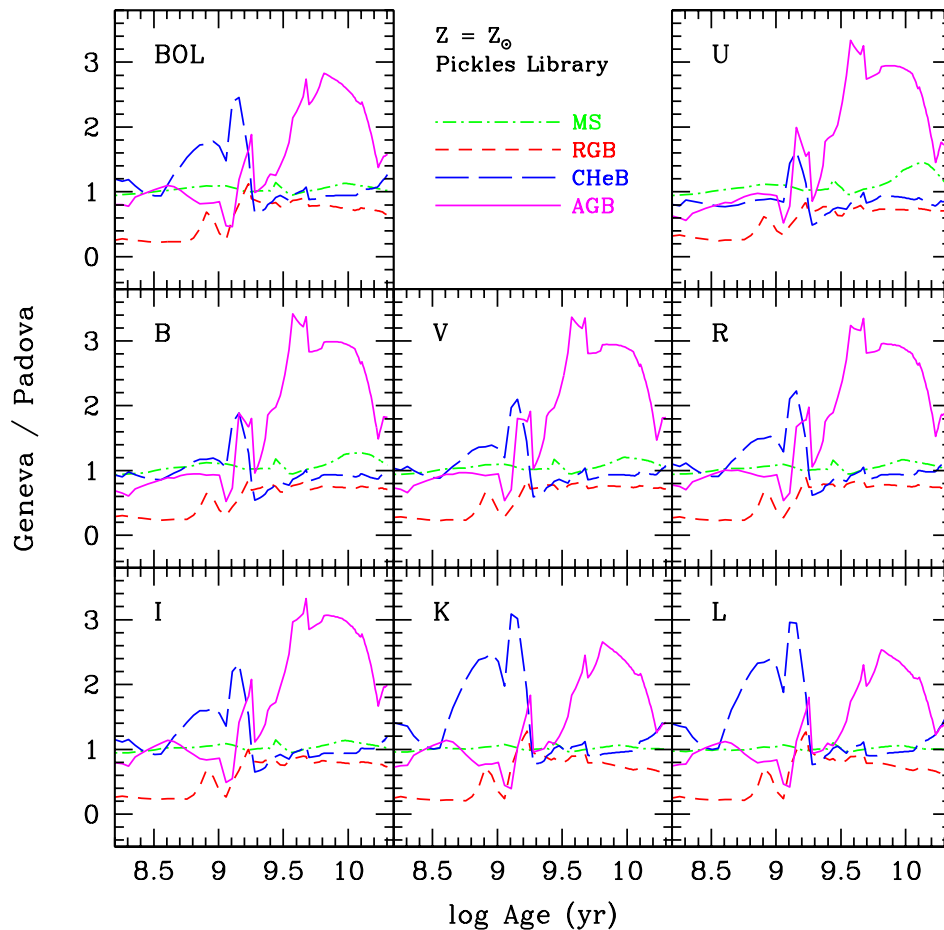


Figura 11.1: Razón entre la contribución fraccional de diferentes grupos estelares en el modelo G e igual cantidad en el modelo P.

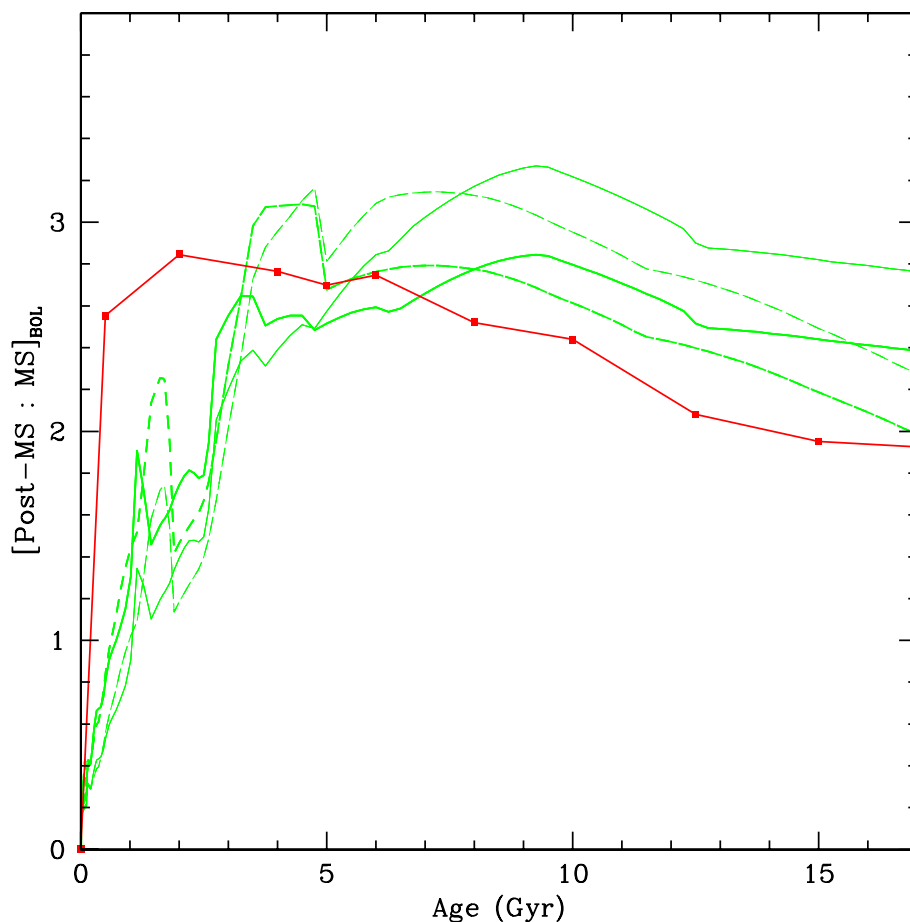


Figura 11.2: Razón entre la contribución al flujo bolométrico de las estrellas en la Post-SP con respecto a la SP para diferentes modelos. Esta figura debe ser comparada con la Fig 6.1 de Buzzoni (1999). La línea con puntos cuadrados es reproducida de la Fig 6.1 de Buzzoni. Las líneas gruesas corresponden a modelos calculados con la FMI de Salpeter. Las líneas delgadas a modelos calculados con la FMI de Scalo (1986). Las líneas continuas corresponden a modelos calculados con las trayectorias P, y las líneas a trazos a modelos con trayectorias G. El modelo G para la FMI de Salpeter (línea gruesa a trazos) coincide bastante bien con el modelo de Buzzoni para $t > 5$ Ga.

11.3 Incertidumbre en la FMI estelar

Es informativo comparar modelos calculados para ingredientes idénticos, variando la FMI. La Fig 11.5 muestra el resultado de tal comparación. Diferencias en brillo y color se muestran con respecto al modelo calculado para la FMI de Salpeter vs. la edad de la población estelar en el sistema de referencia de la galaxia (lado izquierdo de la figura) y vs. z en el sistema de referencia del observador (lado derecho) para PES y trayectorias P usando las siguientes FMI: Scalo (1986, *línea continua*), Miller & Scalo (1979, *línea a trazos cortos*), y Kroupa et al. (1993, *línea a trazos largos*).

11.4 Bibliotecas estelares

La Fig 11.6 compara en el mismo formato anterior los resultados de utilizar diferentes bibliotecas estelares de metalicidad solar para un mismo modelo de PES construido con las trayectorias P. Diferencias en brillo y en color

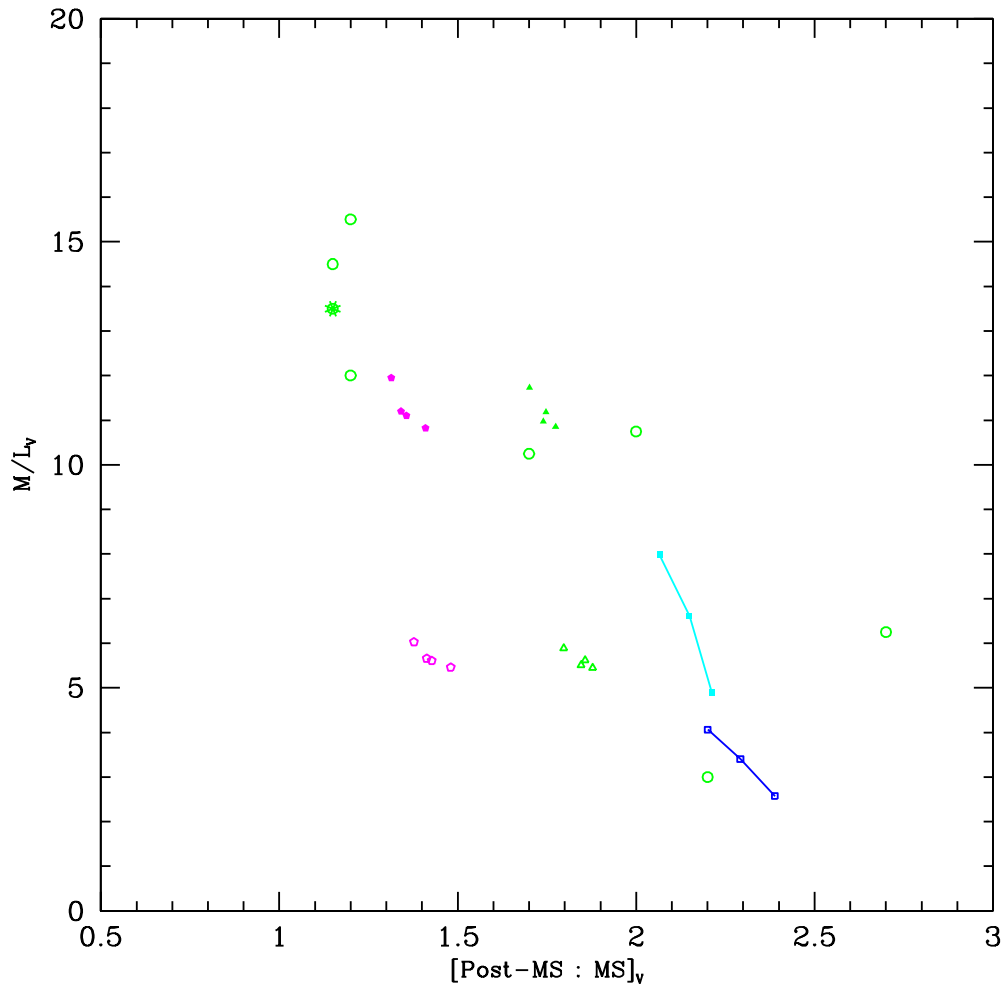


Figura 11.3: Razón M/L_V vs. la razón de las contribución Post-SP a SP en la banda V . Los círculos vacíos corresponden a los modelos mostrados en la Fig 5.1 de Buzzoni. La estrella representa al modelo de Buzzoni marcado B en su Fig 5.1. Los triángulos rellenos corresponden a nuestros modelos para PES con Z_{\odot} calculados usando diferentes bibliotecas estelares con las trayectorias P y la FMI de Salpeter. Los triángulos vacíos corresponden a los mismos modelos, pero calculados con la FMI de Scalo (1986). Los pentágonos rellenos representan modelos G para la FMI de Salpeter y los pentágonos vacíos los mismos modelos para la FMI de Scalo. Los tres cuadrados rellenos unidos por una línea representan modelos de metalicidad sub-solar para las trayectorias P y la FMI de Salpeter. Los tres cuadrados vacíos unidos por una línea representan los mismos modelos pero para la FMI de Scalo.

se muestran con respecto al modelo de PES calculado con la biblioteca estelar de Pickles (1998) vs. la edad de la población estelar en el sistema de referencia de la galaxia (lado izquierdo de la figura) y vs. z en el sistema de referencia del observador (lado derecho) para modelos calculados con las siguientes bibliotecas estelares: Atlas de Gunn y Stryker extendido utilizado por BC93 (*línea continua*), atlas LCB97 versión original (*línea a trazos cortos*), y atlas LCB97 versión corregida (*línea a trazos largos*).

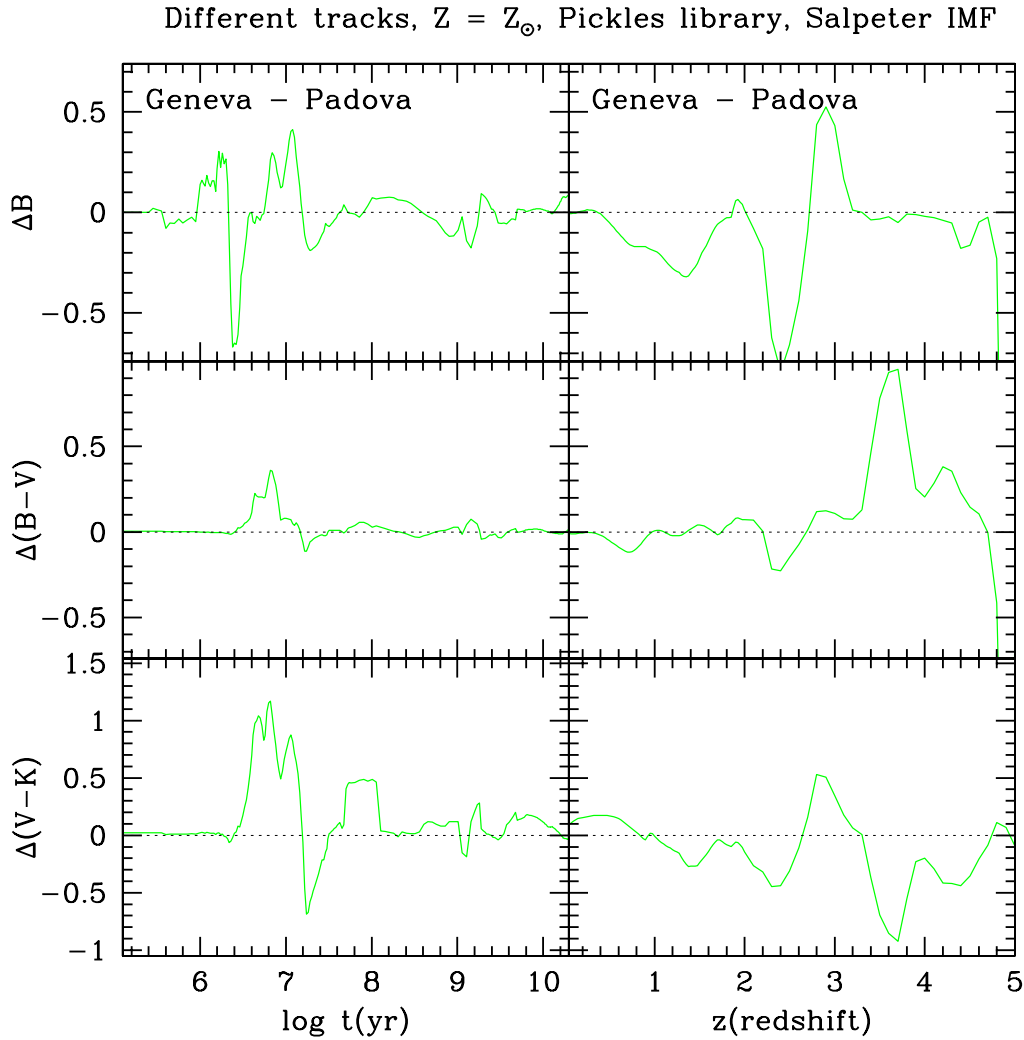


Figura 11.4: Diferencia en la magnitud B y los colores $B - V$ y $V - K$ entre un modelo de PES calculado con las trayectorias G y un modelo similar calculado con las trayectorias P. Ver texto para más detalles.

11.5 Diferencias en composición química

En esta sección exploramos las diferencias entre modelos de PES de composición química no solar y el caso solar. La Fig 11.7 muestra las diferencias en brillo y en color con respecto al modelo de PES con $Z = Z_{\odot}$. Todos los modelos mostrados en esta figura fueron calculados con las trayectorias P y el atlas estelar de LCB97. Las líneas en esta figura tienen el siguiente significado: $Z = 0.0001$ (línea continua), $Z = 0.0004$ (línea a trazos cortos), $Z = 0.004$ (línea a trazos largos), $Z = 0.008$ (línea a puntos y trazos cortos), $Z = 0.05$ (línea a trazos cortos y largos), y $Z = 0.1$ (línea a puntos y trazos largos).

11.6 Historia diferente de evolución química

La Fig 11.8 muestra tres posibles historias de evolución química, $Z(t)$: rápida (Z_Q , línea a trazos cortos), lineal (Z_L , línea continua), y lenta (Z_S , línea a trazos largos), que alcanzan $Z = 0.1 = 5 \times Z_{\odot}$ a 15 Ga. Las líneas

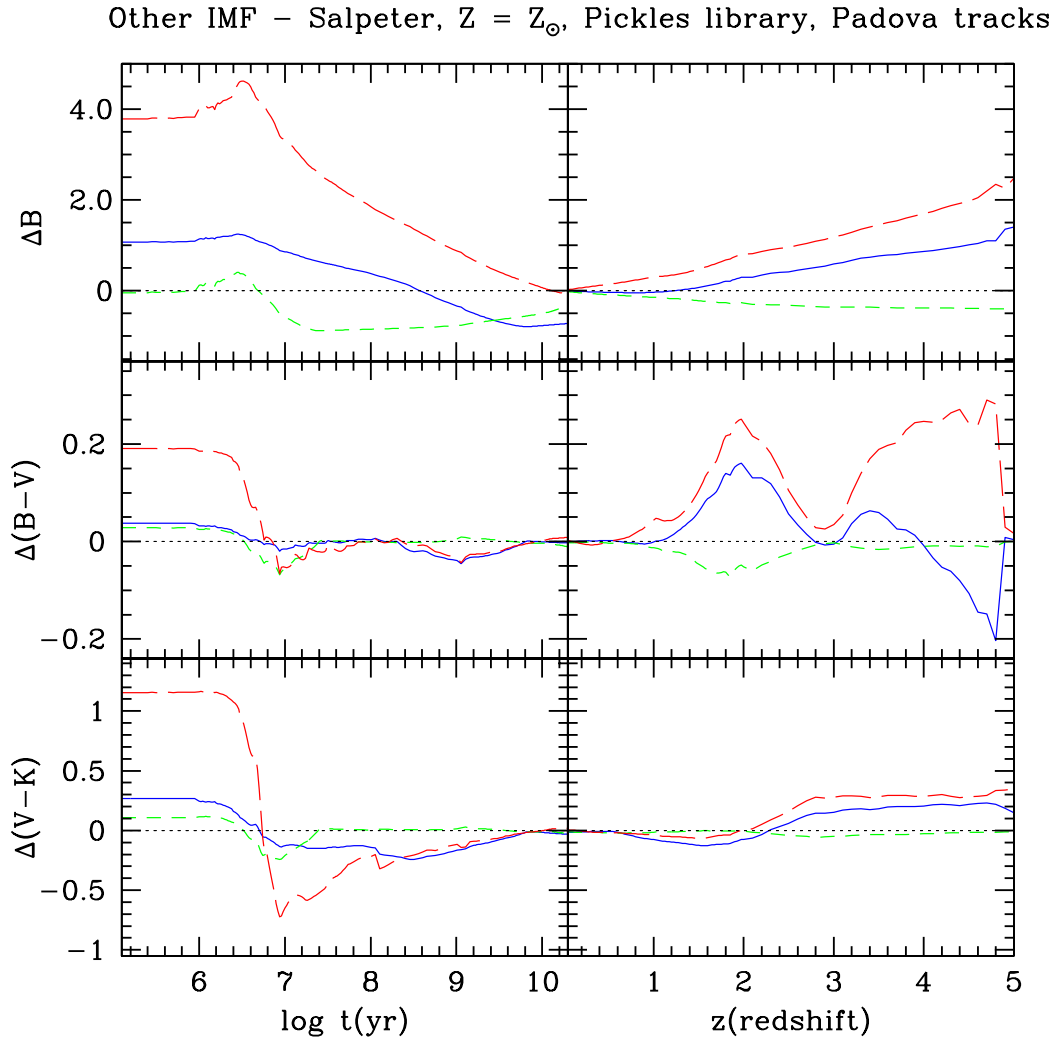


Figura 11.5: Diferencia en la magnitud B y los colores $B - V$ y $V - K$ entre modelos de PES calculados con diferentes FMI con respecto al modelo calculado con la FMI de Salpeter. Ver texto para más detalles.

punteadas indican Z_{\odot} y $t_g = 12$ Ga. Se han calculado modelos para una TFE $\Psi(t) \propto \exp(-t/\tau)$, con $\tau = 5$ Ga, que evolucionan químicamente de acuerdo a las líneas mostradas en la Fig 11.8. Las diferencias en brillo y color de estos tres modelos con respecto al modelo con $Z = Z_{\odot}$ para la misma TFE se muestran en la Fig 11.9. El significado de cada línea es como sigue: $Z(t) = Z_Q$ (línea a trazos cortos), $Z(t) = Z_L$ (línea continua), y $Z(t) = Z_S$ (línea a trazos largos).

11.7 Evolución en el sistema del observador y época cosmológica

En las Figs 11.10 a 11.15 muestro el intervalo de valores esperados en medidas de los colores ($V - R$) y ($V - K$) en el sistema del observador a diferentes desplazamientos al rojo z en función de la edad de la galaxia. En estas figuras, el cuadro marcado *TRACKS* muestra los colores obtenidos para modelos de PES calculados con el atlas estelar empírico de Pickles, la FMI de Salpeter y las trayectorias P y G. El cuadro marcado *IMF* muestra modelos de PES con $Z = Z_{\odot}$ calculados con las trayectorias P, el atlas estelar de Pickles, y las FMI de Salpeter, Scalo,

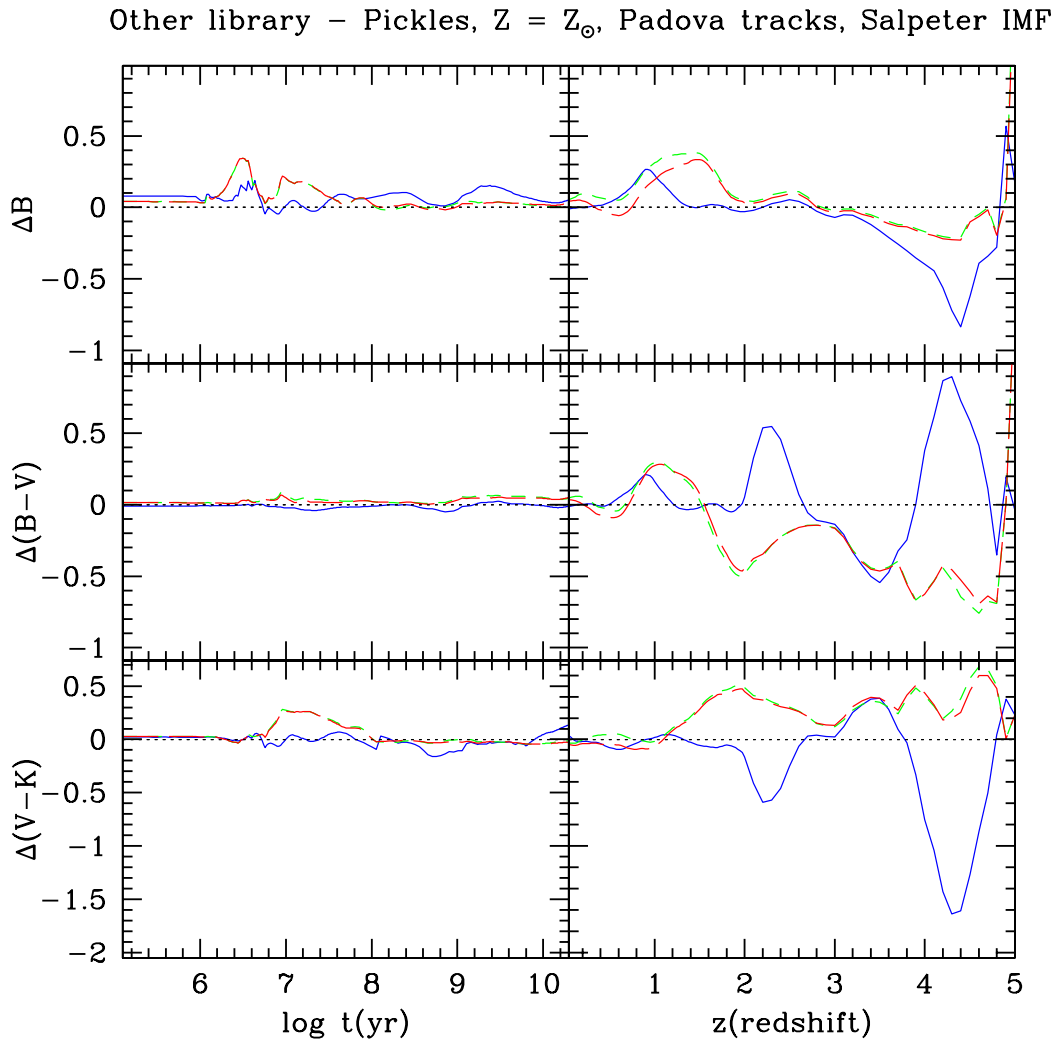


Figura 11.6: Diferencia en la magnitud B y los colores $B - V$ y $V - K$ entre modelos de PES calculados con diferentes bibliotecas estelares con $Z = Z_{\odot}$ con respecto al modelo calculado con el atlas de Pickles. Ver texto para más detalles.

y Miller-Scalo. El cuadro marcado *SEDs* muestra la evolución de modelos de PES con $Z = Z_{\odot}$ calculados con las trayectorias P y la FMI de Salpeter, usando las bibliotecas estelares empíricas de Gunn-Stryker y Pickles, así como las versiones original y corregida del atlas LCB97 para $Z = Z_{\odot}$. El panel marcado *SFR* muestra la evolución de un modelo de PES junto a un modelo en el cual las estrellas se forman a una TFE constante durante el primer Ga de la vida de la galaxia (modelo 1Ga), ambos calculados con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles. El cuadro marcado *Z* muestra el intervalo de colores cubiertos por modelos de PES de metalicidad $Z = 0.004, 0.008$ y 0.02 (solar), calculado con las trayectorias P y la FMI de Salpeter. En el caso solar, se repiten los modelos mostrados en el cuadro marcado *SEDs*. El cuadro marcado *ALL* resume los resultados mostrados en los cuadros restantes. El color más rojo obtenido a cualquier edad en los 5 cuadros previos se muestra en la línea continua superior. El color más azul lo indica la línea punteada. El color promedio está indicado por la línea continua contenida dentro de estos dos extremos. El modelo 1Ga se muestra como una línea a trazos para resaltar los efectos dominantes de la formación estelar en los colores de las galaxias.

Las Figs 11.10 y 11.11 muestran los valores de $(V - R)$ y $(V - K)$ esperados en el sistema del observador a $z = 0$

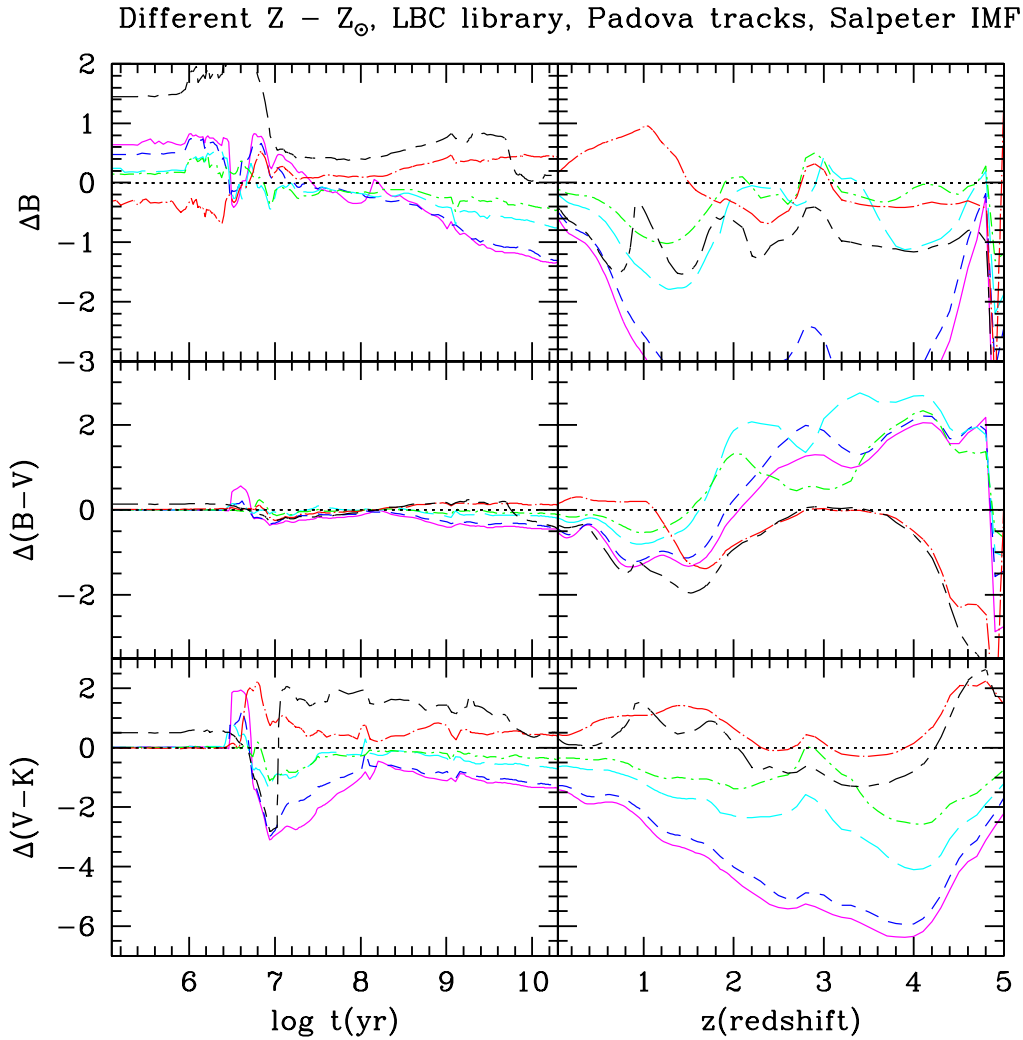


Figura 11.7: Diferencia en la magnitud B y los colores $B - V$ y $V - K$ entre modelos de PES de composición química diferente a solar y el caso solar. Ver texto para más detalles.

en función de la edad de la galaxia. A $z = 0$ ambos sistemas de referencia coinciden. La máxima edad permitida es la edad del universo, $t_u = 13.5$ Ga a $z = 0$, utilizando $H_0 = 65 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega = 0.10$. Las Figs 11.12 y 11.13 muestran las mismas cantidades pero para galaxias vistas a $z = 1.552$. La edad del universo para este z en esta cosmología es $t_u = 4.6$ Ga. Las Figs 11.14 y 11.15 corresponden a $z = 3$, en este caso $t_u = 2.7$ Ga. De las Figs 11.10 a 11.15 concluimos que la metalicidad Z y la TFE son los factores más determinantes del intervalo de colores esperados en modelos de síntesis de poblaciones estelares.

Las líneas horizontales mostrada en los cuadros de las Figs 11.12 y 11.13 indican el color $\pm\sigma$ de la galaxia LBDS 53W091 observada por Spinrad et al. (1997). Estos modelos reproducen los colores de esta galaxia a una edad cercana a 1.5 Ga.

Las Figs 11.16 a 11.19 están basadas en el cuadro marcado *ALL* de las Figs 11.10 a 11.13, y figuras similares para $(V - U)$, $(V - B)$, $(V - I)$, y $(V - J)$, no mostradas en estas notas por razones de espacio. Para construir estas figuras se ha substraído de cada línea en las figuras previas, el color de la PES de $Z = Z_{\odot}$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles. Concluimos que la evolución de $(V - R)$ es

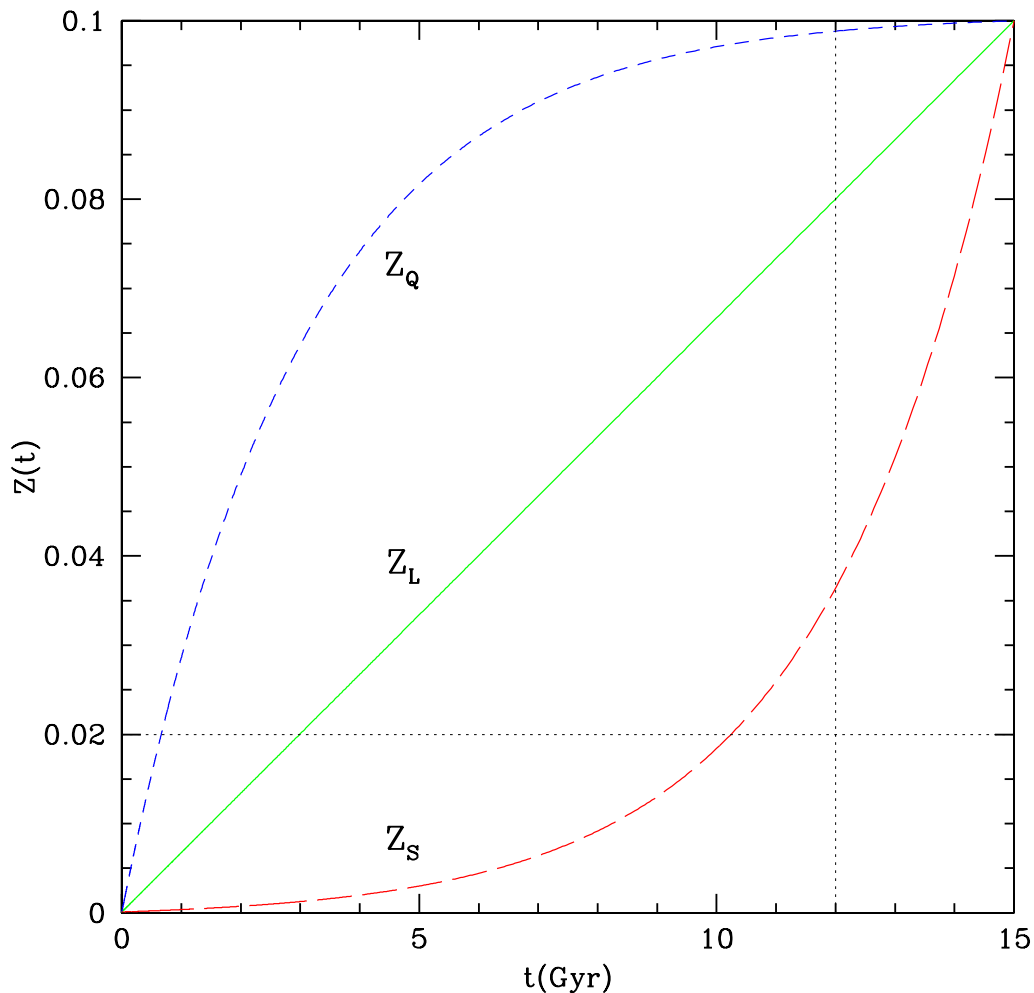


Figura 11.8: Tres historias posibles de evolución química, $Z(t)$: rápida (Z_Q , línea a trazos cortos), lineal (Z_L , línea continua), y lenta (Z_S , línea a trazos largos), que alcanzan $Z = 0.1 = 5 \times Z_\odot$ a 15 Ga. Las líneas punteadas indican Z_\odot y $t_g = 12$ Ga.

menos dependiente de los detalles del modelo que la evolución en cualquiera de los otros colores

Las Figs 11.20 a 11.23 están también basadas en los cuadros marcados *ALL* en las Figs 11.10 a 11.13 y figuras similares para otros valores de z , no mostradas en estas notas por razones de espacio. Las Figs 11.20 a 11.23 muestran la evolución en el tiempo de los colores $(V - U)$, $(V - B)$, $(V - R)$, y $(V - K)$ en el sistema de referencia del observador, para diferentes valores del desplazamiento al rojo z . El color de la PES de $Z = Z_\odot$ calculado con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, ha sido abstraído de las respectivas líneas mostradas en las figuras anteriores. De nuevo, $(V - R)$ muestra menos variaciones con el modelo que los otros colores incluidos en estas figuras.

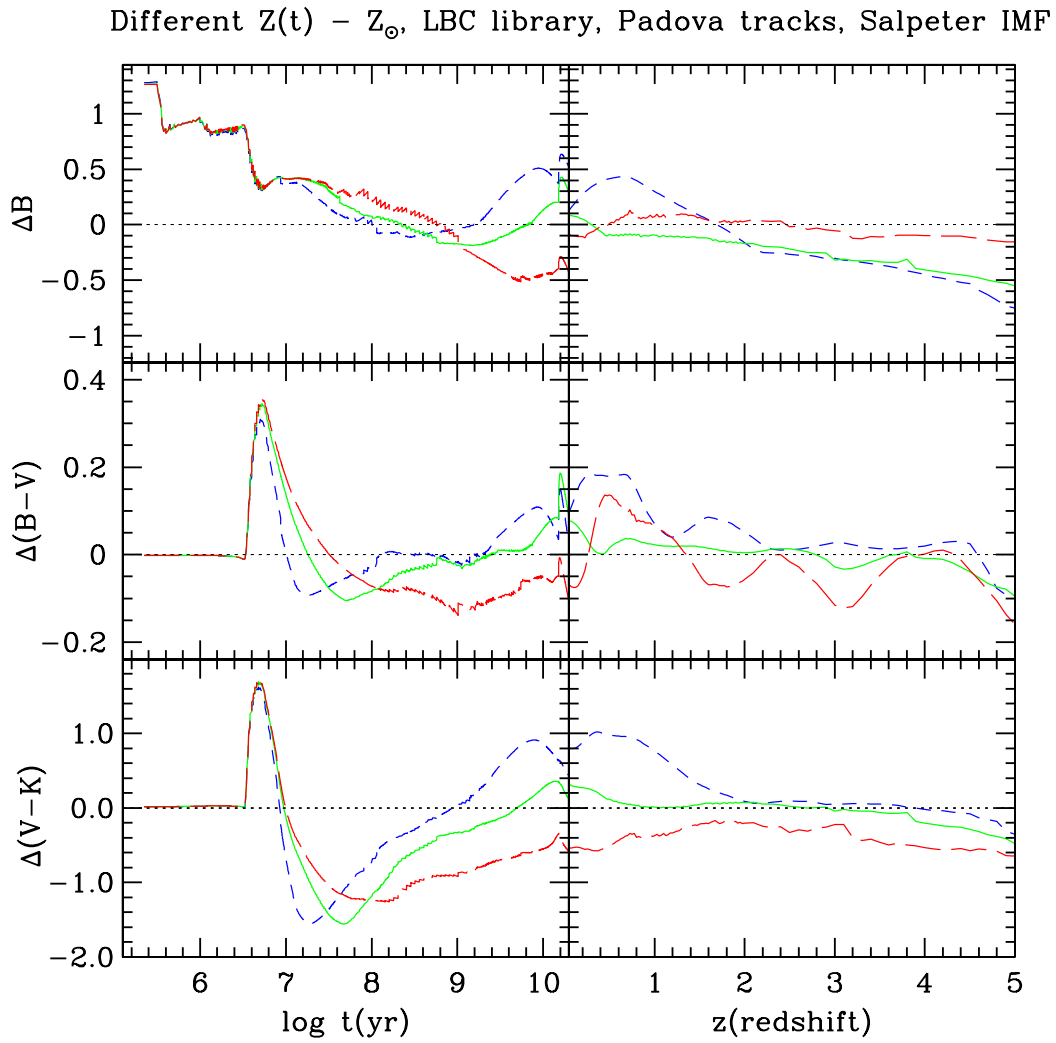


Figura 11.9: Diferencia en la magnitud B y los colores $B - V$ y $V - K$ entre modelos que evolucionan químicamente de acuerdo a la Fig 11.8 con respecto a un modelo con $Z = Z_{\odot}$ e igual TFE. Ver texto para más detalles.

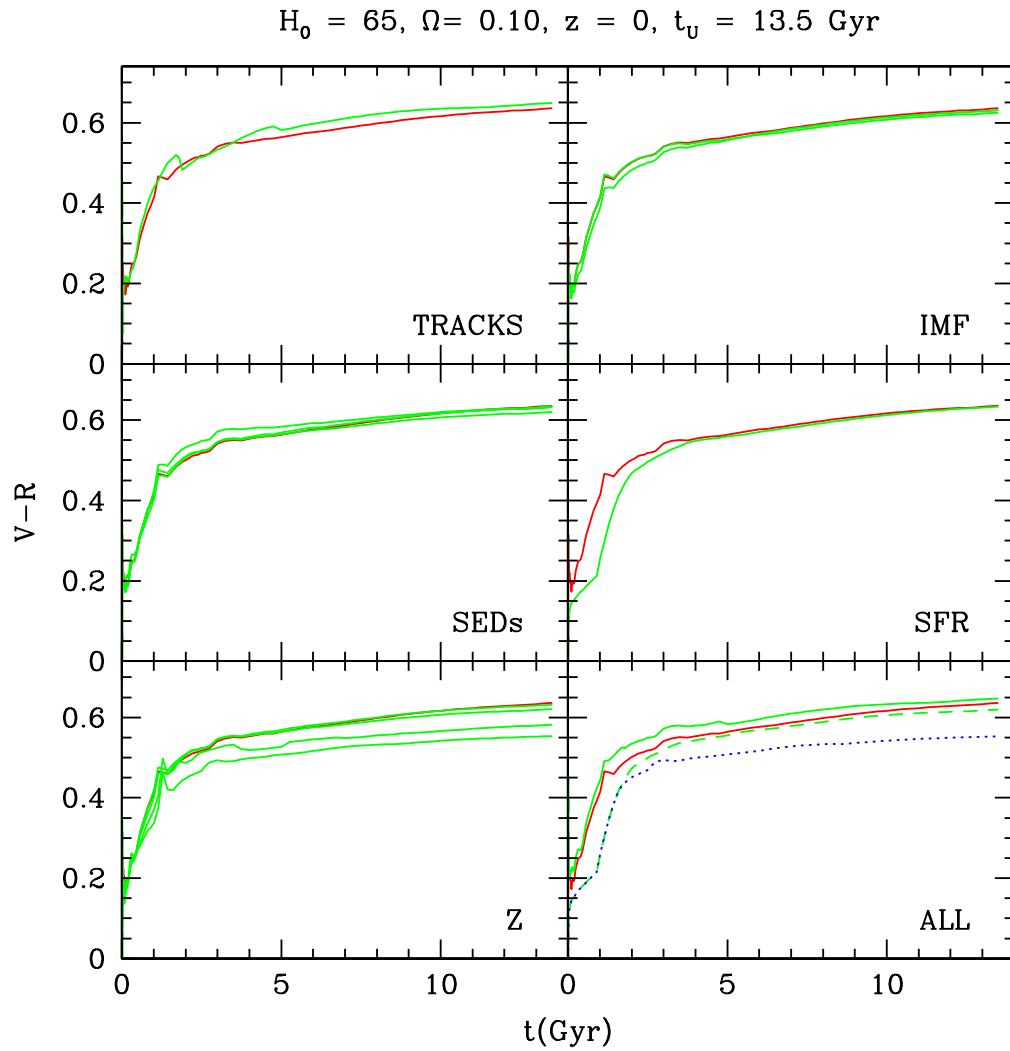


Figura 11.10: $(V - R)$ vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 0$. Vea §11.7 para mas detalles.

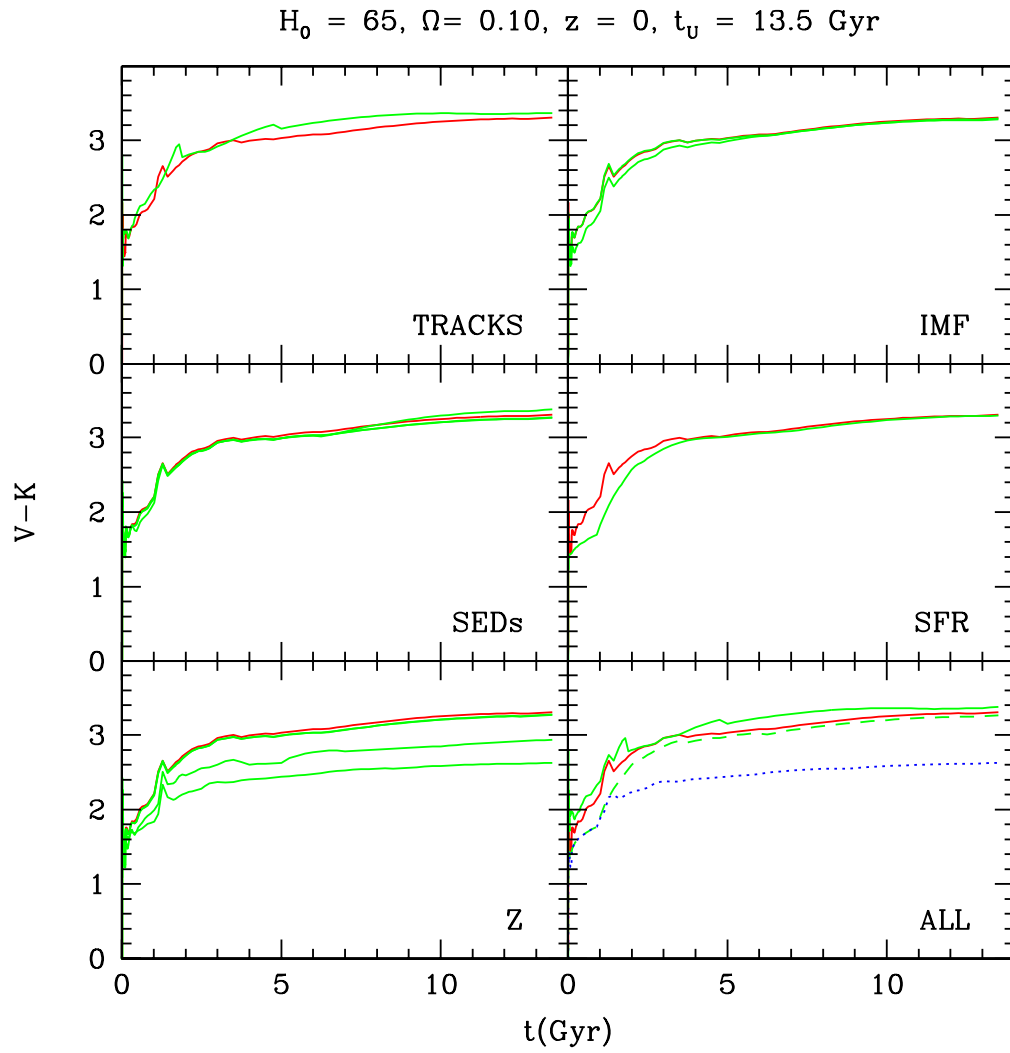


Figura 11.11: $(V - K)$ vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 0$. Vea §11.7 para mas detalles.

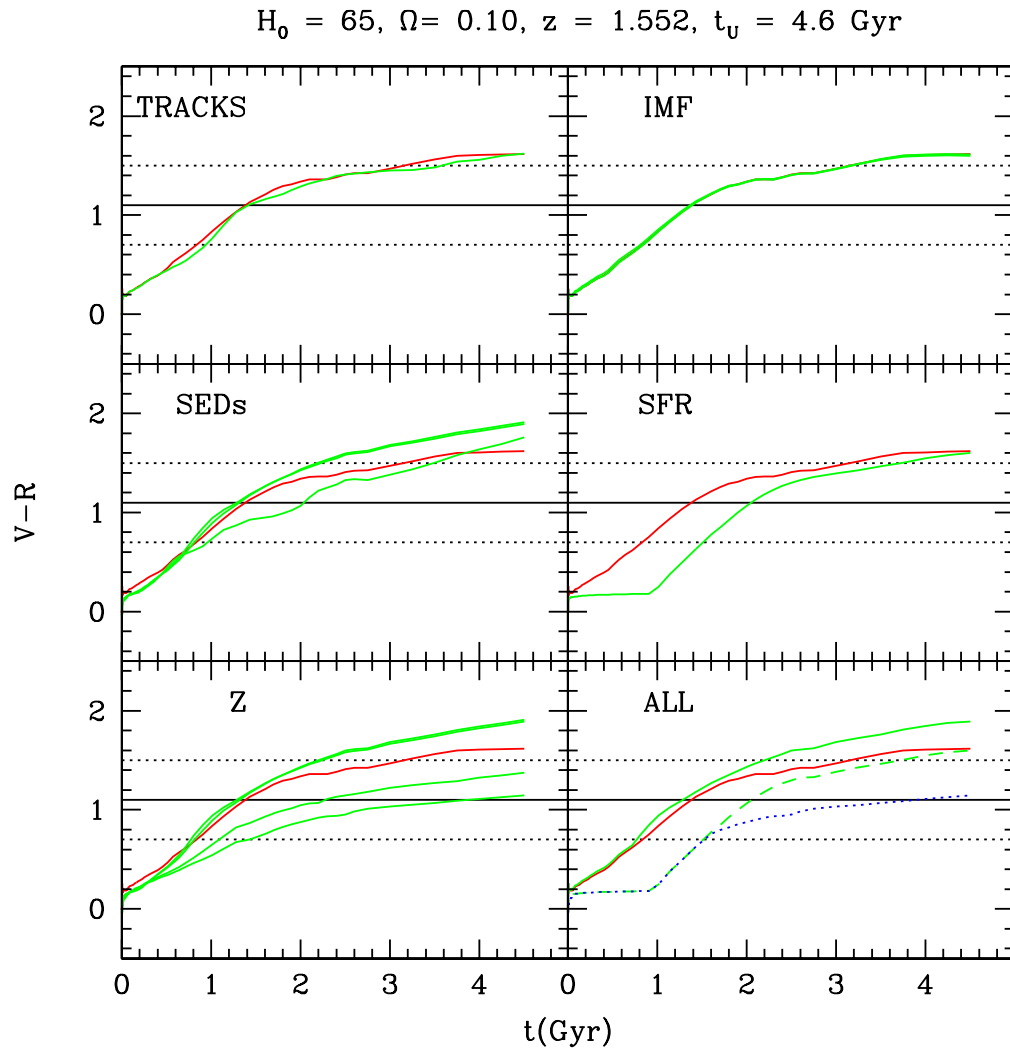


Figura 11.12: $(V - R)$ vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 1.552$. Vea §11.7 para mas detalles.

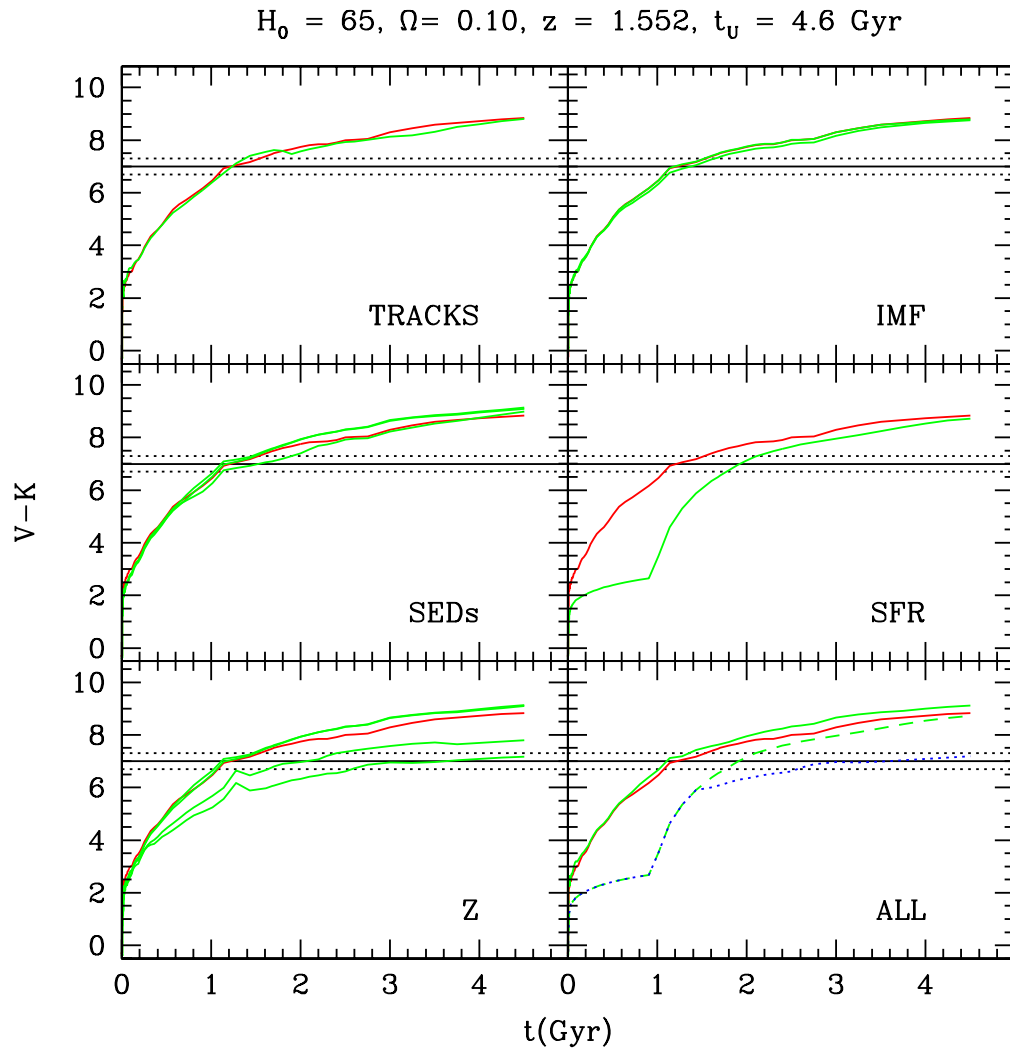


Figura 11.13: $(V - K)$ vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 1.552$. Vea §11.7 para mas detalles.

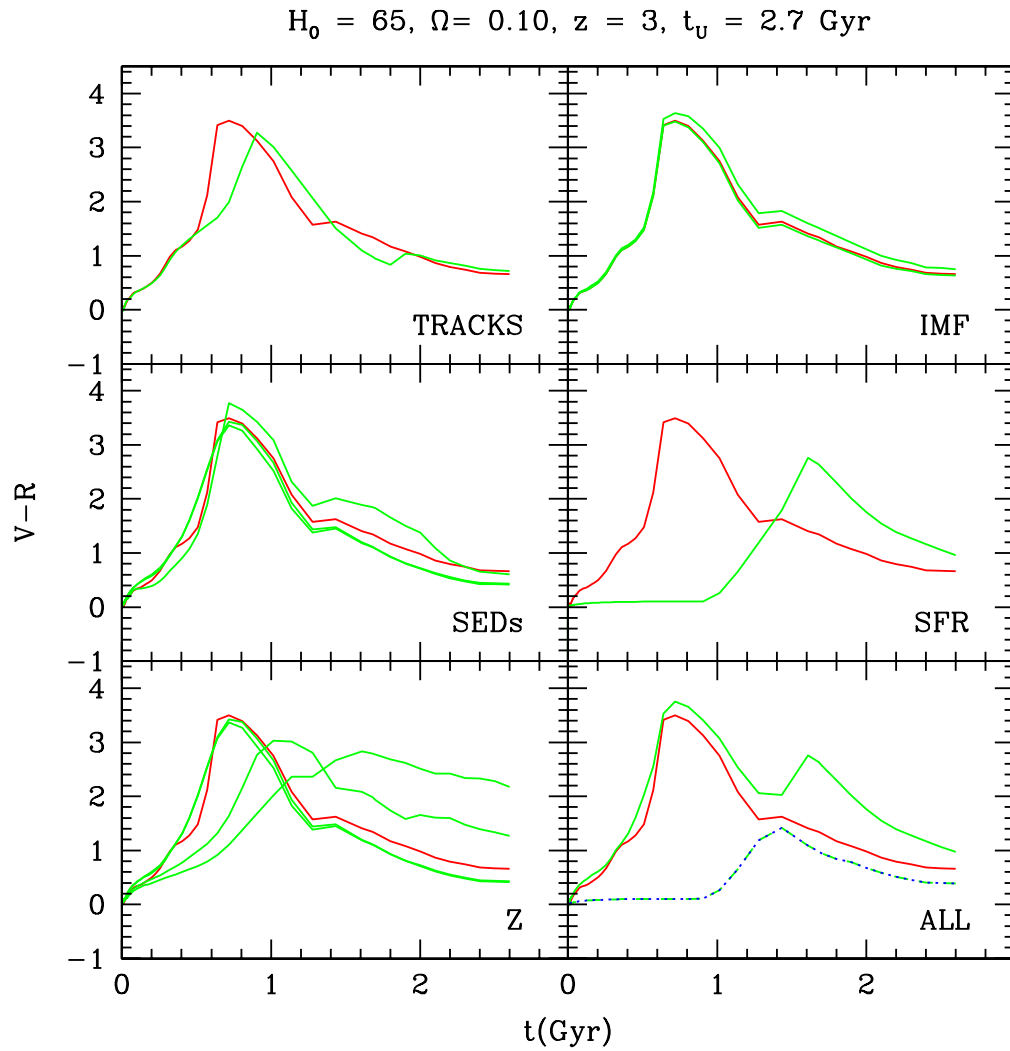


Figura 11.14: $(V - R)$ vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 3$. Vea §11.7 para mas detalles.

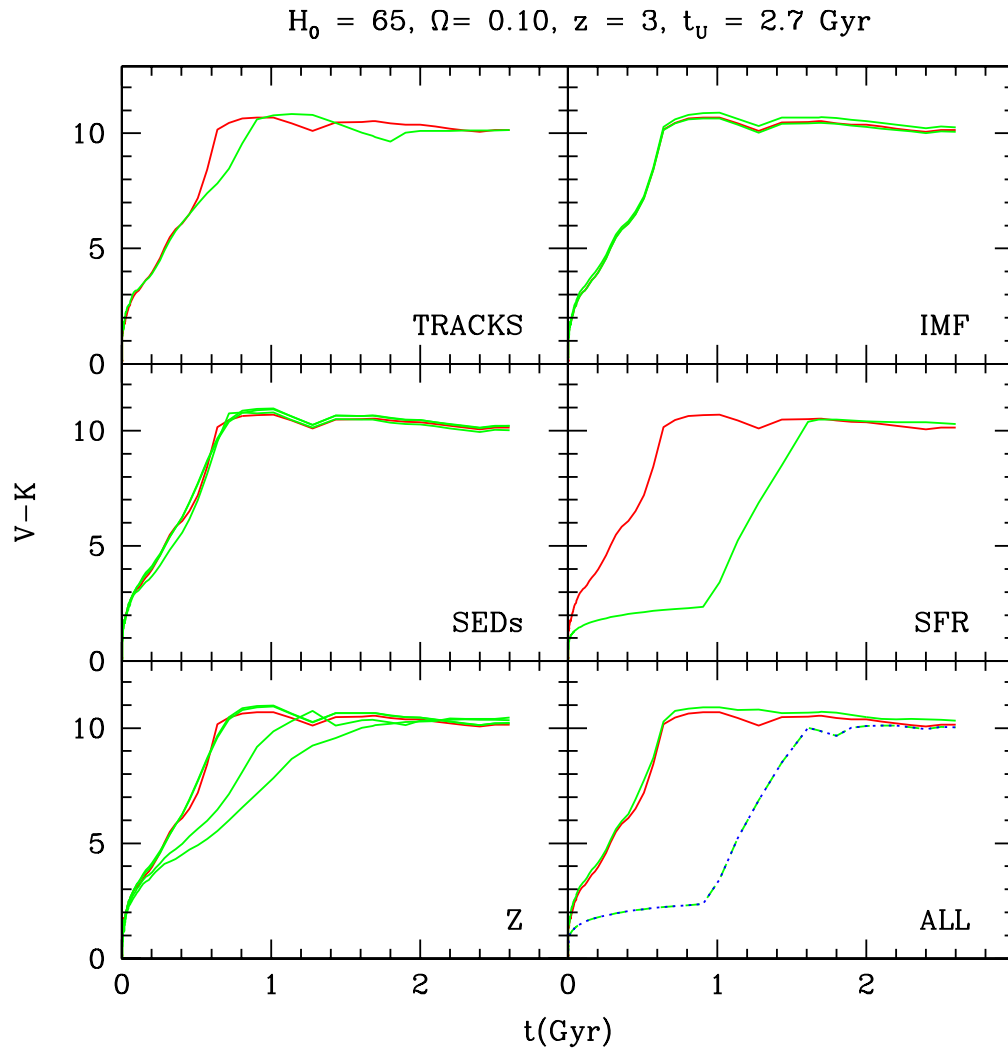


Figura 11.15: $(V - K)$ vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 3$. Vea §11.7 para mas detalles.

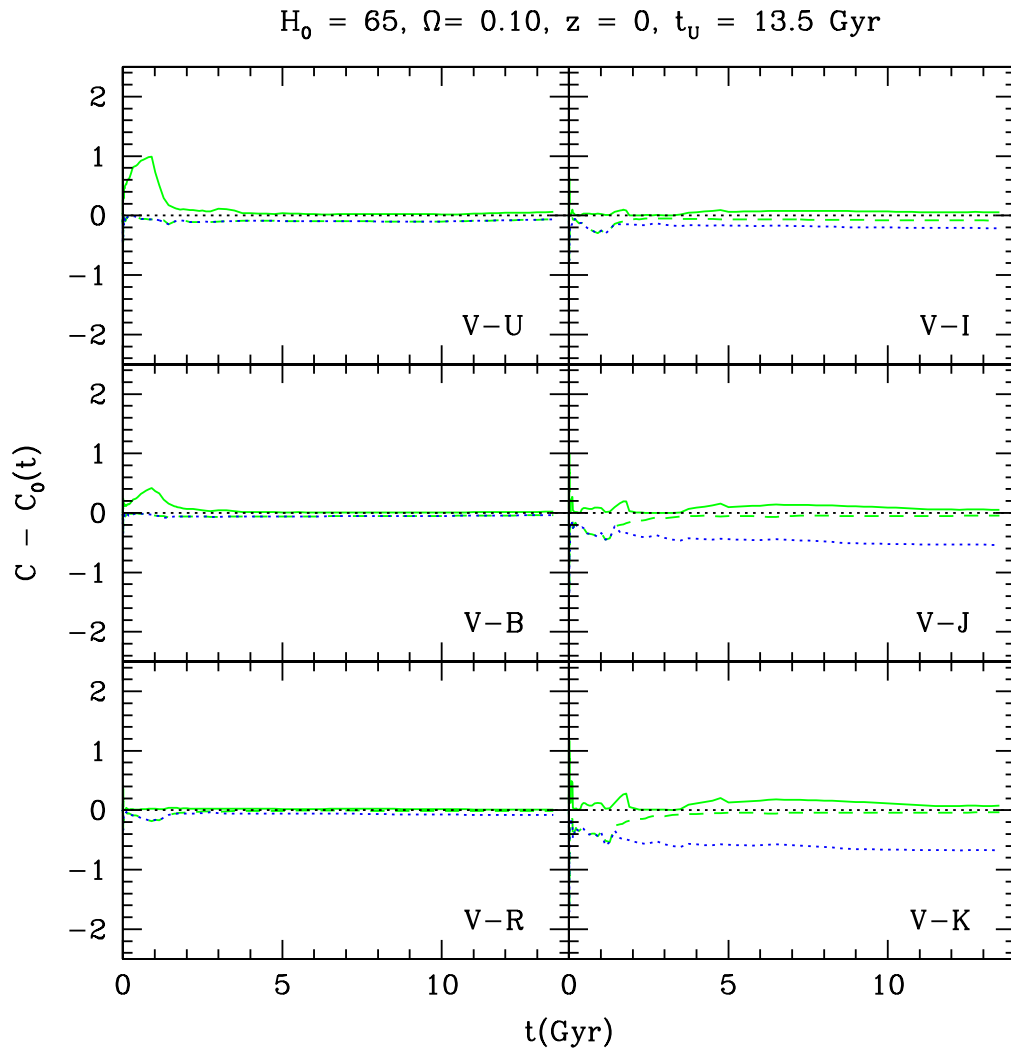


Figura 11.16: Color vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 0$. El color de la PES de $Z = Z_{\odot}$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha sustraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

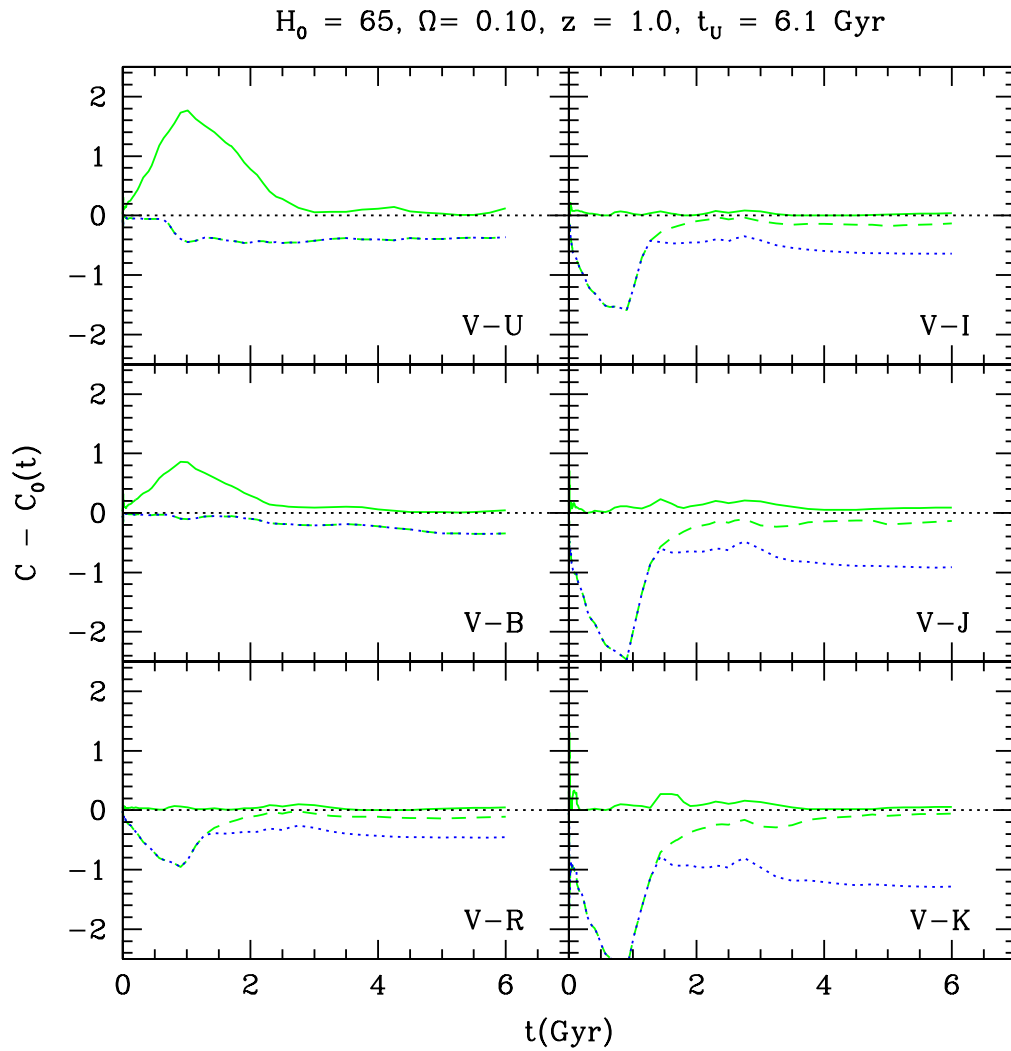


Figura 11.17: Color vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 1$. El color de la PES de $Z = Z_{\odot}$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha sustraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

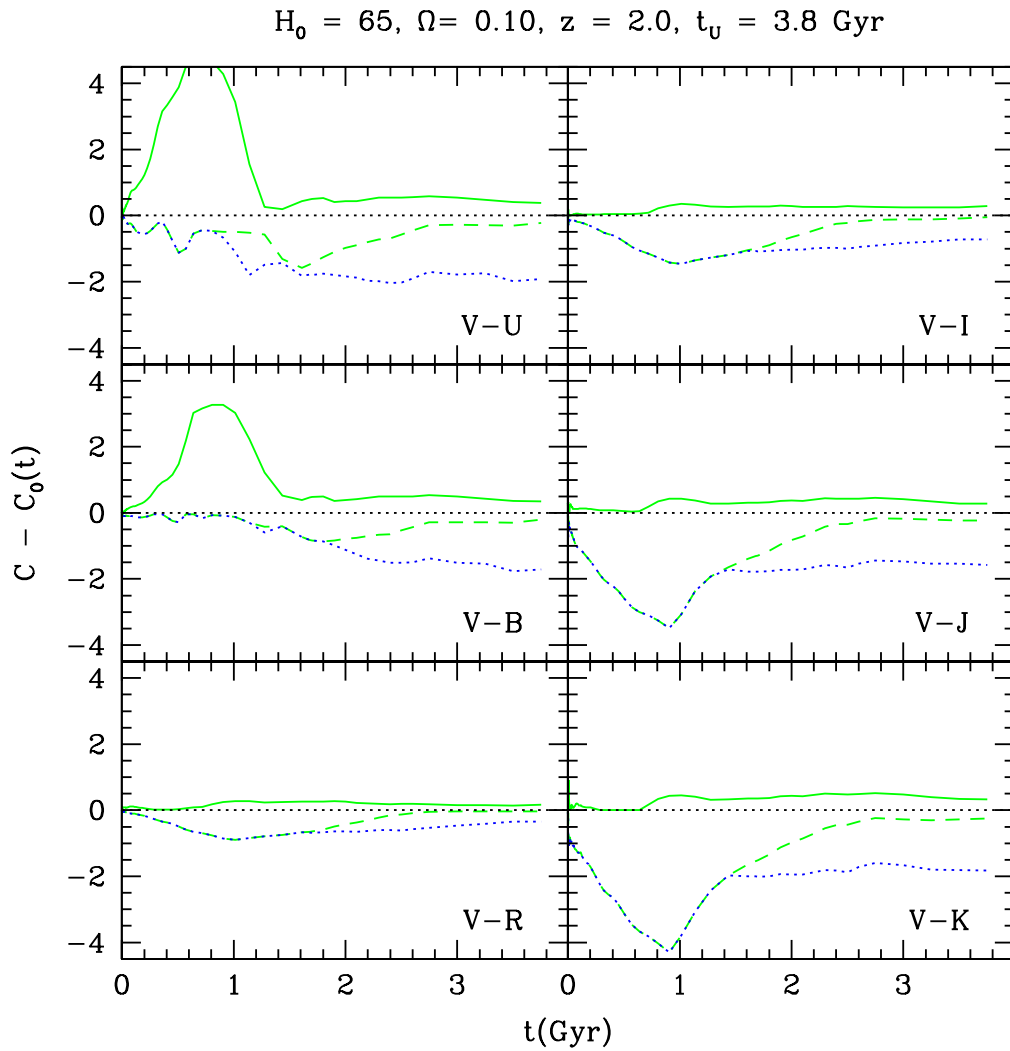


Figura 11.18: Color vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 2$. El color de la PES de $Z = Z_{\odot}$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha sustraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

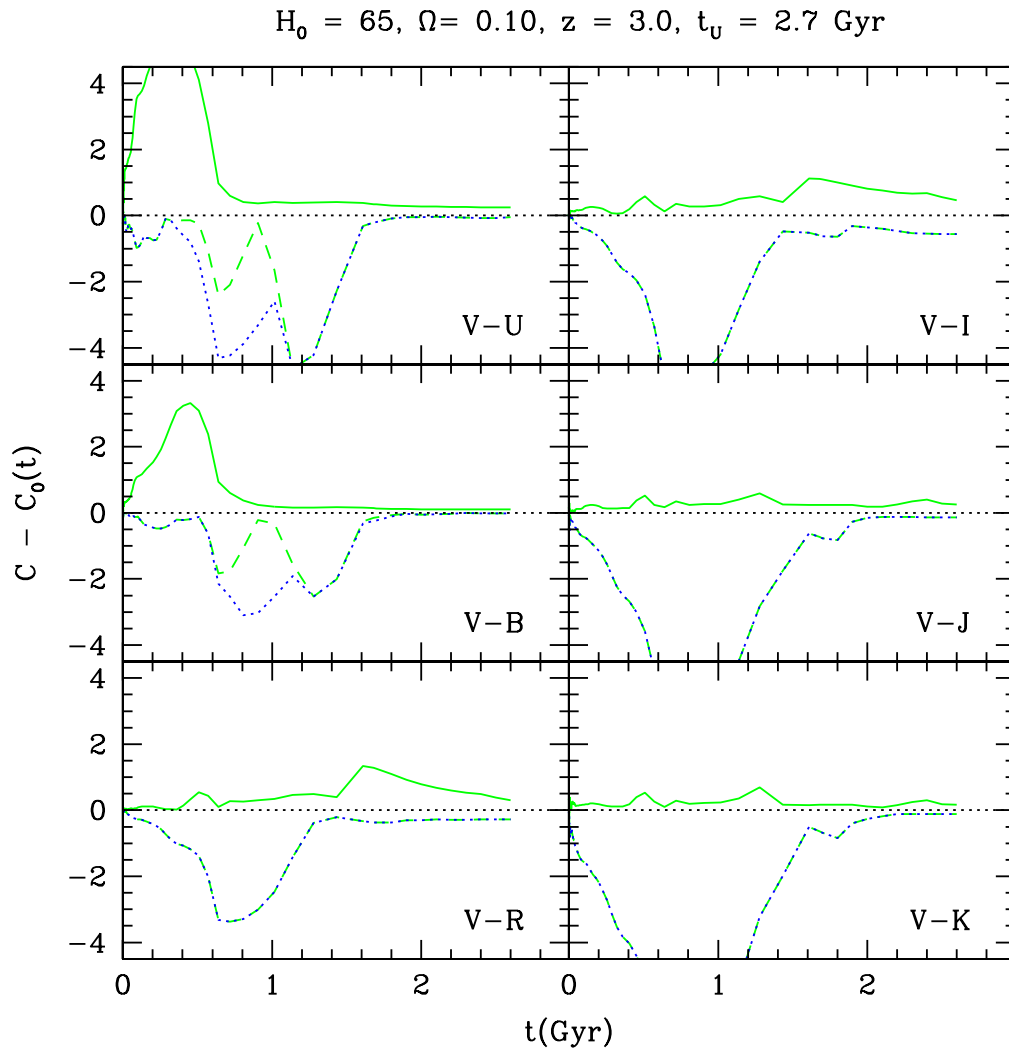


Figura 11.19: Color vs. t en el sistema de referencia del observador a $z = 3$. El color de la PES de $Z = Z_\odot$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha sustraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

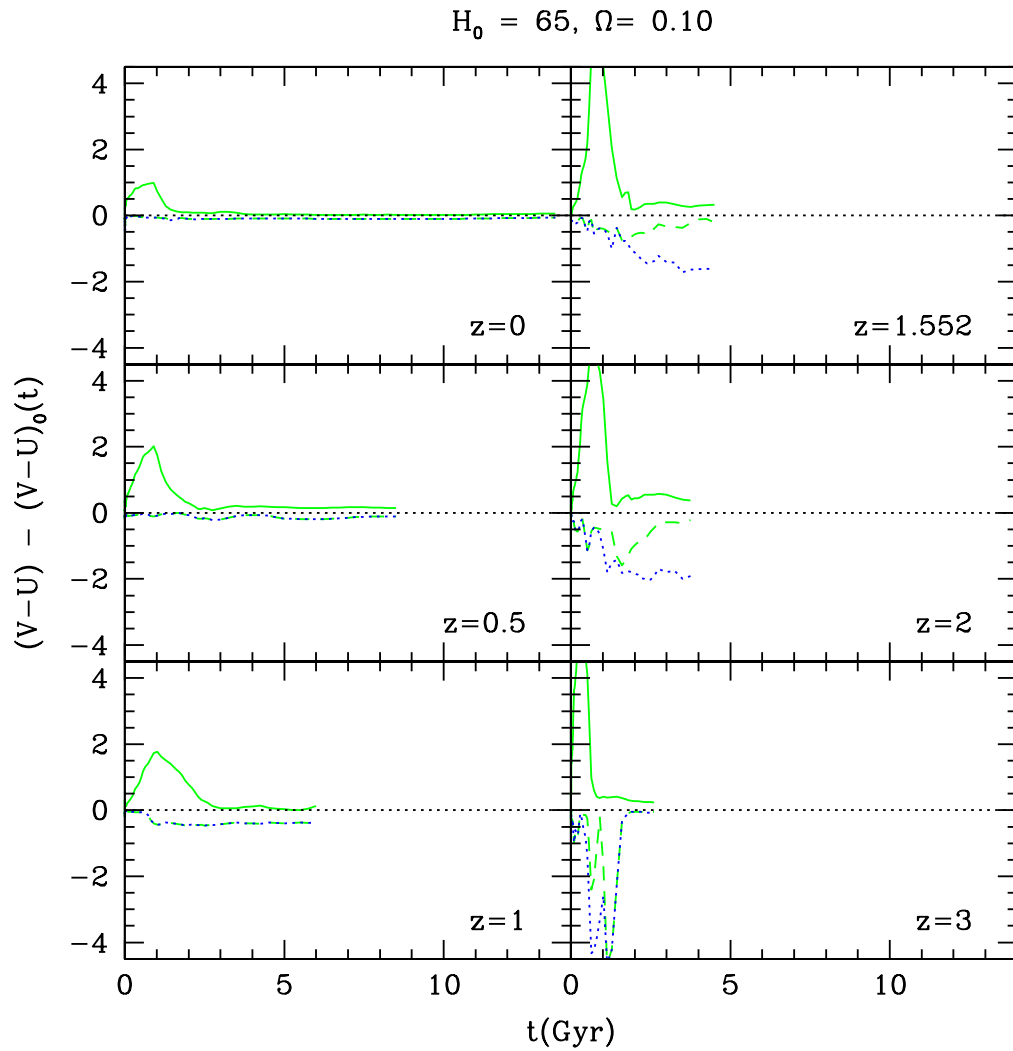


Figura 11.20: $(V-U)$ vs. t en el sistema de referencia del observador para varios valores de z . El color de la PES de $Z = Z_\odot$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha sustraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

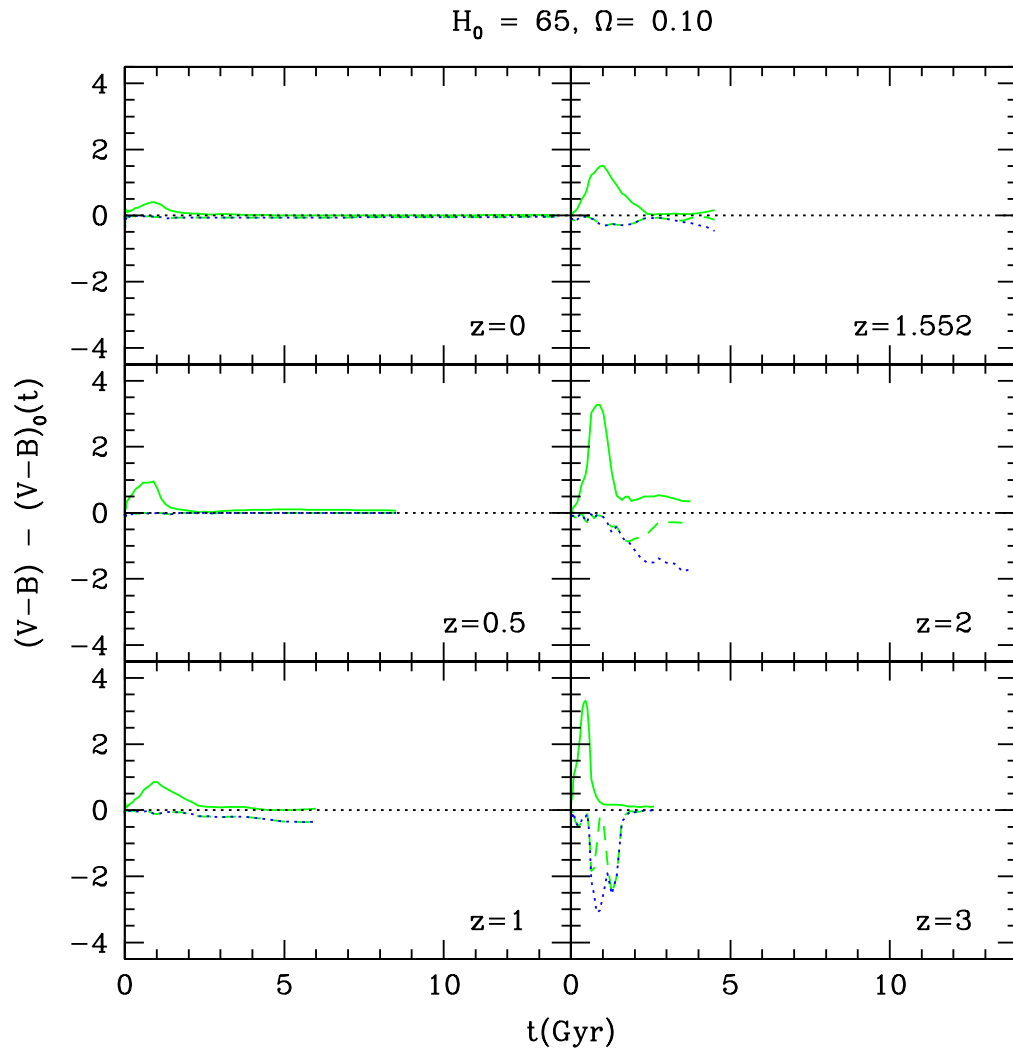


Figura 11.21: $(V-B)$ vs. t en el sistema de referencia del observador para varios valores de z . El color de la PES de $Z = Z_\odot$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha substraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

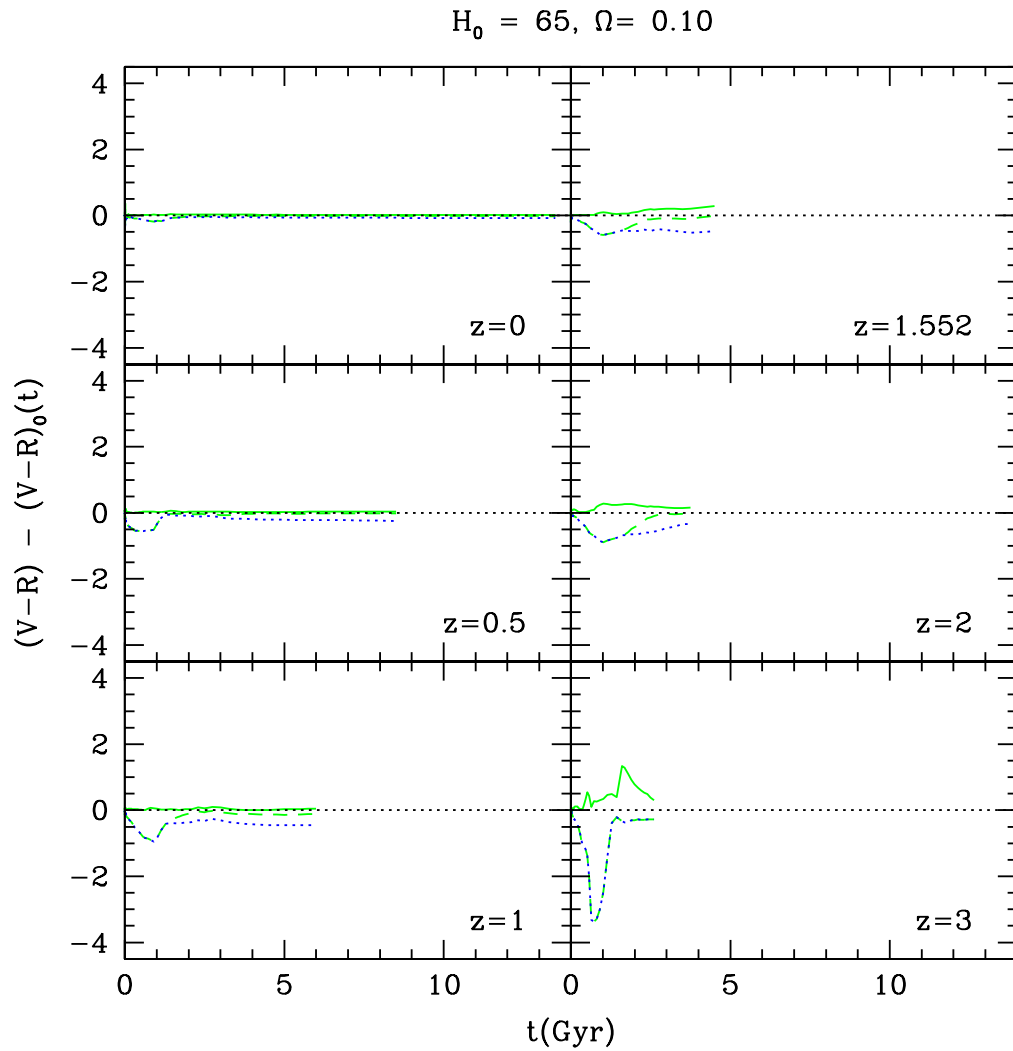


Figura 11.22: $(V-R)$ vs. t en el sistema de referencia del observador para varios valores de z . El color de la PES de $Z = Z_\odot$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha substraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

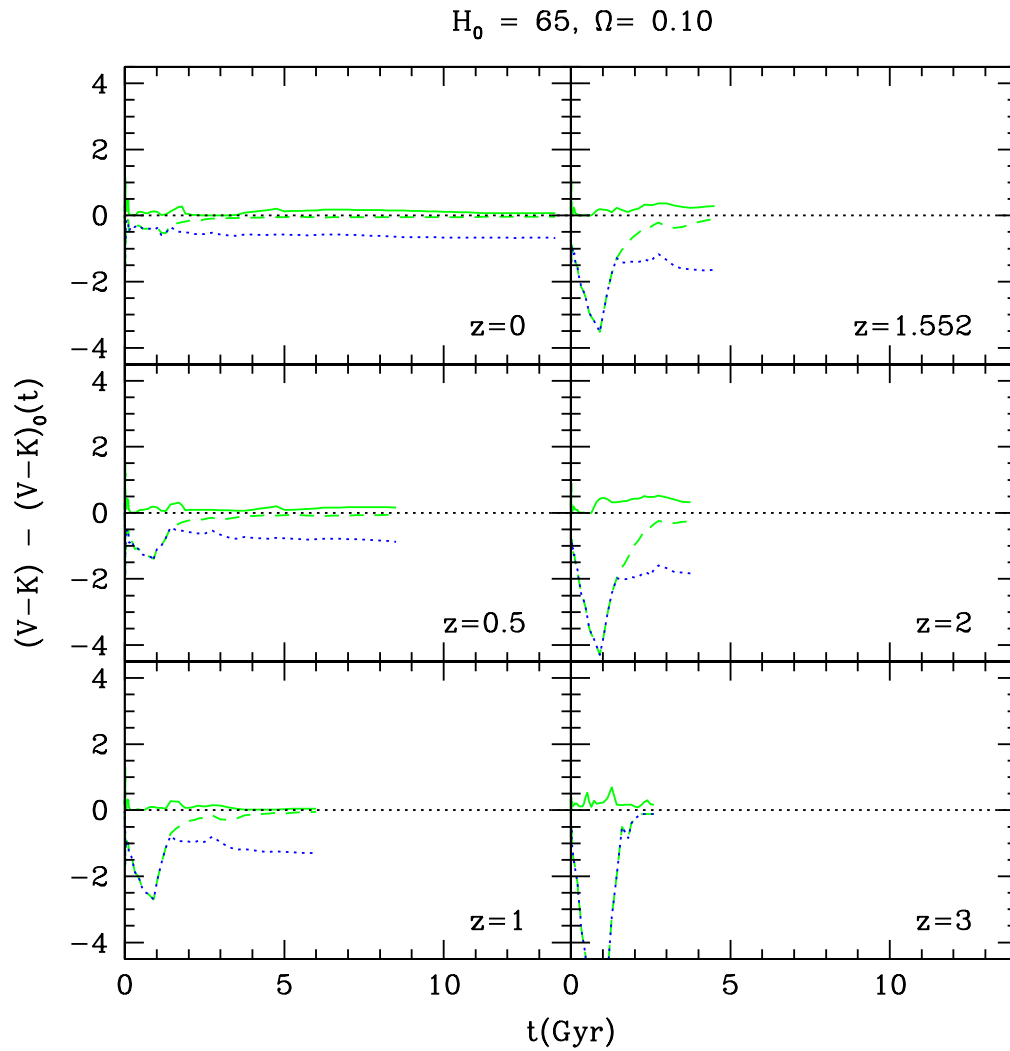


Figura 11.23: $(V-K)$ vs. t en el sistema de referencia del observador para varios valores de z . El color de la PES de $Z = Z_\odot$ calculada con las trayectorias P, la FMI de Salpeter, y la biblioteca estelar de Pickles, se ha sustraído de cada línea. Vea §11.7 para más detalles.

Resumen y Conclusiones

Los modelos actuales de síntesis de poblaciones estelares reproducen razonablemente bien los espectros observados de diversos sistemas de estrellas de diferentes edades y contenido metálico. Los resultados diferentes obtenidos con diversos códigos de cálculo pueden ser entendidos en función de los diferentes ingredientes utilizados para construir estos modelos y no necesariamente representan violaciones de principios físicos por alguno de estos modelos. Sin embargo, la inspección de la Fig 11.4 muestra que dos conjuntos diferentes de trayectorias evolutivas para estrellas de igual metalicidad producen modelos que a épocas tempranas difieren en brillo y color entre 0.5 y 1 mag, dependiendo de la banda fotométrica. Las diferencias disminuyen para la época presente en el sistema de referencia en reposo, pero son grandes en el sistema de referencia del observador para $z > 2$. Así, cualquier intento de asignar una edad a la población de una galaxia lejana, por ejemplo, basado en el ajuste de los colores observados a las líneas evolutivas mostradas en estas figuras, producirá una edad que dependen críticamente del conjunto de modelos utilizados. Notemos que de $z = 3$ a 3.5, $(V - K)$ en los dos modelos difiere en mas de 1 mag. Esta diferencia es producida por las correspondientes diferencias entre los modelos visibles en el sistema en reposo a 10 Ga. De las Figs 10.6 y 10.7, estas diferencias pueden ser entendidas en términos de la disímil contribución de los mismos grupos estelares al flujo total en las bandas V y K en ambos modelos.

Aunque modelos construidos con diferentes FMI predicen brillos y colores razonablemente similares en la época actual, la evolución temprana de estos modelos es bastante diferente en épocas tempranas (Fig 11.5), resultando en grandes diferencias en color en el sistema del observador a $z > 2$. Cuanto mas información tengamos acerca de la FMI, mejor podemos restringir las predicciones de los modelos. Las pequeñas diferencias en color predichas en el sistema en reposo cuando se utilizan diferentes bibliotecas estelares, son magnificadas en el sistema del observador (Fig 11.6). Cuando la corrección k trae diferencias de flujo de sentido opuesto dentro de las bandas consideradas, la diferencia en el color resultante es incrementada. La Fig 11.7 muestra el peligro de interpretar datos de un sistema estelar con modelos de metalicidad equivocada. Las diferencias en color entre estos modelos, especialmente en el sistema del observador, son tan grandes que hacen muy incierta cualquier conclusión derivada de esta interpretación.

Es práctica común utilizar modelos de metalicidad solar cuando no se dispone de información acerca de la abundancia química de un sistema estelar dado. Galaxias que evolucionan de acuerdo a las leyes $Z(t)$ de la Fig 11.8 muestran diferencias en color con respecto al modelo calculado con $Z = Z_{\odot}$ que no son mayores que las diferencias introducidas por las otras fuentes de incertidumbre aquí discutidas. Las diferencias en color entre los modelos de poblaciones compuestas químicamente inhomogéneas y el caso puramente solar (Fig 11.9), son mucho menores que las mostradas en la Fig 11.7 para PES químicamente homogéneas. La aproximación a metalicidad solar puede ser así justificada en algunos casos.

Las Figs 11.10 a 11.23 indican que algunos colores medidos en el sistema del observador, especialmente $(V - R)$, son menos sensibles a los ingredientes utilizados en los modelos que otros colores. De las Figs 11.10 a 11.15 se concluye que la metalicidad Z y la TFE son los factores dominantes que determinan el intervalo permitido de colores.

Espero que a través de estos ejemplos sencillos el lector pueda adquirir una idea acerca de las diversas incertidumbres introducidas en la solución del problema de la síntesis de poblaciones estelares por los diferentes ingredientes astrofísicos existentes, algunos contradictorios. Así, el usuario interesado podrá hacer sus propias estimaciones de error al utilizar estos modelos.

Bibliografía

- [1] Allard, F., & Hauschildt, P.H. 1995, ApJ, 445, 433
- [2] Alongi, M., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., Greggio, L., & Nasi, E. 1993, A&AS, 97, 851
- [3] Aragon-Salamanca, A., Ellis, R.S.E., Couch, W. J., Carter, D. 1993, MNRAS, 262, 764A
- [4] Arimoto, N., & Yoshii, Y. 1987, A&A, 173, 23
- [5] Barbuy, B., Ortolani, S., Bica, E., Renzini, A., & Guarnieri, M.D. 1997, in IAU Symp. 189, *Fundamental Stellar Parameters: Confrontation Between Observation and Theory*, eds. J. Davis, A. Booth & T. Bedding, Kluwer Acad. Pub., in press
- [6] Bender, R., Ziegler, B., & Bruzual A., G. 1996, ApJ Letters, 463, L51
- [7] Bertelli, G., Bressan, A., and Chiosi, C. 1992, ApJ, 392, 522
- [8] Bessell, M.S., Brett, J., Scholtz, M., & Wood, P. 1989, A&AS, 77, 1
- [9] ———. 1991, A&AS, 89, 335
- [10] Bica, E. 1988, A&A, 195, 76
- [11] Bica, E., & Alloin, D. 1986, A&A, 162, 21
- [12] ———. 1987, A&A, 186, 49
- [13] Bica, E., Alloin, D., & Schmitt, H. 1994, A&A, 283, 805
- [14] Bica, E. et al. 1996, in *A Data Base for Galaxy Evolution Modeling*, eds. C. Leitherer et al., PASP, 108, 996
- [15] Bica, E., Jablonka, P., Santos Jr., J. F. C., Alloin, D., & Dottori, H. 1992, A&A, 260, 109
- [16] Bond, H.E., Hesser, J.E., Holland, S., Pryor, C., Stetson, P.B., Vandenberg, D.A., van den Bergh, S. 1996, ApJ 463, 602
- [17] Bressan, A., Chiosi, C., & Fagotto, F. 1994, ApJS, 94, 63
- [18] Bressan, A., Fagotto, F., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1993, A&AS, 100, 647
- [19] Brown, J.A., Wallerstein, W., Oke, J.B. 1990, AJ 100, 1561

- [20] Bruzual A., G. 1998, in *The Evolution of Galaxies on Cosmological Time scales*, ed. J. Beckman, ASP Conference Series, in press (GB98)
- [21] Bruzual A., G. & Charlot, S. 1993, *ApJ*, 405, 538 (BC93)
- [22] ———. 2000, *ApJ*, in preparation (BC2000)
- [23] Burstein, D., Bertola, F., Buson, L.M., Faber, S.M., and Lauer, T.R. 1988, *ApJ*, 328, 440
- [24] Buzzoni, A. 1999, in IAU Symposium No. 183 *Cosmological Parameters and the Evolution of the Universe*, ed. K. Sato, Dordrecht: Kluwer, p. 134
- [25] ———. Buzzoni, A. 1989, *ApJS*, 71, 817
- [26] Cameron, I. M. 1985, *A&A*, 146, 59
- [27] Chaboyer, B., Demarque, P., Sarajedini, A. 1996, *ApJ* 459, 558 Hesser, J.E., Harris, W.E., Vandenberg, D.A., Allwright, J.W.B., Shott, P., Stetson, P.B. 1987, *PASP* 99, 739
- [28] Charbonnel C., Meynet G., Maeder A., & Schaerer D., 1996, *A&AS*, 115, 339
- [29] Charlot, S., and Bruzual A., G. 1991, *ApJ*, 367, 126 (CB91)
- [30] Charlot, S., Worthey, G. & Bressan, A. 1996, *ApJ*,
- [31] Dean, J., Warpen, P., & Cousins, A. 1978, *MNRAS*, 183, 569
- [32] Eggen, O.J., and Sandage, A.R. 1964, *ApJ*, 140, 130
- [33] Fagotto, F., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1994a, *A&AS*, 100, 647
- [34] ———. 1994b, *A&AS*, 104, 365
- [35] ———. 1994c, *A&AS*, 105, 29
- [36] Fluks, M. et al. 1994, *A&AS*, 105, 311
- [37] Fritze-v.Alvensleben, U. & Gerhard, O.E. 1994, *A&A*, 285, 751
- [38] Gallego, J. 1999, *Astrofísica Observacional del Universo Lejano*, en *V Escuela La Hechicera de Relatividad, Campos, y Astrofísica*, eds. H. Rago y N. Pantoja, ULA, Mérida, Venezuela.
- [39] Gilliland, R.L., Brown, T.M., Duncan, D.K., Suntzeff, N.B., Wesley Lockwood, G., Thompson, D.T., Schild, R.E., Jeffrey, W.A., and Penprase, B.E., 1991, *AJ*, 101, 541
- [40] Girardi, L., Bressan, A., Chiosi, C., Bertelli, G., & Nasi, E. 1996, *A&AS*, 117, 113
- [41] Greggio, L., and Renzini, A., 1990, *ApJ*, 364, 35
- [42] Guarnieri, M.D., Ortolani, S., Montegriffo, P., Renzini, A.,
- [43] Guiderdoni, B. & Rocca-Volmerange, B. 1987, *A&A*, 186, 1
- [44] Gunn, J.E., and Stryker, L.L., 1983, *ApJS*, 52, 121

- [45] Iben, I., Jr., and Truran, J.W., 1978, *ApJ*, 220, 980
- [46] Idiart, T., Freitas Pacheco, J.A., & Costa, R.D.D. 1996, *AJ*, 111, 1169
- [47] Iglesias, C.A., & Rogers, F.J. 1993, *ApJ*, 412, 752
- [48] Iglesias, C.A., Rogers, F.J., & Wilson, B.G. 1992, *ApJ*, 397, 717
- [49] Janes, K.A., 1985, in *Calibration of Fundamental Stellar Quantities*, IAU Symposium No. 111, D.S. Hayes, L.E. Pasinetti, and A.G. Davis Philip, (Dordrecht: Reidel), 361
- [50] Janes, K.A., and Smith, G.H., 1984, *AJ*, 89, 487
- [51] Jimenez, R., Theijll, P., Jorgensen, U.G., MacDonald, J., Pagel, B. 1996, *MNRAS* 282, 926
- [52] Kennicutt, R. C., 1992, *ApJS*, 79, 255
- [53] Kroupa, P., Tout, C.A., & Gilmore, G. 1993, *MNRAS*, 262, 545
- [54] Kurucz, R.L., 1979, *ApJS*, 40, 1
- [55] Kurucz, R. 1995, private communication
- [56] Lejeune, T., Buser, R. 1996, *Baltic Astronomy*, 5, 399
- [57] Lejeune, T., Cuisinier, F., & Buser, R. 1997a, *A&AS*, 125, 229 (LCB97a)
- [58] ———. 1997b, *A&A*, in preparation (LCB97b)
- [59] Maeder, A., 1991, , , (private communication)
- [60] Maeder, A., and Meynet, G., 1989, *A&A*, 210, 155
- [61] McWilliam, A., & Rich, R.M. 1994, *ApJS*, 91, 749
- [62] Metcalfe, N., Shanks, T., Fong, R., Gardner, J., Roche, N. 1996, *IAU Symp.* 171, p. 225
- [63] Micela, G., Sciortino, S., Vaiana, G.S., Schmitt, J.H.M.M., Stern, R.A., Harnden, F.R., Jr., and Rosner, R., 1988, *ApJ*, 325, 798
- [64] Miller, G.E. & Scalo, J.M. 1979, 41, 513
- [65] Ortolani, S., Barbuy, B., & Bica, E. 1996, *A&A*, 308, 733 (OBB96)
- [66] Ortolani, S., Bica, E., & Barbuy, B. 1997, *MNRAS*, 284, 692
- [67] Ortolani, S., Renzini, A., Gilmozzi, R., Marconi, G., Barbuy, B., Bica, E., & Rich, R.M. 1995, *Nature*, 377, 701
- [68] Ortolani, S., & Rich, R.M. 1997, in preparation
- [69] Pickles, A.J. 1998, *PASP*, 110, 863
- [70] Pozzetti, L., Bruzual A., G., Zamorani, G. 1996, *MNRAS*, 281, 953

-
- [71] Racine, R., 1971, *ApJ*, 168, 393
- [72] Renzini, A., 1981, *Ann. Phys. Fr.*, 6, 87
- [73] Richer, H.B., Harris, W.E., Fahlman, G.G., Bell, R.A.,
- [74] Rich, R.M. 1988, *AJ*, 95, 828
- [75] Rieke, G.H., & Lebofsky, M.J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- [76] Salpeter, E.E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- [77] Santos, J.F.C.Jr., Bica, E., Dottori, H., Ortolani, S., & Barbuy, B. 1995, *A&A*, 303, 753
- [78] Scalo, J.M. 1986, *Fund. Cosmic Phys*, 11, 1
- [79] Schaller G., Schaerer D., Meynet G., & Maeder A. 1992, *A&AS* 96, 269
- [80] Schönberner, D., 1981, *A&A*, 103, 119
- [81] Schönberner, D., 1983, *ApJ*, 272, 708
- [82] Spinrad, H., et al. 1997, *ApJ*, 484, 581
- [83] Stanford, S.A., Eisenhardt, P.R., & Dickinson, M. 1998, *ApJ*, 492, 461
- [84] Tripicco, M.J., Bell, R.A. 1992, *AJ* 103, 1285
- [85] Upgren, A.R., 1974, *ApJ*, 193, 359
- [86] Upgren, A.R., and Weis, E.W., 1977, *AJ*, 82, 978
- [87] Worthey, G. 1994, *ApJS*, 95, 107 (W94)