Capítulo 3

Modelos de síntesis evolutiva para galaxias con formación estelar

3.1 Modelos de Bruzual y Charlot (1996)

A fin de derivar las propiedades de las poblaciones estelares de Mrk 86 se compararon los colores y anchuras equivalentes de las líneas de emisión medidas con modelos de síntesis evolutiva. Se utilizaron las predicciones de los modelos de Bruzual y Charlot (1996) para el continuo estelar, añadiéndose a continuación la contribución del continuo nebular y las líneas de emisión en modo similar al llevado a cabo por la Dra. A. Alonso-Herrero en su trabajo de tesis doctoral.

La utilización de modelos de síntesis evolutiva como los desarrollados por Bruzual y Charlot (1993, 1996; BC93 y BC96, respectivamente) ha supuesto un gran avance en el conocimiento de la formación y evolución de galaxias. Estos modelos, partiendo de una Función Inicial de Masas (IMF, del inglés *Initial Mass Function*), de una historia de la formación estelar y una metalicidad dadas, son capaces de predecir la evolución de la distribución espectral de energía y en consecuencia de los colores y de la relación masa-luminosidad de una población estelar compuesta.

Tabla 3.1: Abundancias metálicas de los modelos de BC96.

Z	X	Y	[Fe/H]	SEDs[†]
0.0004	0.7686	0.231	−1.6464	KL96
0.0040	0.7560	0.240	−0.6392	KL96
0.0080	0.7420	0.250	−0.3300	KL96
0.0200	0.7000	0.280	+0.0932	KL96/GS95/GSHR
0.0500	0.5980	0.352	+0.5595	KL96
0.1000	0.4250	0.475	+1.0089	KL96

[†] KL96 = Espectros teóricos desarrollados por Lejeune, Cuisinier y Buser (1996); GS95 = Atlas de Gunn y Stryker (1983); GSHR = GS95 incluyendo los datos espectroscópicos en el óptico de Jacoby, Hunter y Christian (1984).

Los modelos desarrollados por Bruzual y Charlot (1993) incluían únicamente predicciones para el caso de metalicidad solar (véase también Alonso-Herrero 1995). La posterior actualización de los mismos (Bruzual y Charlot 1996) incorporó modelos con metalicidad entre 1/50 y 4 veces solar así como importantes cambios en las trazas evolutivas empleadas, nuevas estimaciones de los ritmos de perdida de masa, etcétera (véase la Tabla 3.1).

A lo largo de este trabajo asumiremos que las distribuciones espectrales de energía de las regiones de formación estelar en Mrk 86 pueden reproducirse asumiendo una población estelar subyacente a la que se superpone un brote de formación estelar instantáneo. La contribución relativa de ambas componentes viene dada por la fuerza de brote (b; en inglés *burst strength*) que representa la fracción de masa estelar en estrellas jóvenes frente a la masa estelar total. Los colores asumidos para la componente estelar subyacente fueron, respectivamente, $B-V$=0.69, $V-R$=0.52, $R-J$=1.27, $J-H$=0.99 y $R-K$=2.35, y la relación masa-luminosidad en la banda K igual a 0.87 $\mathrm{M}_\odot/\mathrm{L}_{K,\odot}$ (véase el Capítulo 5). Las propiedades del brote de formación estelar, colores y relación masa-luminosidad se obtuvieron de los modelos de BC96 para una Función Inicial de Masas tipo Scalo (1986) de límites $\mathrm{M}_{\mathrm{superior}}$=125 $\mathrm{M}_\odot$ y $\mathrm{M}_{\mathrm{inferior}}$=0.1 $\mathrm{M}_\odot$. Se estudiaron modelos con metalicidad 1/50 $\mathrm{Z}_\odot$, 1/5 $\mathrm{Z}_\odot$, 2/5 $\mathrm{Z}_\odot$, $\mathrm{Z}_\odot$ y 2 $\mathrm{Z}_\odot$ y fuerza de brote entre b=10^{-4} y b=1. El paso en edad y fuerza de brote de estos modelos fueron, respectivamente, 0.05 dex y 0.04 dex. La magnitud R de

Cousins predicha por los modelos de BC96 fue convertida a magnitudes en banda R de Johnson usando la relación dada por Fernie (1983).

3.2 Contribución del continuo nebular y las líneas de emisión

3.2.1 Continuo nebular

Existen tres mecanismos que dan lugar a la formación del continuo nebular en una región de gas ionizado: la emisión libre-libre, libre-ligado y el continuo de dos fotones. La importancia relativa de cada una de estas componentes depende principalmente de la temperatura electrónica y de la longitud de onda. Siguiendo el trabajo de Osterbrock (1989), la emisión del continuo nebular (en $\mathrm{erg\,s^{-1}\,\AA^{-1}\,M_\odot^{-1}}$) se puede expresar como

$$l_{\rm n}(\lambda) = (\gamma_\lambda({\rm HI}) + \gamma_\lambda(2{\rm q}) + \frac{N({\rm HeII})}{N({\rm H})}\gamma_\lambda({\rm HeI})) \times \frac{c}{\lambda^2 \alpha_{\rm B}({\rm HI})} N_{\rm Ly} \tag{3.1}$$

siendo γ_λ(HI), γ_λ(HeI) y γ_λ(2q), respectivamente, los coeficientes de emisión del Hidrógeno y del Helio neutro, incluyendo ambos emisiones libre-libre y libre-ligado; y el coeficiente de emisión del continuo de dos fotones. Supondremos que la abundancia de Helio ionizado es tan baja que el término $\frac{N({\rm HeIII})}{N({\rm H})}\gamma_\lambda({\rm HeII})$ es despreciable. Las expresiones para los diferentes coeficientes de emisión se tomaron del trabajo de Osterbrock (1989). Los valores numéricos de los coeficientes de emisión asociados a cada banda fueron calculados siguiendo la expresión

$$\gamma^{\rm efectivo} = \frac{\int d\lambda \gamma_\lambda R(\lambda)}{\int d\lambda R(\lambda)} \tag{3.2}$$

donde $R(\lambda)$ es la función respuesta del filtro correspondiente. Para el cálculo de estos coeficientes de recombinación se asumió el caso B de recombinación, una densidad electrónica de $10^2\,\mathrm{cm^{-3}}$ y una temperatura electrónica de 10^4 K.

3.2.2 Líneas de emisión

Dentro del intervalo de longitud de onda cubierto por los filtros $RJHK$ las líneas más intensas son las líneas de recombinación del Hidrógeno.

En el filtro R, la principal línea de emisión es la línea de la serie de Balmer Hα (6563 Å). Aunque existen otras líneas relevantes, como [N II]λ6548,6583, [S II]λ6716,6731, [O I]λ6300 y HeIλ6671, dentro de este filtro sólo incluimos en nuestro modelo la emisión de la línea Hα. En el caso de los filtros J y K se incluyeron, respectivamente, las líneas Paβ (1.28μm) y Brγ (2.17μm). Por último, en el filtro H se tuvo en cuenta le emisión de 10 líneas de la serie de Brackett, desde Br_{10} hasta Br_{19}. A fin de estimar el flujo de estas líneas para nuestros objetos supondremos la relación dada por Brocklehurst (1971) entre el número de fotones ionizantes del hidrógeno y la luminosidad Hα,

$$L(\mathrm{H}\alpha) = 1.36 \times 10^{-12} N_{\mathrm{Ly}} \tag{3.3}$$

y la relaciones entre las intensidades de las diferentes líneas de recombinación del Hidrógeno dadas por Osterbrock (1989). En la Tabla 3.2 se muestran los valores de algunos de estos cocientes de líneas para diferentes temperaturas y densidades electrónicas del gas. En nuestro caso asumiremos una temperatura y densidad electrónicas de $\mathrm{T_e}=10^4$ K y $\mathrm{n_e}=10^2\ \mathrm{cm}^{-3}$, respectivamente, y el caso B de recombinación. El número de fotones en el continuo de Lyman se obtuvo de las predicciones de los modelos de BC96.

Por otra parte, la contribución de las líneas prohibidas [O II]$\lambda\lambda$3726,3729 y [O III]λ5007 a las bandas B y V se estimó utilizando los valores medios de los cocientes de líneas [O II]$\lambda\lambda$3726,3729/[O III]λ5007 y [O III]λ5007/Hβ, medidos en los espectros de rendija larga (véase la Tabla 2.5). Afortunadamente, la contribución de estas líneas a las bandas B y V es muy pequeña. Así, usando los valores mínimo y máximo medidos en nuestros espectros para dichos cocientes, dicha contribución oscilaría entre el 1 y el 8 por ciento en banda B y entre el 2 y el 8 por ciento en banda V para una anchura equivalente de Hα de 100 Å.

Los observables predichos por los modelos fueron, finalmente, los colores $B-V$, $V-R$, $V-J$, $J-H$ y $J-K$ de la población estelar compuesta, la luminosidad Hα, la EW(Hα) y la relación masa-luminosidad, parametrizados en función de la edad, la fuerza y la metalicidad de la población estelar del brote (t,b,Z).

Tabla 3.2: Cocientes de líneas de recombinación del Hidrógenos a diferentes temperaturas electrónicas asumiendo caso B de recombinación (Osterbrock 1989). Se marca en negrilla el conjunto de parámetros utilizados en nuestro estudio.

$n_e=10^2\,cm^{-3}$			
T_e(K)	Hα/Hβ	Paβ/Hβ	Brγ/Hβ
5000	3.04	0.184	0.033
10000	**2.86**	**0.163**	**0.028**
20000	2.75	0.145	0.023

$n_e=10^4\,cm^{-3}$			
T_e(K)	Hα/Hβ	Paβ/Hβ	Brγ/Hβ
5000	3.00	0.182	0.032
10000	2.85	0.162	0.028
20000	2.74	0.145	0.023

3.3 Predicciones de los modelos

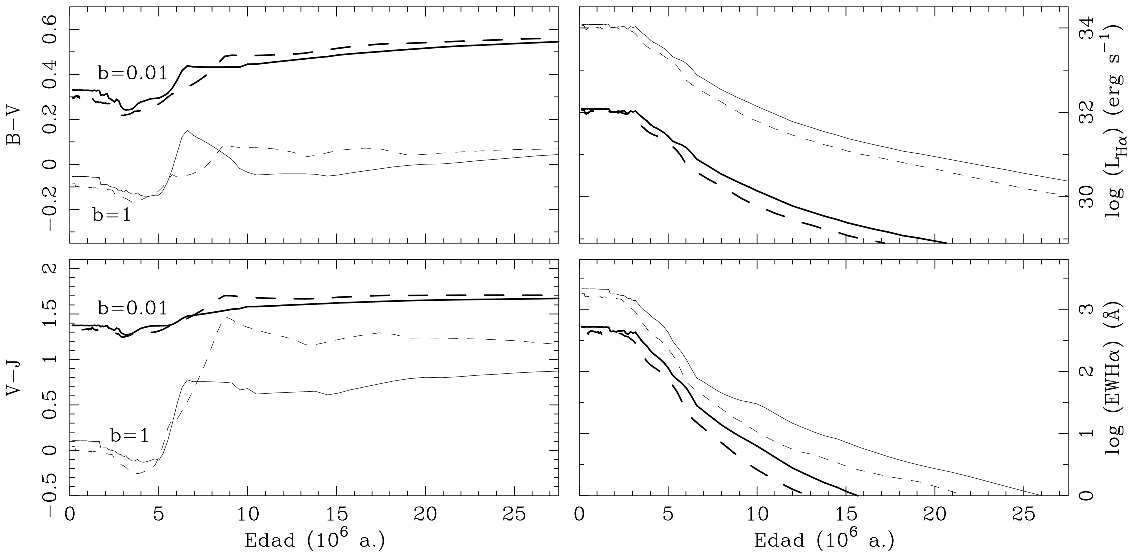
3.3.1 Colores óptico-infrarrojos

En la Figura 3.1 se muestran las predicciones de los modelos para los colores $B-V$ y $V-J$ en función de la edad, respectivamente. De esta figura se deduce que el color $V-J$ es muy poco sensible a la presencia de brotes de formación estelar con fuerzas menores del 1 por ciento en masa, especialmente para edades mayores de 10 Ma. También se puede apreciar la importante diferencia en el color $V-J$ predicho para el rango de edades 7-30 Ma entre los modelos de metalicidad solar y menor que solar para el caso de brotes puros (b=1).

3.3.2 Anchura equivalente y luminosidad Hα

En el caso de la anchura equivalente de Hα su valor disminuye dramáticamente con la edad debido a la disminución en el número de fotones Lyman. Es importante considerar en este punto la posibilidad de que una importante fracción de los fotones ionizantes no lleguen a ionizar el hidrógeno neutro circundante. Existen dos posibles fenómenos que pueden eliminar una importante fracción de fotones Lyman, (1) la

Figura 3.1: Predicciones de los modelos para el caso de los colores $B-V$ y $V-J$, luminosidad Hα por masa solar y anchura equivalente de Hα en función de la edad del brote de formación estelar. Las *líneas continuas* representan modelos con metalicidad 2/5 $Z_{\odot}$, mientras que las *líneas discontinuas* indican las predicciones de los modelos de metalicidad solar. Por su parte, las *líneas gruesas* representan los modelos con fuerza de brote 1 por ciento (b=0.01) y las *lineas delgadas* los modelos de brote puro, b=1.



absorción por polvo de dichos fotones previo a la fotoionización y (2) el escape de los mismos a través de zonas de baja densidad de la nebulosa. En este trabajo se estudiaron modelos con diferentes fracciones de fotones Lyman que no llegan a ionizar el gas neutro, entre el 25 por ciento en el caso más pesimista y el 0 por ciento para los modelos que denominaremos *superionizantes*.

3.3.3 Comparación con Alonso-Herrero (1995)

Los modelos utilizados en este trabajo están basados en los desarrollados por Alonso-Herrero (1995) para el estudio de 6 galaxias de la exploración UCM. Sin embargo, existen algunas diferencias importantes entre ambos. La principal diferencia radica en la utilización de los modelos de síntesis evolutiva de Bruzual y Charlot en su actualización del año 1996, frente a los modelos del año 1993 (Bruzual y Charlot 1993) empleados por Alonso-Herrero (1995). Así mismo, en este trabajo se hizo uso de una Función Inicial de Masas tipo Scalo (1986) en vez de la tipo Salpeter

(1955) utilizada por Alonso-Herrero (1995). Por último, nuestros modelos añadieron a las predicciones de los modelos de Alonso-Herrero (1995) para los filtros $rJHK$, el cálculo de la emisión en los filtros BVR.

En la Figura 3.2 se muestran los resultados comparados entre los modelos desarrollados por Alonso-Herrero (1995) y los utilizados en este trabajo. En este caso, la población subyacente asumida corresponde a la que se utilizó en el Capítulo 4 para el análisis de una muestra de galaxias UCM. Las principales diferencias radican, (1) en la desaparición del pico en el color $r-J$ presente a los 10-12 Ma en los modelos antiguos, (2) la menor luminosidad Hα (o número de fotones Lyman) predicha por los nuevos modelos y (3) la significativa diferencia entre la relación masa luminosidad, especialmente en el caso de modelos de fuerza de brote baja (b=0.01). Las dos primeras diferencias se explican por las diferente función inicial de masa empleada en sendos trabajos. Por último, el cambio en la relación masa-luminosidad de los modelos de baja fuerza de brote es debida a que en los modelos desarrollados por Alonso-Herrero (1995) la relación masa-luminosidad que se asume para la población estelar subyacente es la predicha para una población de 15 Ga (BC93), $\sim$2 $\mathrm{M}_{\odot}/\mathrm{L}_{\odot,K}$, mientras que en nuestro trabajo se empleó una relación típica de galaxias espirales cercanas, que es aproximadamente de 1 $\mathrm{M}_{\odot}/\mathrm{L}_{\odot,K}$, tanto en el bulbo como en el disco (véase el Capítulo 4; Héraudeau y Simien 1997). Esta diferencia en la relación masa-luminosidad tiene también importantes efectos en la evolución de los colores $r-J$ y $J-K$ durante los primeros 10 Ma de evolución de brotes de bajo valor de la fuerza de brote.

3.4 Comparación entre datos y modelos

En esta sección describiremos brevemente el procedimiento desarrollado para comparar las predicciones de estos modelos con los observables (para una descripción más detallada véase el Apéndice A). Dicho procedimiento combina simulaciones de Monte Carlo y un estimador de máxima verosimilitud con análisis de *clustering* y de la Componente Principal (PCA, del inglés *Principal Component Analysis*).

El conjunto de observables asociado a una región de formación estelar o a la población integrada de una galaxia define un punto en el espacio de N dimensiones, donde N es el número de observables disponibles. Por otro lado, los modelos de síntesis evolutiva desarrollados trazan diferentes líneas en dicho espacio N-dimensional

Figura 3.2: Comparación entre los modelos de Alonso-Herrero (1995; trazo *punteado*) y los desarrollados para este trabajo (trazo *continuo*). Las líneas gruesas representa modelos de metalicidad solar con fuerza de brote b=1, y los más delgados representan el caso de metalicidad solar para b=0.01.

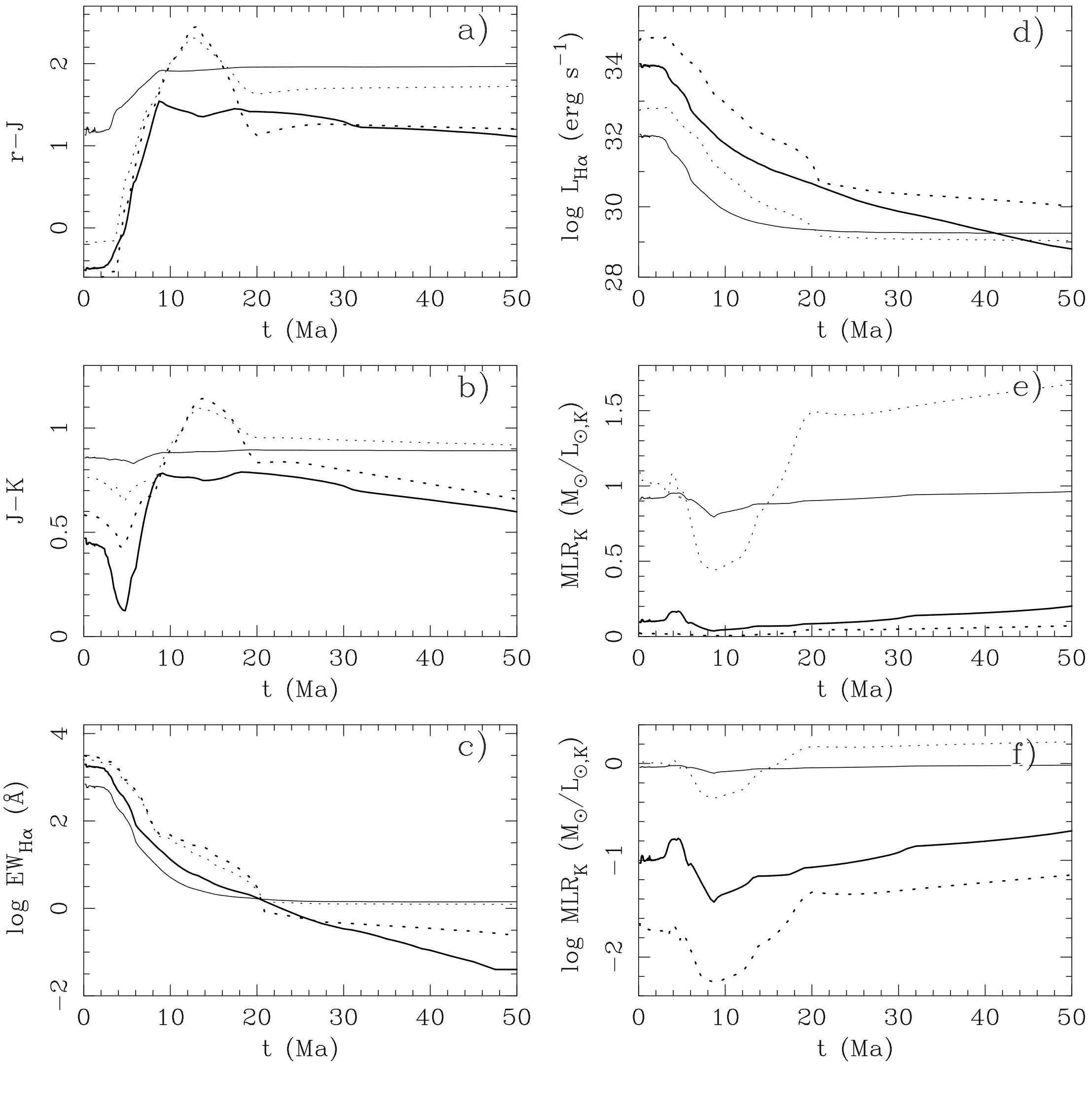
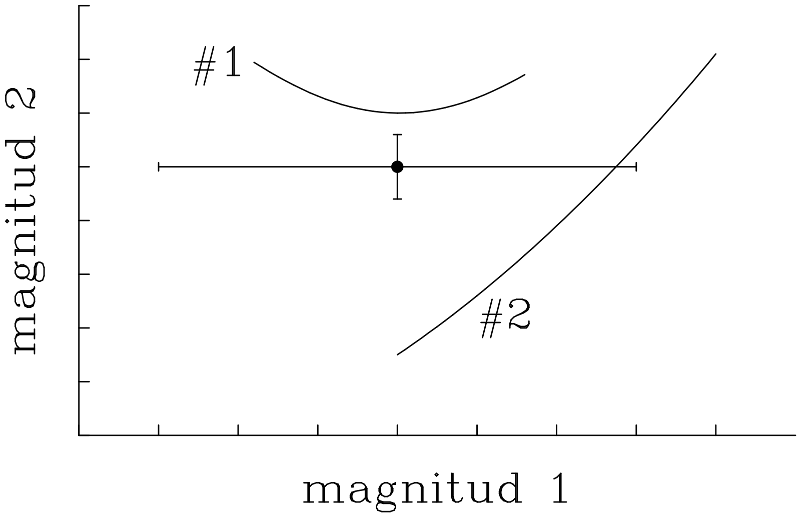


Figura 3.3: Situación hipotética de un objeto con observables medidos *magnitud 1* y *magnitud 2* para el cual es necesario determinar el mejor modelo (#1 ó #2).



parametrizadas en función de la edad, t; fuerza de brote, b; y metalicidad, Z. Por tanto, a fin de determinar la edad, fuerza de brote y metalicidad de una determinada región, será necesario determinar que modelo reproduce mejor las propiedades observadas.

En la práctica, deberemos estimar la mínima distancia entre los puntos del espacio de N dimensiones generados por los modelos y la posición de cada región en este mismo espacio. La elección del estimador de distancia o similitud entre las magnitudes medidas y los modelos influye definitivamente en la determinación de las propiedades físicas.

En primer lugar, es básico utilizar un estimador que tenga en cuenta los errores en las magnitudes medidas. El uso de un estimador de este tipo permite, por ejemplo, evitar situaciones como la mostrada en la Figura 3.3. Según esta figura, para un estimador que no tuviera en cuenta los errores, el modelo #1 sería el que mejor reproduce las observaciones, mientras que a la luz de los errores en ambas magnitudes el modelo más probable sería el #2.

Por tanto, se utilizó un estimador de máxima verosimilitud que permitió pesar adecuadamente las diferencias entre las magnitudes medidas y predichas con los errores correspondientes. El estimador a maximizar se definió entonces como

$$\mathcal{L}(t,b,Z) = \prod_{n=1}^{N} \frac{1}{\sqrt{2\pi}\Delta C_n} \exp\left(-\frac{(c_n - C_n)^2}{2\Delta C_n{}^2}\right) \tag{3.4}$$

donde C_n y ΔC_n son los N observables y sus correspondientes errores. Los coeficientes c_n son las magnitudes predichas por un determinado modelo. Este estimador es similar al empleado por Abraham et al. (1998) para una muestra de galaxias a desplazamiento al rojo intermedio del HDF (del inglés *Hubble Deep Field*; véase Williams et al. 1996).

A partir de la expresión dada en la Ecuación 3.4, los observables y los modelos correspondientes, es posible obtener la solución $(t,b,Z)_{\rm max}$ que más se aproxima al valor medido. Sin embargo, a fin de obtener la distribuciones en edad, fuerza de brote y metalicidad asociadas a las incertidumbres en los observables se simularon las distribuciones de probabilidad de las magnitudes medidas, asumiéndose distribuciones gausianas. Mediante un método de Monte Carlo se generaron 10^3 puntos $(C_1,C_2, ..., C_N)_{\rm i}$ para cada región. A continuación, se seleccionó el mejor modelo ($\mathcal{L}$ máximo) para cada uno de estos puntos, obteniéndose así la distribución de edades, fuerzas de brote y metalicidades de cada región (véase el Apéndice A).

En principio, aquellos observables con bajos errores fotométricos deberían dar lugar a distribuciones estrechas en (t,b,Z) mientras que aquellos con errores significativos tenderían a mostrar distribuciones muy anchas o multivaluadas (véase algunos ejemplos en el Capítulo 4).

Se procedió entonces a estudiar el agrupamiento de las soluciones en el espacio (t,b,Z) empleando un método de análisis de *clustering* jerárquico denominado de conexión simple (*single-linkage*; Murtagh y Heck 1987; véase también el Apéndice A). Se obtuvieron los tres conjuntos de soluciones (o *clusters*) más representativos para cada región. La probabilidad asociada a cada conjunto se calculó como el número de soluciones dentro de un determinado conjunto frente al número total de soluciones (10^3).

El posterior análisis individualizado de estos conjuntos de soluciones indica la presencia de correlaciones entre la edad, fuerza de brote y metalicidad. Para estudiar dichas degeneraciones se realizó un análisis de la componente principal (Morrison 1976). Así, a partir de las orientaciones deducidas para la primera componente (PCA1) de este análisis es posible deducir la existencia de degeneraciones entre los diferentes parámetros (t,b,Z). El porcentaje de la varianza que puede ser reproducido por la componente PCA1 se determina entonces como el cociente entre el autovalor correspondiente a la primera componente entre la suma de los tres autovalores de la matriz de correlación (véase el Apéndice A para más detalles).