

Estudio del origen de los sistemas de cúmulos globulares en modelos de agregación jerárquica

Leonardo Javier Pellizza González

Tesis Doctoral

Director: Dr. Juan Carlos Forte

Co-directora: Dra. Patricia Tissera

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas
Universidad Nacional de La Plata
2003

Resumen

En el presente trabajo se estudia la formación de cúmulos globulares (CG) en escenarios de agregación jerárquica. Se usan simulaciones numéricas hidrodinámicas de formación de estructura que incluyen la formación estelar y el enriquecimiento químico por supernovas tipo Ia y II en un marco cosmológico (Tissera, Lambas & Abadi 1997, Tissera *et al.* 2001, Mosconi *et al.* 2001) para describir la formación de las galaxias. Estas simulaciones calculan la evolución de la materia oscura, el gas y las estrellas a partir de fluctuaciones de densidad primordiales hasta el presente, describiendo la formación de objetos similares a las galaxias (GLO, por *galaxy-like objects*). Se proponen distintos modelos para describir, a partir de la historia de formación estelar de los GLO, la formación de los CG y sus propiedades. Con dichos modelos se simulan los sistemas de CG de los GLO. Se encuentra que los modelos basados en la hipótesis de que los CG se originan en nubes supermasivas durante episodios de alta eficiencia global de formación estelar reproducen algunas de las características observadas en los sistemas de CG, como sus altas edades, la constancia de sus frecuencias específicas y la independencia de las mismas de la luminosidad de la galaxia. Además, los sistemas de CG simulados muestran otras características similares a las observadas, como la existencia, en algunos GLO, de distribuciones de metalicidades y colores bimodales para estos objetos. Las componentes de mayor metalicidad (rojas) de estas distribuciones presentan correlaciones con las propiedades de las galaxias; estas correlaciones no se observan en las componentes de menor metalicidad (azules). Las metalicidades, colores y número de CG de las dos componentes de estas distribuciones, sin embargo, no coinciden con las observadas. El análisis del origen de los CG y sus propiedades en estos modelos sugiere que estos objetos se originarían durante el colapso de las subestructuras que se agregan para formar las galaxias, y durante algunas fusiones (*mergers*) de estas subestructuras. Los CG serían viejos debido a que los colapsos dan lugar a los primeros episodios de formación estelar en las galaxias, y las fusiones se vuelven ineficientes para formar CG al crecer la masa de las mismas. La independencia de las frecuencias específicas de la luminosidad de la galaxia se originaría en la constancia de la fracción de masa bariónica de la galaxia transformada en CG. El origen de las distribuciones bimodales de metalicidades sería, según estos modelos, intrínseco a los colapsos de las subestructuras, mientras que la correspondiente propiedad de

las distribuciones de colores se originaría exclusivamente en la relación color-metalicidad de los CG.

Contenido

1	Introducción	5
2	Los sistemas de cúmulos globulares	11
2.1	Cúmulos globulares galácticos y extragalácticos	11
2.2	Función de luminosidad	13
2.3	Poblaciones	17
2.4	Metalicidad	20
2.5	Edad	25
2.6	Distribución espacial y cinemática	26
2.7	Resumen	28
3	Escenarios para el origen de los sistemas de cúmulos globulares	31
3.1	Escenarios primarios	32
3.1.1	Fluctuaciones de densidad pregalácticas	32
3.2	Escenarios secundarios	33
3.2.1	Colapso de las galaxias	33
3.2.2	Agregación de fragmentos protogalácticos	33
3.2.3	Colapso en dos fases	34
3.3	Escenarios terciarios	35
3.3.1	Captura por fuerzas de marea	35
3.3.2	Fusiones de galaxias	36
3.3.3	Agregación jerárquica	37
3.4	Resumen y esbozo del modelo del presente trabajo	38
4	Simulaciones numéricas de formación de estructura	43
4.1	Modelo cosmológico y condiciones iniciales	43
4.2	Evolución dinámica e hidrodinámica	44

4.2.1	Gravedad	45
4.2.2	Hidrodinámica y termodinámica del gas	46
4.2.3	Integración temporal	47
4.3	Formación estelar	47
4.4	Evolución química	49
4.5	Resultados y limitaciones de los modelos	50
5	Representación de las galaxias	55
5.1	Identificación de los GLO	55
5.2	Historia evolutiva de los GLO	57
5.3	Poblaciones estelares de los GLO	60
5.3.1	Historia de formación estelar	63
5.3.2	Metalicidades	69
5.3.3	Magnitudes y colores integrados	71
5.4	Resumen	77
6	Sistemas de cúmulos globulares simulados	79
6.1	Fenómenos de formación estelar intensa I	82
6.2	Fenómenos de formación estelar intensa II	90
6.3	Fenómenos de formación estelar intensa III	98
6.4	Supernovas	111
6.5	Nubes moleculares supergigantes	115
6.6	Resumen	140
7	El origen de las propiedades de los CGS	145
7.1	La edad de los cúmulos globulares	145
7.2	La distribución de metalicidades	153
7.3	La distribución de colores	156
7.4	La frecuencia específica	159
8	Conclusiones	163
9	Agradecimientos	171
A	Distribuciones obtenidas en los modelos	177

Capítulo 1

Introducción

Los *cúmulos globulares* (figura 1.1) son sistemas estelares de forma esferoidal, formados típicamente por cientos de miles de estrellas y un medio interestelar muy tenue. Sus magnitudes visuales absolutas integradas varían entre aproximadamente $M_V = -5$ y $M_V = -10$, lo que implica luminosidades del orden de 10^4 a $10^6 L_\odot$ (Harris 1996). De las dispersiones de velocidades de sus estrellas se infieren para ellos masas del orden de 10^4 a $10^6 M_\odot$, y por consiguiente relaciones masa-luminosidad normales ($\Upsilon = M/L \simeq 1 M_\odot/L_\odot$; Pryor *et al.* 1989, 1991; Piatek *et al.* 1994).

Las estrellas de los cúmulos globulares son deficientes en elementos pesados; sus metalicidades alcanzan valores tan bajos como $[Fe/H] = -2$ y en muy pocos casos llegan a $[Fe/H] = 0$ (Harris 1996). No se observan en ellos gradientes de metalicidad internos (Smith 1980), lo cual muestra que sus poblaciones estelares son químicamente homogéneas y no han sufrido autoenriquecimiento, es decir, sus abundancias químicas son directamente aquellas del medio interestelar a partir del cual se formaron. Lo mismo sugieren sus diagramas color-magnitud, que pueden interpretarse en términos de una única población estelar químicamente homogénea y además coetánea. Sus colores integrados reflejan la evolución pasiva de esta única población estelar, por consiguiente, se encuentran relacionados con sus edades y metalicidades.

En cuanto a las edades de los cúmulos globulares, tanto sus diagramas color-magnitud como la baja abundancia de elementos pesados de sus estrellas sugieren que los mismos son objetos muy antiguos. En los casos en que ha sido posible determinar sus edades, se ha encontrado que las mismas son típicamente del orden de los 12-13 Gyr (Salaris & Weiss 2002), de acuerdo con lo mencionado anteriormente. La antigüedad de los cúmulos globulares muestra que se trata de sistemas fuertemente ligados, capaces de sobrevivir por

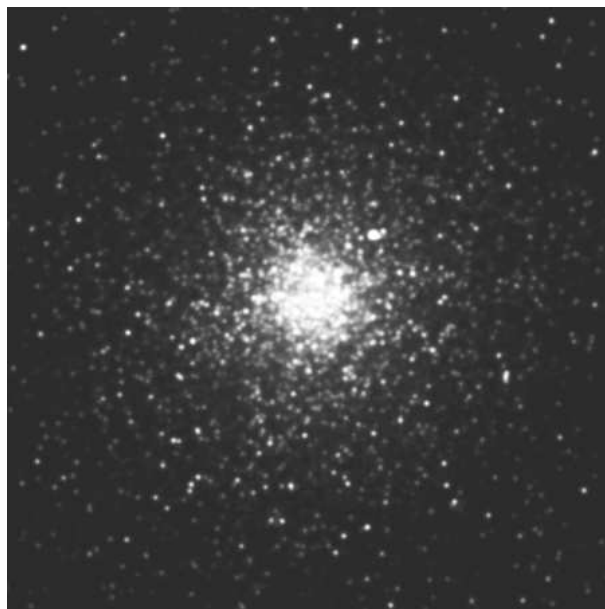


Figura 1.1: Imagen del cúmulo globular 47 Tucanae tomada por S. Cellone, J.C. Forte y L.J. Pellizza González (1997) con el telescopio “Jorge Sahade” del Complejo Astronómico El Leoncito.

largos períodos de tiempo a los fenómenos externos (fuerzas de marea o choques con los discos galácticos, entre otros) e internos (por ejemplo, evaporación) que tienden a disgregarlos.

Los cúmulos globulares se encuentran asociados a las galaxias (figura 1.2). El *sistema de cúmulos globulares* de la Vía Láctea está compuesto por unos 150 objetos observados que se distribuyen en forma esferoidal alrededor del centro galáctico. Por su distribución espacial y cinemática y sus propiedades químicas, los cúmulos globulares se encuentran emparentados con las componentes esferoidales de la Galaxia, es decir, el halo y el bulbo.

La existencia de cúmulos globulares en otras galaxias se conoce desde hace ya más de siete décadas (Hubble 1932), aunque sólo recientemente ha sido posible observar sistemáticamente estos objetos en una gran cantidad de galaxias, y determinar sus propiedades de modo de caracterizar en forma precisa los sistemas de cúmulos globulares extragalácticos (Harris & Racine 1979 y sus referencias; Harris 1991 y sus referencias; Elmegreen 1999 y sus referencias). Estas investigaciones han permitido establecer las propiedades fundamentales de estos sistemas y sus relaciones con aquellas de las galaxias a las que se encuentran asociados y del entorno de las mismas. Entre dichas propiedades se destacan la universalidad de la función de luminosidad de los sistemas de cúmulos globulares (Harris & Racine 1979 y sus referencias;

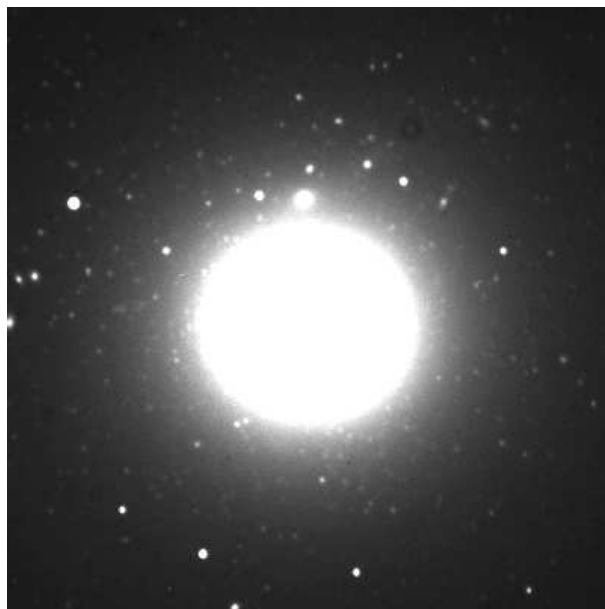


Figura 1.2: Imagen de la galaxia cD del cúmulo de Fornax (NGC 1399) tomada por S. Cellone, J.C. Forte y L.J. Pellizza González (1997) con el telescopio “Jorge Sahade” del Complejo Astronómico El Leoncito. Sus cúmulos globulares se observan en esta imagen como objetos puntuales débiles que rodean a NGC 1399 en la zona central de la imagen.

Harris 1991 y sus referencias; McLaughlin & Pudritz 1996), la relación entre la población de cúmulos globulares de una galaxia por un lado y, la luminosidad y el entorno de la misma por el otro (Harris & Van den Bergh 1981; Harris 1991 y sus referencias; McLaughlin 1999; Elmegreen 1999 y sus referencias) y la muy frecuente presencia de dos poblaciones de cúmulos globulares con diferente metalicidad y distribuciones espacial y cinemática en la mayoría de las galaxias observadas (Zinn 1985; Ostrov, Geisler & Forte 1993; Elson & Santiago 1996; Grillmair *et al.* 1999; Neilsen & Tsvetanov 1999; Gebhardt & Kissler-Patig 1999; Barmby *et al.* 2000; Kundu & Whitmore 2001a,b).

Aparte de la evolución pasiva de las poblaciones estelares de los cúmulos globulares, que modifica la función de luminosidad y las distribuciones de colores de los sistemas de cúmulos globulares, los principales motores de la evolución de estos sistemas son los fenómenos que modifican el número de objetos que contienen. Por consiguiente, la explicación de las propiedades observadas de los sistemas de cúmulos globulares debe buscarse en los procesos físicos que dan origen a los cúmulos globulares, en aquellos que los destruyen, o en los que permiten a una galaxia tomar o ceder cúmulos globulares de otra o del medio in-

tergaláctico. Dado que las edades de los cúmulos globulares son del orden de las edades de las poblaciones estelares más antiguas de las galaxias a las que se encuentran asociados, es razonable suponer que estos procesos estarán ligados al origen y evolución de las galaxias mismas. En este sentido, las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares constituyen un excelente campo para contrastar las teorías sobre la formación y evolución de las galaxias.

Los procesos físicos mencionados no se comprenden en forma completa aún, sin embargo se conocen algunos aspectos de los mismos, los cuales han dado origen a diversos escenarios que intentan explicar las características de los sistemas de cúmulos globulares. Entre estos escenarios pueden mencionarse la formación de cúmulos globulares en fluctuaciones de densidad pregalácticas (Peebles & Dicke 1968; Peebles 1984; Rosenblatt, Faber & Blumenthal 1988), en el colapso del halo galáctico (Eggen, Lynden-Bell & Sandage 1962; Fall & Rees 1985; Forbes, Brodie & Grillmair 1997), en fusiones de galaxias (Ashman & Zepf 1992), o como resultado de la formación de estructura por agregación jerárquica (Searle & Zinn 1978). La destrucción de cúmulos globulares ha sido estudiada por Fall & Rees (1977), mientras que el intercambio de los mismos entre distintas galaxias es la base de los escenarios de Forte, Martínez & Muzzio (1982) y Côté, Marzke & West (1998).

La mayoría de estos escenarios se concentran en el análisis de alguno de los posibles mecanismos que originarían y/o modificarían la población de cúmulos globulares de una galaxia, pero presentan dos inconvenientes importantes. El primero de ellos es la falta de un modelo cosmológico consistente que describa en detalle la formación y evolución de las galaxias y determine cuándo se dan las condiciones para que opere el mecanismo en cuestión y su eficiencia. El segundo consiste en la carencia de un modelo físico detallado para la formación, destrucción o intercambio de los cúmulos globulares que determine, dadas las condiciones de operación del proceso, el resultado del mismo en términos del número y propiedades de los cúmulos globulares que participan del proceso. En el mejor de los casos, tanto el marco cosmológico como el mecanismo físico son introducidos en forma estadística. El éxito de estos escenarios es, consecuentemente, sólo parcial, permitiendo reproducir algunas de las propiedades observadas pero sin lograr una explicación completa de las mismas. De hecho, es posible que los sistemas de cúmulos globulares sean consecuencia de la operación conjunta de varios de los mecanismos propuestos. Nótese que las escalas involucradas en el problema abarcan desde los parsecs hasta los megaparsecs si se quieren estudiar, por ejemplo, los cúmulos globulares en cúmulos de galaxias; esto impone restricciones severas tanto a los modelos analíticos como numéricos.

La primera descripción de la formación de los sistemas de cúmulos globulares *dentro de un modelo que describe la formación de las galaxias* fue presentada por Beasley *et al.* (2002). Estos autores utilizan los modelos semianalíticos de formación de estructura por agregación jerárquica de Cole *et al.* (2000). Partiendo de la historia de formación estelar de los mismos, Beasley *et al.* (2002) generan una historia de formación de cúmulos globulares, suponiendo que estos objetos se forman en los discos pregalácticos o en las fusiones de estas estructuras. Sin embargo, solamente logran reproducir las propiedades observadas de los sistemas de cúmulos globulares si imponen un corte *ad hoc* a alto corrimiento al rojo a la formación de estos objetos en los discos pregalácticos, por lo que este escenario resulta sólo parcialmente satisfactorio. La explicación de las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares sigue siendo, por consiguiente, un problema abierto.

El objetivo del presente trabajo es investigar la posibilidad de explicar el origen de las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares utilizando simulaciones numéricas cosmológicas de formación de la estructura por agregación jerárquica en un Universo dominado por materia oscura fría, junto con una descripción de la formación de cúmulos globulares en términos de las condiciones físicas prevalecientes en el medio. Se analizaron simulaciones numéricas que describen la formación y evolución de las galaxias a partir de fluctuaciones de densidad primordiales, determinando en forma autoconsistente y en un marco cosmológico la evolución dinámica de la materia oscura y el gas e incorporando modelos para la formación estelar (Tissera, Lambas & Abadi 1997) y la evolución química de las estrellas y el medio interestelar (Mosconi *et al.* 2001). Con el fin de acoplar una descripción de la formación de cúmulos globulares a las simulaciones se proponen hipótesis, consistentes con las observaciones, para las condiciones físicas que pondrían en marcha los procesos que dan origen a estos objetos. Dichas condiciones permiten seleccionar en las simulaciones los instantes y regiones de formación de los mismos y determinar, a partir de ellos, las propiedades de los cúmulos globulares formados. Este procedimiento permite generar numéricamente un sistema de cúmulos globulares para cada sistema galáctico en las simulaciones, cuyas propiedades son confrontadas con las observadas en los sistemas de cúmulos globulares reales.

Se considera que este esquema es apropiado para tratar el problema de las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares en forma consistente, y que posee ventajas respecto de los utilizados por otros autores. Las simulaciones numéricas permiten seguir en forma autoconsistente los procesos dinámicos, hidrodinámicos y químicos que ocurren durante la formación y evolución de las galaxias, mediante la integración directa de las ecuaciones

que describen el comportamiento de sus distintas componentes y sin recurrir a métodos estadísticos. De este modo permiten investigar los procesos físicos posiblemente responsables de la formación de cúmulos globulares. La descripción de los cúmulos globulares desarrollada en este trabajo está basada en características del medio interestelar y de la formación estelar en los sistemas galácticos simulados, y no en procesos individuales (fusiones de galaxias, captura dinámica, etcétera). Además, varios de estos procesos, utilizados como hipótesis en algunos de los escenarios desarrollados por otros autores, son descritos en forma detallada por las simulaciones de formación de estructura por agregación jerárquica. Por consiguiente, el análisis del presente trabajo no solamente contiene estos procesos, sino que además permite investigar la importancia relativa de los mismos en la determinación de las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares.

El esquema del presente trabajo es el siguiente. El capítulo 2 describe los datos observacionales de sistemas de cúmulos globulares disponibles actualmente; el capítulo 3 analiza los escenarios sugeridos por otros autores y enumera las condiciones para el origen de los cúmulos globulares propuestas en este trabajo. Las simulaciones numéricas de formación de estructura por agregación jerárquica utilizadas se describen en el capítulo 4 y la identificación de las galaxias en dichas simulaciones es el objeto del capítulo 5. Los diferentes modelos para los sistemas de cúmulos globulares se discuten en el capítulo 6. El análisis del origen de las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares obtenidos en base a estos modelos se realiza en el capítulo 7. Por último, el capítulo 8 presenta las conclusiones del presente trabajo.

Capítulo 2

Los sistemas de cúmulos globulares

El estudio de los sistemas de cúmulos globulares como subsistemas de las galaxias comienza con los trabajos clásicos de Shapley (1918) acerca de los cúmulos de la Vía Láctea y de Hubble (1932), quien muestra la existencia de estos objetos en la galaxia de Andrómeda (M31). A partir de allí comienzan a realizarse investigaciones en las galaxias cercanas, encontrándose y estudiándose cúmulos globulares en las Nubes de Magallanes, algunas de las galaxias enanas que conforman el Grupo Local y una gran cantidad de galaxias de campo y en cúmulos como los de Virgo, Fornax y Coma Berenices (Harris & Racine 1979 y sus referencias; Harris 1991 y sus referencias; Elmegreen 1999 y sus referencias). Estas investigaciones han permitido determinar diversas propiedades de los sistemas de cúmulos globulares, así como su relación con las galaxias a las que se encuentran asociados y con el entorno de las mismas. En este capítulo se discuten los resultados de dichas investigaciones.

2.1 Cúmulos globulares galácticos y extragalácticos

La detección de los cúmulos globulares y la medición de sus propiedades constituyen el primer problema observacional en el estudio de los mismos. La detectabilidad de estos objetos en distintas galaxias depende de varios factores, siendo los más importantes de ellos la distancia y el tipo de Hubble de la galaxia. De acuerdo a sus tamaños, los cúmulos globulares pueden verse como objetos resueltos solamente en las galaxias más cercanas (hasta aproximadamente unos 10 Mpc), pudiendo en estos casos identificarse individualmente por su morfología y sus propiedades globales. En galaxias más distantes, solamente puede identificarse en forma colectiva el sistema de cúmulos globulares como un exceso estadístico de objetos puntuales con las magnitudes y colores típicos de los cúmulos globulares y con una concentración hacia

el centro de la galaxia.

Los cúmulos globulares galácticos (figura 1.1) pueden detectarse e identificarse individualmente en forma sencilla, debido a su proximidad. Ésta los hace aparecer como objetos muy brillantes (NGC 104 o NGC 5139, por ejemplo, son visibles a simple vista) y permite a la vez resolver sus estrellas, revelando su distribución esferoidal con una concentración central característica. Los cúmulos globulares galácticos son además fácilmente distinguibles de los cúmulos abiertos galácticos, no solamente por su morfología, sino también por sus diferentes edades y distribuciones espaciales. Los cúmulos abiertos son jóvenes y están en el disco galáctico, mientras que los globulares son viejos y se encuentran relacionados al halo y el bulbo. La observación de los cúmulos globulares desde la posición del Sol, en el plano galáctico, no genera problemas para los objetos del halo, pero sí para los del bulbo, los cuales se encuentran fuertemente oscurecidos y enrojecidos por el material interestelar del disco galáctico. Esto dificulta la determinación de sus magnitudes y colores intrínsecos, y hace suponer la existencia de unos 20 cúmulos globulares no detectados en la Galaxia, además de los aproximadamente 150 conocidos. Actualmente, las observaciones en el infrarrojo permiten superar parcialmente estas dificultades.

En otras galaxias de tipo Sa y Sb cercanas, la detección de cúmulos globulares presenta algunos problemas adicionales. Si bien estas galaxias muestran una clara distinción entre cúmulos abiertos y globulares, las distintas inclinaciones de las mismas respecto de la visual hacen que los objetos del disco y el halo aparezcan mezclados al proyectarse sobre el plano del cielo (ver figura 2.1). Esto genera una contaminación de la muestra de cúmulos globulares con objetos del disco, además de dificultar el análisis a causa del apiñamiento de las imágenes y de los efectos de enrojecimiento y absorción internos de la galaxia. Las espirales de tipo Sc y las galaxias irregulares presentan la mayor dificultad para detectar cúmulos globulares. En ellas no existe una clara distinción entre objetos viejos y jóvenes, en cambio, se observan cúmulos estelares con una distribución continua de edades, por lo que los cúmulos globulares genuinos (aquellos con edades mayores a 9-10 Gyr) se mezclan con cúmulos de edad intermedia (2-9 Gyr). La discriminación de estos dos grupos requiere de estudios morfológicos, colores integrados y espectros, o del uso de diagramas color-magnitud o la búsqueda de estrellas RR Lyrae, lo que limita las investigaciones a las galaxias más cercanas (las Nubes de Magallanes y M33, entre otras). Las galaxias elípticas presentan el mejor campo para el estudio de los sistemas de cúmulos globulares, conteniendo las de mayor luminosidad miles de estos objetos. Estas galaxias no presentan problemas de contaminación con otras poblaciones ni

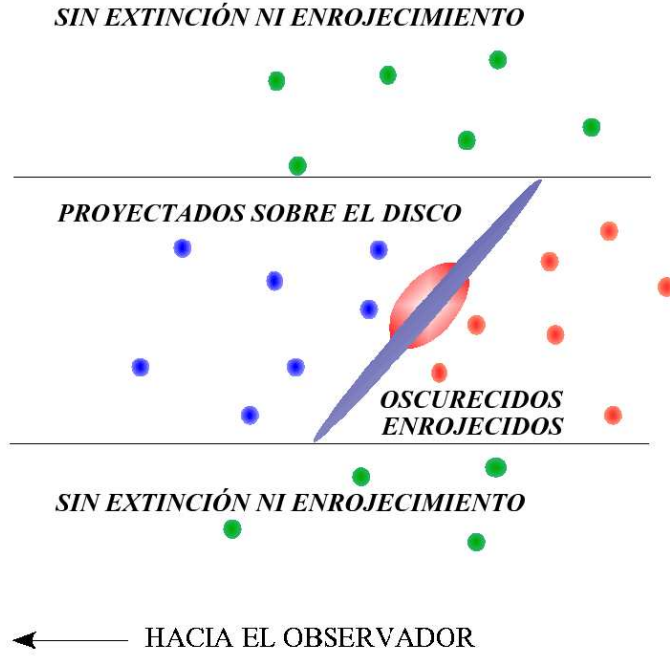


Figura 2.1: Problemas para la detección de cúmulos globulares en galaxias espirales.

de absorción o enrojecimiento debido a la ausencia de material interestelar en ellas. Sin embargo, es difícil detectar cúmulos globulares en sus regiones centrales, en las que el brillo de la componente estelar es muy intenso.

2.2 Función de luminosidad

Una de las características directamente observables de los sistemas de cúmulos globulares es su función de luminosidad $\phi(M_V)$, que mide el número de cúmulos globulares por intervalo de magnitud absoluta y se define por

$$\phi(M_V) = dN/dM_V, \quad (2.1)$$

donde dN es el número de cúmulos globulares con magnitudes visuales absolutas en un intervalo dM_V alrededor de M_V . También puede definirse la misma función como el número de cúmulos globulares por intervalo de luminosidad $\varphi(L_V)$ mediante la ecuación

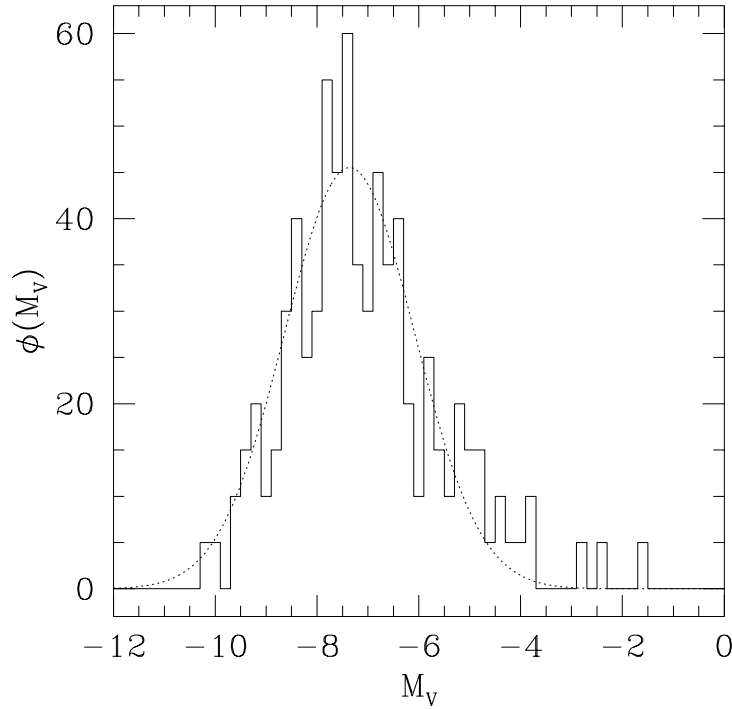


Figura 2.2: Función de luminosidad del sistema de cúmulos globulares de la Vía Láctea, construida a partir de los datos de Harris (1996). La curva punteada corresponde a una distribución normal con los parámetros dados por Harris (1991) para la Vía Láctea.

$$\varphi(L_V) = dN/dL_V, \quad (2.2)$$

donde dN es el número de cúmulos globulares con luminosidades en un intervalo dL_V alrededor de L_V .

La función de luminosidad de un sistema de cúmulos globulares puede determinarse directamente midiendo la magnitud aparente de cada uno de los cúmulos del sistema y la distancia a la que se encuentra la galaxia. Para las galaxias más cercanas que 10 Mpc aproximadamente, la distancia puede medirse, por ejemplo, usando la relación período-luminosidad de las Cefeidas. La función de luminosidad de las nebulosas planetarias es otro indicador de distancias para las galaxias cercanas. En el caso de sistemas más lejanos la distancia se determina, por ejemplo, usando la relación de Tully-Fisher o midiendo sus corrimientos al rojo y utilizando la ley de Hubble. Los cúmulos globulares galácticos constituyen un caso es-

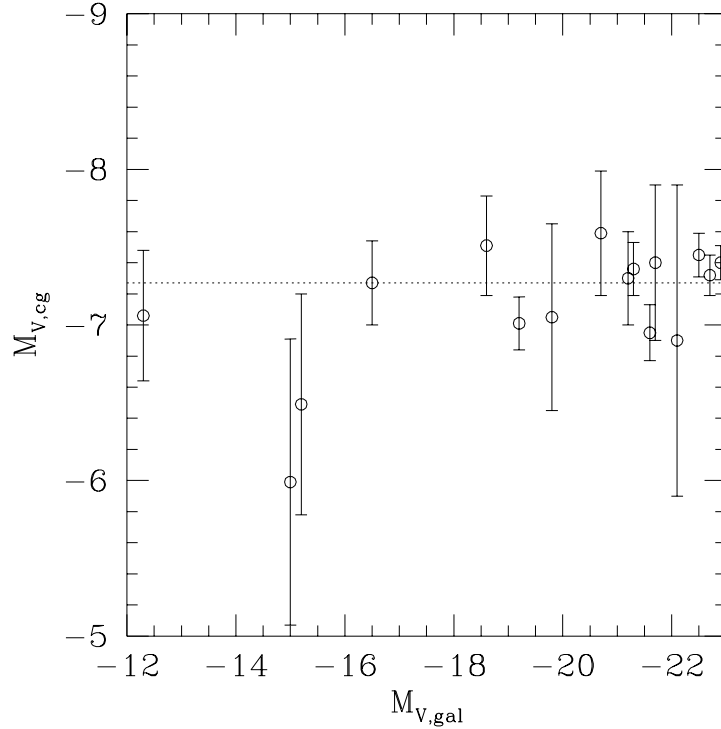


Figura 2.3: Universalidad del máximo de la función de luminosidad de los sistemas de cúmulos globulares, construida a partir de los datos de Harris (1991). La línea punteada corresponde al promedio de las 10 galaxias más brillantes.

pecial, ya que sus distancias se estiman individualmente, por ejemplo, a partir de la relación luminosidad-metalicidad de sus estrellas RR Lyrae.

La figura 2.2 muestra la función de luminosidad para el sistema de cúmulos globulares de la Vía Láctea, construida a partir de los datos de Harris (1996). La misma presenta una forma de campana (línea punteada en la figura 2.2), con un pico en $M_V = -7.5$ y una dispersión $\sigma_{M_V} = 1.4$ (Harris 1991). En todas las galaxias en que se ha medido, los datos son consistentes con la hipótesis de que la función de luminosidad de los sistemas de cúmulos globulares es universal (Harris & Racine 1979; Harris 1991; McLaughlin & Pudritz 1996). La figura 2.3 muestra un aspecto de esta universalidad; la constancia de la magnitud absoluta del máximo de la función de luminosidad. Esta propiedad se utiliza actualmente como un indicador confiable de distancias extragalácticas (ver por ejemplo Sandage & Tammann 1995), aunque existen indicios de cierta dependencia con el medio ambiente.

La importancia de la función de luminosidad reside en su relación con la distribución de masas de los cúmulos globulares $\psi(m)$ (McLaughlin & Pudritz 1996), definida por

$$\psi(m) = dN/dm, \quad (2.3)$$

donde dN es el número de cúmulos globulares con masas en un intervalo dm alrededor de m . La relación entre la función de masa y la función de luminosidad es

$$\phi(M_V) = \beta L_V \varphi(L_V) = \beta m \psi(m), \quad (2.4)$$

donde $\beta \simeq 0.921$, y la última igualdad supone una relación masa-luminosidad constante para los cúmulos globulares, en acuerdo con las observaciones. La función de masa presenta entonces una forma de campana, con un máximo en $m = 1.6 \times 10^5 M_\odot$ (McLaughlin & Pudritz 1996). Es importante notar que la universalidad de la función de luminosidad implica la de la función de masa.

Un estudio detallado de la función de luminosidad de distintos sistemas de cúmulos globulares (McLaughlin & Pudritz 1996) sugiere que los mecanismos dinámicos de destrucción de cúmulos globulares, tanto internos como externos, no afectan apreciablemente a la función de masa en su extremo de alta masa ($M > 10^5 M_\odot$). Este estudio muestra también que las observaciones son consistentes con la hipótesis de que la *función inicial de masa* $\Psi(m)$ de los sistemas de cúmulos globulares es universal y tiene la forma de una ley de potencia

$$\Psi(m) \propto m^{-\alpha} \quad (2.5)$$

con un exponente $\alpha \simeq 1.7$. La universalidad de la función de luminosidad de los sistemas de cúmulos globulares es entonces un indicio de la universalidad de la función inicial de masa, y por consiguiente del proceso físico que origina estos objetos. Harris & Pudritz (1994) y McLaughlin & Pudritz (1996) muestran también que la función inicial de masa de los cúmulos globulares, los cúmulos jóvenes masivos, los núcleos de las nubes moleculares gigantes y las regiones HII gigantes siguen todas leyes de potencia con exponentes similares, lo cual sugiere una conexión entre la formación de cúmulos estelares masivos y la existencia de nubes moleculares masivas. Estos autores proponen entonces que los cúmulos globulares, siendo los cúmulos más masivos, se habrían originado en *nubes moleculares supergigantes* con masas superiores a $10^8 M_\odot$, posiblemente existentes en la época de formación de las galaxias.

2.3 Poblaciones

La cantidad de cúmulos globulares varía de galaxia en galaxia. Existen galaxias en las que no ha sido posible detectar cúmulos globulares (por ejemplo NGC 891, Van den Bergh & Harris 1982), en otras se encuentran apenas unos pocos, como en la galaxia enana de Fornax (Harris & Racine 1979). En la Vía Láctea se conocen alrededor de 150 (Harris 1996), mientras que en M87, la galaxia central del cúmulo de Virgo, se hallan varios miles de estos objetos (Harris 1991 y sus referencias). La determinación de la población de cúmulos globulares de una galaxia se logra contando los objetos observables en la galaxia y corrigiendo el valor obtenido por el ruido poissoniano de los halos galácticos y por la (in)completitud de la muestra, la cual surge esencialmente de que la misma está limitada tanto espacialmente como en luminosidad. La corrección de la completitud por luminosidad se realiza suponiendo que la función de luminosidad de los sistemas de cúmulos globulares ϕ_{M_V} tiene una forma funcional universal conocida (ver sección 2.2). De este modo, si la magnitud límite de la muestra es $M_{V,lim}$, la fracción f_D de objetos detectados respecto del total es

$$f_D = \frac{N_{det}}{N_{tot}} = \frac{\int_{-\infty}^{M_{V,lim}} \phi(M_V) dM_V}{\int_{-\infty}^{\infty} \phi(M_V) dM_V}, \quad (2.6)$$

donde N_{det} y N_{tot} son el número de cúmulos detectado y total respectivamente. De este modo puede determinarse N_{tot} a partir de N_{det} . Una corrección similar se aplica a causa de la limitación espacial de la muestra. En este caso es necesario determinar la distribución radial de los cúmulos globulares y utilizarla de modo análogo a la función de luminosidad para encontrar la fracción de cúmulos globulares en el área del cielo observada respecto del total de cúmulos globulares de la galaxia. De esta forma puede hallarse la población total de cúmulos globulares a partir del número observado.

Las observaciones muestran que el número total de cúmulos globulares de una galaxia correlaciona con la luminosidad de la misma. Un parámetro que caracteriza esta correlación es la *frecuencia específica* S_N , definida por Harris & Van den Bergh (1981) como el número de cúmulos globulares por unidad de luminosidad de una galaxia, normalizada a la luminosidad de una galaxia de magnitud visual absoluta $M_V = -15$,

$$S_N = N_{cg} 10^{0.4(M_V + 15)}, \quad (2.7)$$

donde N_{cg} es el número total de cúmulos globulares de la galaxia.

La determinación de la frecuencia específica de un sistema de cúmulos globulares requiere, además del recuento del número de cúmulos del sistema, de la medición de la magnitud absoluta integrada de la galaxia. Esta tarea, realizada a través de la medición de los perfiles de brillo de las galaxias, no es sencilla porque requiere la medición de brillos superficiales del orden de o menores al brillo del fondo del cielo hasta distancias considerables (varios radios galácticos) del centro de las galaxias. Esta es una de las fuentes más importantes de incerteza en la determinación de la frecuencia específica de los sistemas de cúmulos globulares. Diversos autores han realizado determinaciones de la frecuencia específica en una gran cantidad de galaxias, cuyos resultados pueden resumirse en los siguientes puntos (Elmegreen 1999 y sus referencias):

1. La frecuencia específica de los sistemas de cúmulos globulares es prácticamente independiente de la luminosidad de la galaxia a la que se encuentran asociados.
2. La frecuencia específica depende de la morfología y el entorno de la galaxia, siendo $S_N \simeq 1 - 2$ para las galaxias espirales, $S_N \simeq 3 - 6$ para las galaxias elípticas y $S_N \simeq 5 - 6$ para las galaxias cD.

Es importante notar que la población de disco de las galaxias espirales contribuye con una parte importante de su luminosidad, lo cual tiende a disminuir su frecuencia específica. Dado que los cúmulos globulares son objetos asociados a los halos de las galaxias, es razonable estimar la frecuencia específica en las galaxias espirales utilizando solamente la luminosidad del halo. De ese modo, la misma aumenta a valores similares a los de las galaxias elípticas de menor frecuencia específica (Kissler-Patig *et al.* 1997).

Tal como se expresó en la sección 2.2, la función de luminosidad, y por lo tanto la distribución de masas de los sistemas de cúmulos globulares, parece ser universal. Por consiguiente, el número de cúmulos globulares de un sistema es una medida de la masa total, M_{cg} , de los cúmulos globulares del mismo. La luminosidad de la galaxia, por otra parte, está relacionada con su masa estelar $M_{*,gal}$. Por consiguiente, la frecuencia específica del sistema de cúmulos globulares de una galaxia está relacionada con la eficiencia global ϵ_{cg} con que la misma forma cúmulos globulares.

$$\epsilon_{cg} = \frac{M_{cg}}{M_{b,gal}}. \quad (2.8)$$

donde la $M_{b,gal}$ es la masa bariónica total de la galaxia. Diversos autores sugieren que el comportamiento de la frecuencia específica con la luminosidad y el tipo de Hubble puede

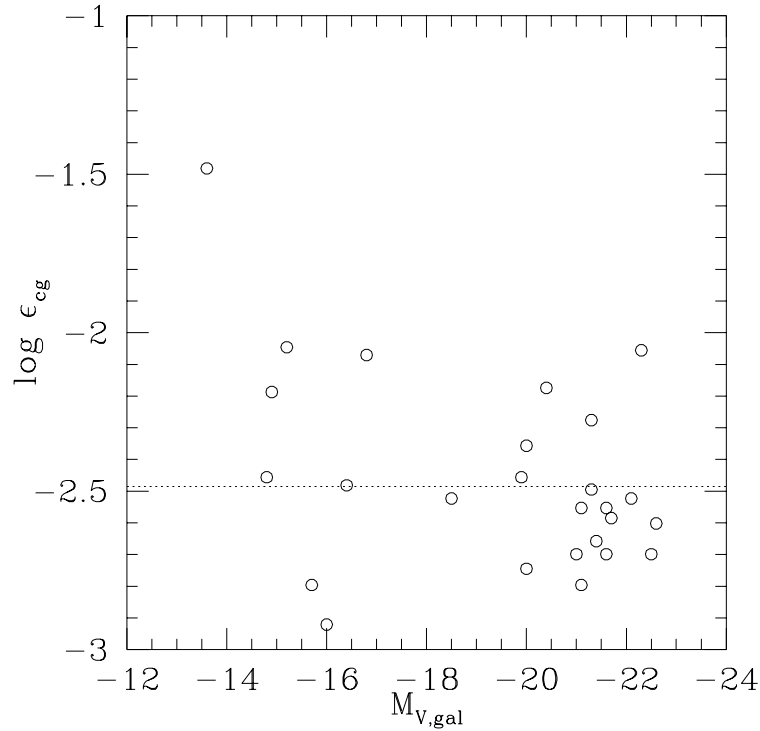


Figura 2.4: Variación de la eficiencia de formación de cúmulos globulares con la luminosidad de la galaxia, construida con los datos de Rosenblatt, Faber & Blumenthal (1988). La línea punteada corresponde al promedio de los datos.

explicarse considerando que el número de cúmulos globulares por unidad de masa bariónica de la galaxia es constante, y que las variaciones de la frecuencia específica surgen de variaciones en la relación masa-luminosidad de la galaxia y en la existencia de una fracción de la masa en forma de gas, que por lo tanto no contribuye a la luminosidad de la galaxia (Rosenblatt, Faber & Blumenthal 1988; Harris & Pudritz 1994; McLaughlin 1999; Elmegreen 1999 y sus referencias). Realizando un análisis detallado de estos puntos, estos autores muestran que la hipótesis de una eficiencia global aproximadamente constante para la formación de cúmulos globulares es consistente con las observaciones (Rosenblatt, Faber & Blumenthal 1988; McLaughlin 1999), como se observa en la figura 2.4. El valor de la eficiencia de formación de cúmulos globulares estimado por estos autores es $\epsilon_{cg} \simeq 3 \times 10^{-3}$, y la constancia de la misma es otro indicio en favor de la universalidad del proceso físico que da origen a estos objetos.

2.4 Metalicidad

La metalicidad de los cúmulos globulares de una galaxia puede medirse directamente por métodos espectroscópicos, por ejemplo, a partir del índice de magnesio (Mg_2). Sin embargo, la obtención de espectros de cada uno de los cúmulos globulares es una tarea que requiere una gran cantidad de tiempo de observación, por lo que actualmente son pocas las galaxias en las cuales es posible realizar estas mediciones y por consiguiente la muestra de metalicidades de cúmulos globulares obtenidas directamente es pequeña, aunque crece rápidamente gracias al empleo de telescopios de clase 8m. Los colores integrados de los cúmulos globulares proveen una alternativa para la determinación de la metalicidad de los mismos. Empíricamente es posible mostrar la existencia de una relación entre la metalicidad de los cúmulos globulares galácticos y algunos de sus colores integrados, como $B - I$ o $V - K$ en el sistema de Johnson (ver, por ejemplo, Pritchett 1977 o Aaronson *et al.* 1978) o $C - T_1$ en el sistema de Washington (Geisler & Forte 1990). Según esta relación, el color de los cúmulos globulares se vuelve más rojo a medida que aumenta la metalicidad. Su existencia puede deducirse también a partir de los modelos de síntesis de poblaciones estelares (por ejemplo, Worthey 1994 o Schulz *et al.* 2002), que permiten construir semiempíricamente el espectro, y por consiguiente los colores integrados de poblaciones estelares como las de los cúmulos globulares. Estos modelos muestran que el color integrado de un cúmulo globular es función de su edad y de su abundancia química. Es decir, existe una degeneración edad-metalicidad en los colores integrados, que imposibilita determinar estas propiedades directamente a partir de los colores. Sin embargo, para el caso de poblaciones estelares con edades mayores a 10 Gyr aproximadamente, la dependencia del color con la edad prácticamente desaparece, emergiendo la relación color-metalicidad hallada empíricamente. Al utilizar los colores como indicadores de metalicidad, es importante recordar entonces que la relación unívoca entre ambos existe solamente bajo la hipótesis de poblaciones estelares viejas. Ya sea midiendo directamente las metalicidades o a partir de los colores u otros indicadores observacionales, es posible entonces reconstruir las distribuciones de metalicidad de los sistemas de cúmulos globulares, las cuales brindan información acerca de la historia de enriquecimiento químico de los mismos.

El sistema de cúmulos globulares de la Vía Láctea fue el primero en ser analizado en este sentido. Las observaciones muestran que su distribución de metalicidades es *bimodal* (Zinn 1985, ver figura 2.5), lo cual sugiere que el sistema de cúmulos globulares galácticos

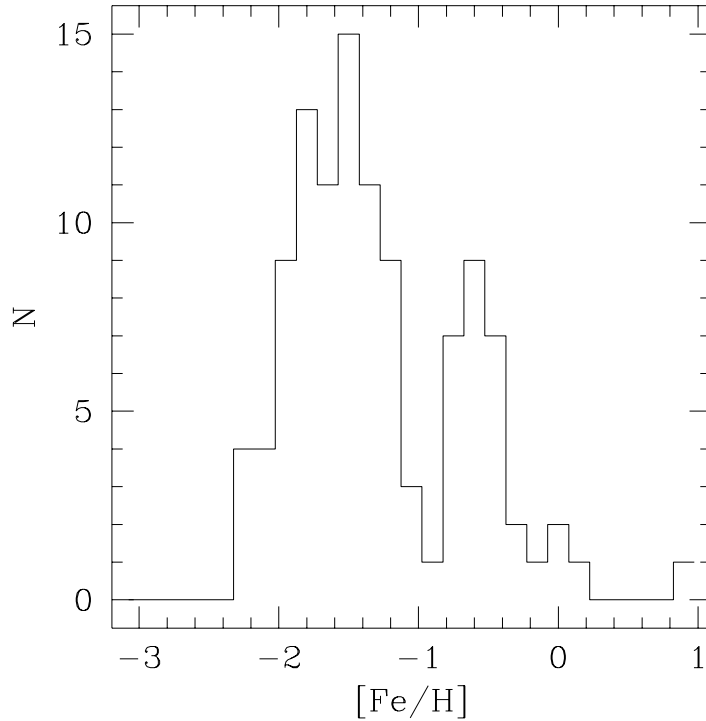


Figura 2.5: Distribución de metalicidades de los cúmulos globulares de la Vía Láctea. Se observan en ella la presencia de dos máximos; el ajuste de una función con dos componentes gaussianas permite estimar el valor de las modas en $[Fe/H] \simeq -1.5$ y $[Fe/H] \simeq -0.4$.

contiene dos poblaciones de estos objetos, que difieren en el contenido de elementos pesados. En las galaxias que cuentan con mediciones espectroscópicas de metalicidades (en general, espirales y elípticas gigantes) se observa el mismo fenómeno: la existencia de una distribución bimodal de metalicidades (Ostrov, Geisler & Forte 1993; Elson & Santiago 1996; Ostrov, Forte & Geisler 1998; Jablonka *et al.* 1998; Kissler-Patig *et al.* 1998; Barmby *et al.* 2000; Perrett *et al.* 2002; Schroder *et al.* 2002), con muy pocas excepciones (Larsen *et al.* 2003). En las galaxias en las que no hay actualmente determinaciones espectroscópicas de las abundancias químicas de los cúmulos globulares, es necesario recurrir al análisis de las distribuciones de colores (y suponer la existencia de una relación color-metalicidad para los cúmulos correspondientes). Las galaxias espirales, S0 y elípticas normales y gigantes muestran en general distribuciones bimodales de colores (figura 2.6) que, bajo las hipótesis mencionadas, pueden interpretarse como distribuciones bimodales de metalicidades (Ostrov,

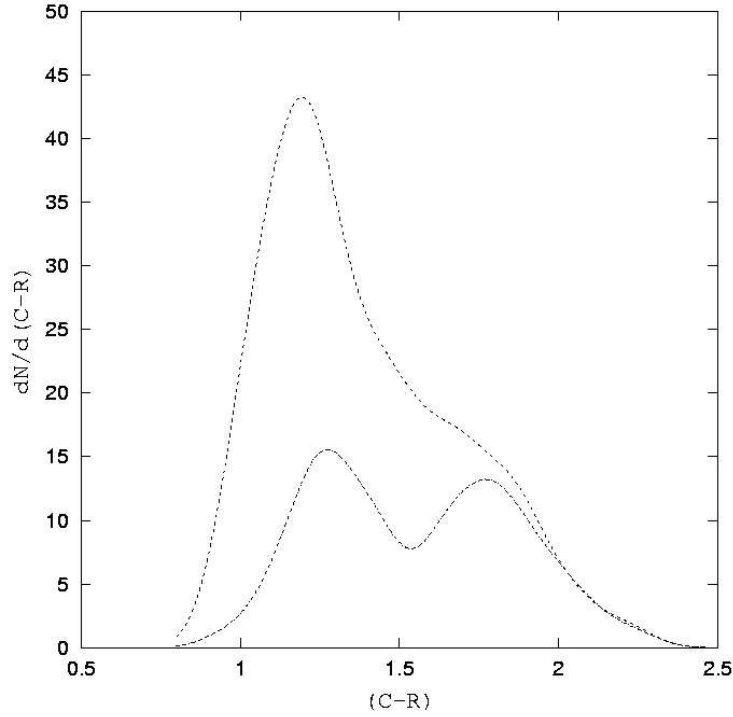


Figura 2.6: Distribución del color $C - R$ de los sistemas de cúmulos globulares de M 87 (curva superior) y NGC 1399 (curva inferior), dos galaxias elípticas gigantes (Forte *et al.* 2002).

Geisler & Forte 1993; Elson & Santiago 1996; Grillmair *et al.* 1999; Neilsen & Tsvetanov 1999; Gebhardt & Kissler-Patig 1999; Barmby *et al.* 2000; Forte *et al.* 2001; Kundu & Whitmore 2001a,b). Los cúmulos con colores rojos corresponden a la población de altas metalicidades, mientras que lo opuesto ocurre para los de colores azules. Notablemente, la bimodalidad no se observa en las galaxias elípticas enanas, que presentan un único pico en las distribuciones de colores, y por consiguiente una única población de cúmulos globulares, generalmente de baja metalicidad (Durrell *et al.* 1996).

Es importante insistir, sin embargo, en que la interpretación de la bimodalidad de las distribuciones de colores de los sistemas de cúmulos globulares como indicadora de la presencia de dos poblaciones de diferente metalicidad se basa en la hipótesis de la existencia de una transformación unívoca entre el color correspondiente y la metalicidad, la cual se verifica solamente para objetos muy viejos. Por lo tanto es posible que las distribuciones de

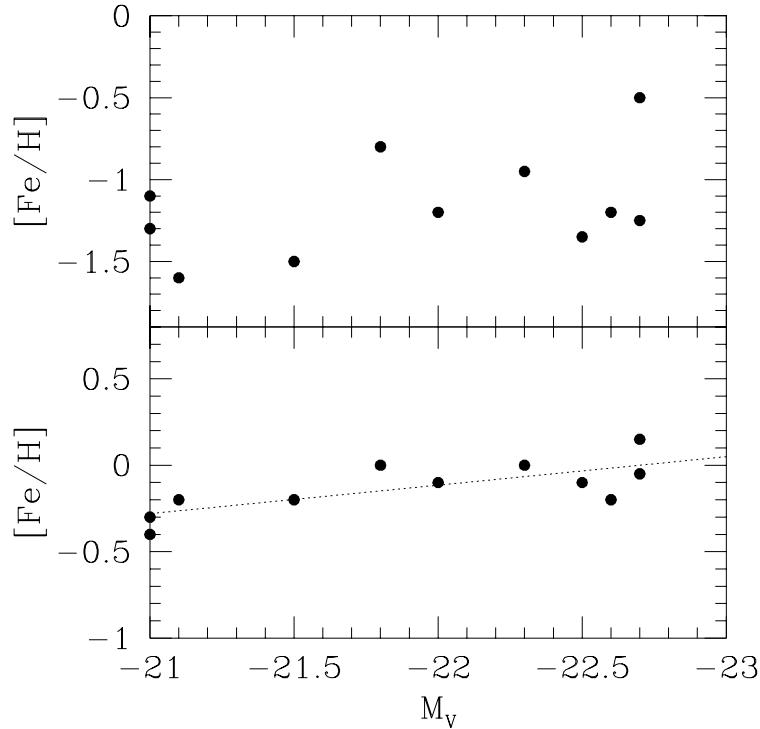


Figura 2.7: Relación entre la metalicidad media de las poblaciones de cúmulos globulares y la luminosidad de la galaxia, construida a partir de los datos de Forbes, Brodie & Grillmair (1997). El panel superior corresponde a los cúmulos azules, el inferior a los rojos. La línea punteada corresponde a un ajuste lineal de los datos correspondientes a estos últimos.

colores bimodales se deban en parte a diferencias de edad entre los cúmulos globulares y no solamente a efectos de metalicidad (ver sección 2.5).

Las dos poblaciones de cúmulos globulares muestran características diferentes en cuanto a su relación con las propiedades de las galaxias a las que se encuentran asociados. La metalicidad media de los cúmulos globulares rojos correlaciona con la luminosidad de la galaxia, mientras que la de los cúmulos azules es independiente de ella (Forbes, Brodie & Grillmair 1997, ver figura 2.7). Las galaxias más luminosas (y por ende más masivas) son capaces de formar cúmulos globulares de mayor metalicidad. También se encuentra una correlación entre la metalicidad media de los cúmulos globulares rojos y el color del halo de la galaxia, no observándose dicha correlación para los cúmulos azules (Forbes & Forte 2001). Ambas relaciones sugieren que el origen y la evolución química de los cúmulos de

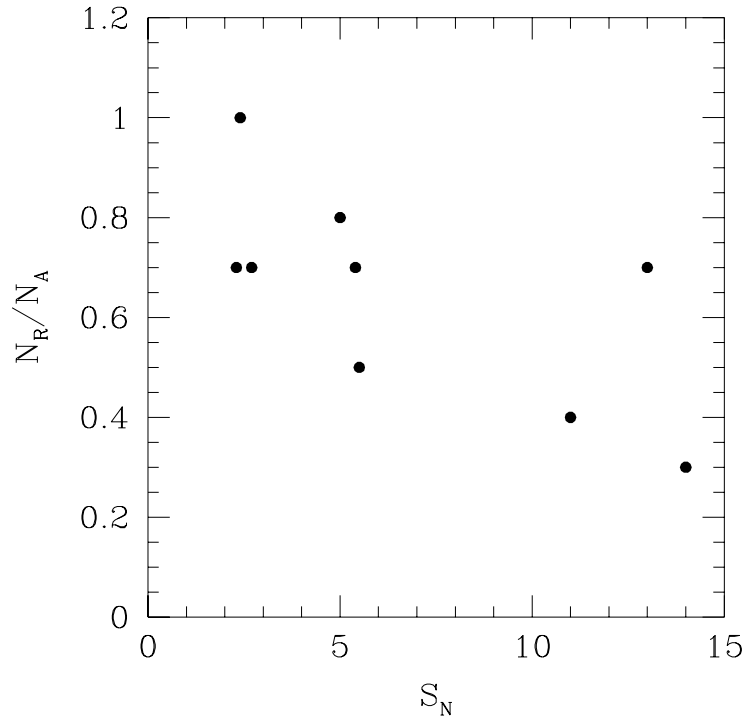


Figura 2.8: Relación entre la fracción de cúmulos rojos y azules y la frecuencia específica de la galaxia, construida a partir de los datos de Forbes, Brodie & Grillmair (1997).

alta metalicidad está asociado al de las estrellas de la galaxia. En el mismo sentido apuntan las distribuciones espaciales y cinemáticas de ambas poblaciones (ver sección 2.6). Por otra parte, el cociente entre el número de cúmulos globulares rojos y azules en una galaxia está relacionado con la frecuencia específica del sistema de cúmulos globulares, como muestra la figura 2.8. Las galaxias con mayor frecuencia específica tienen mayor proporción de cúmulos azules (de baja metalicidad), lo cual, junto con la relación de la frecuencia específica con el entorno (ver sección 2.3), sugiere que los cúmulos globulares de menor metalicidad tienen alguna relación con el entorno de la galaxia.

Estas relaciones afirman la idea de la existencia, en las galaxias más masivas, de dos grupos de cúmulos globulares con diferente origen, historia química y relación con las galaxias.

2.5 Edad

La medición de las edades de cúmulos globulares presenta aún hoy grandes dificultades, y sus resultados están sujetos a incertezas considerables. En los casos en que es posible obtener diagramas color-magnitud, la edad puede estimarse a partir de distintos indicadores, como la diferencia de color entre el *turn-off* y la base de la rama de las gigantes u otros parámetros (ver, por ejemplo, Rosemberg *et al.* 1999). Cuando se tienen espectros integrados, puede hacerse uso de índices derivados de la intensidad de las líneas de Balmer. Para los cúmulos globulares galácticos o del Grupo Local es posible aplicar el primer método, mientras que los cúmulos globulares pertenecientes a galaxias más lejanas solamente permiten utilizar el segundo. Sin embargo, como se discute en la sección 2.4, la muestra de cúmulos de los que se han obtenido espectros aún es pequeña.

Recientemente se ha logrado determinar en forma homogénea las edades de aproximadamente un tercio de los cúmulos globulares galácticos (Salaris & Weiss 2002), y los resultados sugieren la existencia de una relación edad-metalicidad para los mismos, como muestra la figura 2.9. Dado que el 90% de los cúmulos de la muestra son de baja metalicidad, los datos no permiten sacar conclusiones acerca de las diferencias de edades de las dos poblaciones de cúmulos globulares, sino solamente decir que en una de ellas existe una relación entre la metalicidad y la edad. En otras galaxias los datos son aún más ambiguos. Algunos autores presentan observaciones en favor de la coetaneidad de los dos grupos de cúmulos globulares (Beasley *et al.* 2000; Jordán *et al.* 2002), mientras que otros sugieren la existencia de diferencias de edad considerables, e inclusive de cúmulos de edad intermedia (2-5 Gyr; Forbes *et al.* 2001; Larsen *et al.* 2003). Por lo tanto, aún no es posible determinar directamente la historia de formación de cúmulos globulares en las galaxias y determinar su relación con la existencia de dos poblaciones de estos objetos.

En algunas galaxias cercanas, notablemente la Nube Mayor de Magallanes, es posible observar cúmulos estelares estructuralmente similares a los cúmulos globulares, pero con las características poblacionales de los cúmulos abiertos galácticos (Ashman & Zepf 1992 y sus referencias; Harris & Pudritz 1994 y sus referencias; Forbes, Brodie & Grillmair 1997 y sus referencias). Estos cúmulos suelen tener edades intermedias (2-5 Gyr) o ser muy jóvenes (edades menores a 1 Gyr). Dadas sus masas, estos objetos devendrían, con el correr del tiempo, en objetos similares a los cúmulos globulares galácticos. Una de las propiedades más notables de estos cúmulos es que se encuentran asociados a galaxias con signos de in-

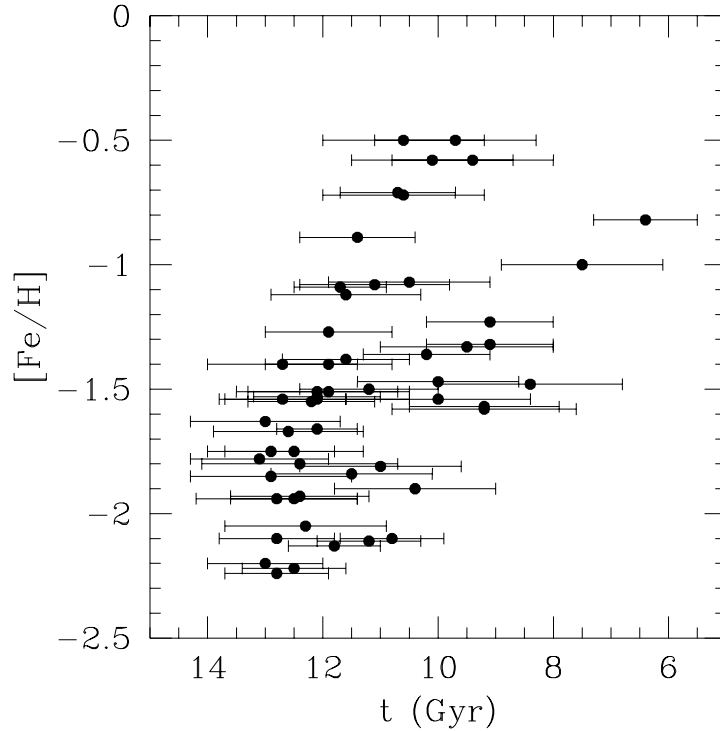


Figura 2.9: Relación edad metalicidad para los cúmulos globulares galácticos, construida a partir de los datos de Salaris & Weiss (2002).

teracciones o de estar sufriendo eventos violentos, como las galaxias con brotes intensos de formación estelar, o pares de galaxias fusionándose. Esto sugiere la existencia de alguna conexión entre el proceso de formación de cúmulos globulares y los eventos violentos (Schweizer 1986; Ashman & Zepf 1992). Si bien no está claro si estos cúmulos jóvenes son cúmulos globulares genuinos, los mismos pueden brindar algunas claves acerca de cómo opera el proceso de formación de sistemas estelares masivos.

2.6 Distribución espacial y cinemática

El conocimiento de la distribución espacial y cinemática del sistema de cúmulos globulares asociado a una galaxia requiere del conocimiento de las posiciones y velocidades de cada uno de sus miembros. Para los cúmulos globulares galácticos, sus distancias y sus posiciones en el plano del cielo permiten reconstruir tridimensionalmente el sistema, y estudiar entonces en

detalle su distribución espacial. Sus velocidades radiales son directamente accesibles a través de la medición del corrimiento Doppler de sus líneas espectrales, y actualmente también es posible medir sus movimientos propios (ver, por ejemplo, Dinescu *et al.* 2003), de modo de obtener su velocidad espacial. Por consiguiente, también es posible determinar la distribución cinemática del sistema de cúmulos globulares galáctico. Los sistemas de cúmulos globulares extragalácticos, en cambio, no pueden ser estudiados con el mismo detalle. En primer lugar, solamente se observan sus posiciones en el plano del cielo, no es posible determinar sus distancias con la suficiente precisión como para determinar la estructura tridimensional de estos sistemas. En segundo lugar, tampoco es posible medir sus movimientos propios, solamente sus velocidades radiales a través de sus corrimientos al rojo, por lo que tampoco es posible reconstruir su distribución tridimensional de velocidades, sino con algunas hipótesis. Es decir, para estos sistemas solamente puede observarse la distribución espacial bidimensional proyectada en el cielo, y la distribución cinemática unidimensional a lo largo de la visual.

Los cúmulos globulares galácticos presentan una distribución espacial esferoidal alrededor del centro galáctico (Shapley 1918). Un estudio más detallado (Zinn 1985) muestra que en realidad las dos poblaciones de cúmulos globulares galácticos, definidas en función de su metalicidad (ver sección 2.4), tienen diferentes distribuciones espaciales y cinemáticas, afirmando así la idea de que estos grupos realmente constituyen subsistemas con diferente origen e historia. El subsistema de los cúmulos azules, de baja metalicidad, tiene una distribución espacial extendida y una mayor dispersión de velocidades, por lo que está asociado al halo galáctico. El de los rojos, de alta metalicidad, en cambio, tiene una distribución espacial menos extendida y menor dispersión de velocidades; está asociado al bulbo galáctico. Las diferentes distribuciones espaciales de ambos grupos hacen que, a una determinada distancia galactocéntrica coexistan diferentes números de cúmulos rojos y azules (N_R y N_A , respectivamente). El cociente N_R/N_A varía entonces con la distancia al centro galáctico, generando un aparente gradiente de metalicidad en la Galaxia.

Si bien no hay muchas galaxias espirales para las cuales se hayan determinado con precisión las distribuciones espaciales y cinemáticas, los pocos casos estudiados (Perrett *et al.* 2002; Schroder *et al.* 2002) son consistentes con los datos de la Vía Láctea. El subsistema de cúmulos rojos tiene una distribución espacial concentrada, una cinemática fría y una fuerte rotación similares a la población del bulbo, mientras que el subsistema de los cúmulos globulares azules tiene una distribución extendida y una cinemática con mayor dispersión de velocidades, consistente con la población del halo. Acerca de la rotación de este subsis-

tema aún persisten discrepancias, por ejemplo, en el caso de M31 parece tener una rotación apreciable (Perrett *et al.* 2002), mientras que lo contrario ocurre para M81 (Schroder *et al.* 2002).

Los sistemas de cúmulos globulares de algunas elípticas gigantes en cúmulos de galaxias también han sido estudiados en detalle (Grillmair *et al.* 1994; Cohen & Ryzhov 1997; Sharples *et al.* 1998; Côté *et al.* 2001; Hanes *et al.* 2001; Geisler *et al.* 2003; Côté *et al.* 2003). Estas galaxias muestran distribuciones espaciales diferentes para ambos grupos de cúmulos globulares y los consiguientes gradientes aparentes de metalicidad (Forte, Strom & Strom 1981; Strom *et al.* 1981) generados por la variación, en función de la distancia al centro de la galaxia, del cociente entre el número de cúmulos rojos y el de cúmulos azules. Los cúmulos azules tienen en general distribuciones más extendidas que los rojos. La cinemática de ambos grupos también muestra diferencias, siendo más caliente la distribución de los cúmulos azules y más fría la de los rojos. La existencia de rotación en ambos subsistemas no está clara, como así tampoco si la misma ocurre en torno a la galaxia, o si existen movimientos relacionados con la dinámica del cúmulo de galaxias. Este punto comienza actualmente a tomar importancia a partir de observaciones realizadas con telescopios de clase 8m.

2.7 Resumen

En resumen, los datos observacionales muestran que los sistemas de cúmulos globulares poseen algunas propiedades universales, siendo las más destacadas las siguientes:

1. La universalidad de la función de luminosidad, que sugiere la correspondiente universalidad de la función inicial de masa y por consiguiente la del proceso que origina los cúmulos globulares. Junto con ella, la relación de la función inicial de masa con la de los cúmulos jóvenes masivos, las nubes moleculares y regiones HII gigantes, que sugiere una conexión entre las nubes moleculares masivas y el origen de los cúmulos globulares.
2. La constancia de la eficiencia de formación de cúmulos globulares, que también apunta a la universalidad del proceso que da origen a estos objetos.
3. La frecuente bimodalidad de la distribución de metalicidad y su correlación con la distribución espacial y cinemática de los cúmulos, que implican la existencia de dos grupos de objetos, uno que contiene objetos azules, de baja metalicidad, con distribuciones extendidas y dispersiones de velocidad altas, y otro formado por objetos rojos,

de alta metalicidad, con distribuciones menos extendidas y dispersiones de velocidad menores. La existencia de estas dos poblaciones de cúmulos globulares sugiere a su vez la existencia de diferentes instantes o entornos de formación de los mismos.

4. La existencia de una correlación entre las propiedades de uno de los grupos, el de cúmulos de alta metalicidad, con las de la galaxia a la que se encuentra asociado, que sugiere que su origen está íntimamente relacionado con el de la misma. Además, la falta de estas correlaciones para los cúmulos de baja metalicidad, y la posible correlación de las propiedades de los mismos con el entorno de las galaxias, lo cual sugiere nuevamente distintos escenarios para la formación de ambos grupos.
5. La relación entre la existencia de cúmulos masivos jóvenes y la ocurrencia de fenómenos violentos.

La explicación de estas características requiere evidentemente de la comprensión del proceso por el cual se originan los cúmulos globulares, y de cómo las galaxias generan, durante su origen y evolución, las condiciones para que opere dicho proceso. Si bien estos puntos no se conocen en detalle, realizando diversas suposiciones acerca de ellos se han construido diversos escenarios para la explicación de dichas características. La descripción de estos escenarios es el objeto del capítulo 3.

Capítulo 3

Escenarios para el origen de los sistemas de cúmulos globulares

Como se mencionó en el capítulo 2, la explicación de las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares requiere la comprensión de las condiciones y procesos físicos que dan origen a estos objetos en las galaxias y a los que posteriormente modifican su población. Algunos de estos procesos se conocen sólo parcialmente, por lo que diversos autores han utilizado los datos observacionales junto con consideraciones teóricas e hipótesis astrofísicas para diseñar distintos escenarios que describan la formación y evolución de los sistemas de cúmulos globulares. Dichos escenarios solamente han logrado explicar parcialmente algunas de las propiedades de estos sistemas, y aún no presentan una descripción completa de los mismos, basada en procesos físicos y consistente con un marco cosmológico. El objetivo del presente capítulo es describir los puntos sobresalientes de los escenarios propuestos por otros autores y presentar el camino que se seguirá en el presente trabajo.

Los escenarios propuestos hasta el presente pueden clasificarse en tres grupos; aquellos que suponen que la formación de los sistemas de cúmulos globulares ocurrió antes que la de las galaxias a las que se encuentran asociados (llamados *primarios*), aquellos que suponen que ambos procesos ocurrieron en forma coetánea (*secundarios*), y los que proponen la existencia de procesos de formación de cúmulos globulares posteriores a la formación de las galaxias (*terciarios*). No todos los modelos encajan estrictamente en esta clasificación; como se verá más adelante, algunos combinan distintos tipos de procesos.

3.1 Escenarios primarios

3.1.1 Fluctuaciones de densidad pregalácticas

Peebles & Dicke (1968) fueron los primeros en idear un modelo físico para la formación de los cúmulos globulares. Estos autores proponen que, justo después de la etapa de recombinación que desacopla la materia de la radiación en el Universo, la masa de Jeans es del orden de la masa típica de los cúmulos globulares ($10^5 M_{\odot}$). Basados en este hecho, sugieren que las primeras estructuras que colapsan en el Universo son nubes de gas con masas de ese orden de magnitud que forman estrellas y dan origen a los cúmulos globulares. El proceso de agregación jerárquica hace que estas estructuras queden ligadas a las galaxias, que se forman posteriormente a partir de fluctuaciones de densidad mayores. Este escenario aprovecha la precedencia de la formación de los cúmulos globulares para explicar aquellas propiedades de los mismos que son independientes de la galaxia en la que se encuentran, tales como la constancia de la función de luminosidad. Sin embargo, por la misma razón falla al tratar de reproducir la dependencia de otras propiedades de los sistemas de cúmulos globulares con las propiedades de la galaxia.

Dos puntos débiles del modelo son la necesidad de recurrir al autoenriquecimiento para explicar la abundancia no nula de elementos pesados en los cúmulos globulares y los grandes factores de colapso necesarios para generar, a partir de los tamaños originales de las estructuras que colapsan (del orden de 1 kpc), los cúmulos globulares (cuyos tamaños actuales son del orden de 10 pc). La homogeneidad química observada en las estrellas de los cúmulos globulares sugiere que no existió autoenriquecimiento en ellos, mientras que la conservación del momento angular en el colapso implicaría una rotación rápida de los cúmulos globulares (no observada) si los factores de colapso fueran los predichos por este modelo.

Peebles (1984) y posteriormente Rosenblatt, Faber & Blumenthal (1988) extienden el modelo de Peebles & Dicke (1968) a un Universo dominado por materia oscura fría, encontrando que las correlaciones de largo alcance del espectro de potencias permiten explicar en forma estadística algunas relaciones entre las propiedades de los cúmulos globulares y las de las galaxias, como la correlación entre la frecuencia específica y el entorno de las mismas. Además, muestran que la constancia de la eficiencia de formación de cúmulos globulares puede explicarse a partir de la supervivencia de los cúmulos al colapso de las galaxias. Sin embargo, estos modelos predicen la existencia de una gran cantidad de cúmulos intergalácticos, no observados, y la presencia de halos extendidos de materia oscura alrededor

de los cúmulos globulares, cuya existencia es improbable dada la relación masa-luminosidad normal observada en estos objetos (Pryor *et al.* 1989, 1991; Piatek *et al.* 1994).

3.2 Escenarios secundarios

3.2.1 Colapso de las galaxias

El primer escenario en el cual se plantea el origen de los cúmulos globulares en forma coetánea al de las galaxias se encuentra en el trabajo de Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962). Estos autores muestran la existencia de una correlación entre la metalicidad de las estrellas del halo galáctico por un lado, y la excentricidad, el momento angular de sus órbitas y su velocidad perpendicular al plano galáctico por el otro, que interpretan como una relación entre sus edades y las distancias galactocéntricas a las que se formaron. Esta relación los lleva a concluir que el halo se originó a través del colapso de una gran masa de gas, el cual habría durado alrededor de 10^8 años. Los autores sugieren que los cúmulos globulares se formaron conjuntamente con el halo, lo cual explicaría el gradiente de metalicidad observado en el sistema de cúmulos globulares galácticos, pero no la existencia de dos poblaciones de diferente metalicidad (desconocida en ese momento). Este modelo también predice una diferencia de edades para los cúmulos globulares del orden de la duración del colapso (10^8 años), mucho menor a la hallada por investigaciones posteriores (Salaris & Weiss 2002).

Fall & Rees (1985) plantean un mecanismo físico para el origen de los cúmulos globulares en el modelo de colapso. Su modelo propone que el gas interestelar se separa en dos fases al enfriarse por debajo de 10^4 K, una de las cuales se mantiene fría y colapsa por su propia gravedad. Esto ocurre para abundancias $Z = 0.01Z_{\odot}$ y con masas del orden de $10^6 M_{\odot}$, ambas típicas de los cúmulos globulares. El problema principal de este modelo es que requiere de una fuente de energía externa para evitar el colapso de estructuras menores. Dicha fuente podría ser un núcleo galáctico activo o un campo de radiación ultravioleta intenso.

3.2.2 Agregación de fragmentos protogalácticos

Searle & Zinn (1978) sugieren un escenario secundario diferente al anterior. Estos autores muestran que en los cúmulos globulares del halo externo de la Galaxia ($R > 8$ kpc) no hay evidencia firme para la existencia de un gradiente de metalicidad, y sugieren este hecho como evidencia de que el halo galáctico se formó por la agregación de fragmentos protogalácticos,

en lugar de un colapso ordenado. Los cúmulos globulares se formarían durante el proceso de agregación de estos fragmentos, y sus propiedades serían entonces independientes de su posición en la galaxia.

Un posible mecanismo físico para el origen de los cúmulos globulares en el marco del escenario de Searle & Zinn (1978) fue propuesto por Harris & Pudritz (1994). Estos autores se basan en las relaciones entre las funciones de masa de cúmulos globulares, cúmulos jóvenes masivos y nubes moleculares gigantes para proponer que los cúmulos globulares se forman en la misma forma que lo hacen hoy los cúmulos jóvenes. Sugieren entonces la existencia, en la época de formación de las galaxias, de nubes moleculares supergigantes, en las cuales se habrían formado núcleos masivos (del orden de $10^6 M_{\odot}$) que darían origen a los cúmulos globulares. En estos núcleos la conversión de gas a estrellas sería muy eficiente, lo cual permitiría formar sistemas ligados, a pesar de que la eficiencia global de las nubes sería menor. Este mecanismo es consistente con el escenario de Searle & Zinn (1978), de hecho los autores sugieren la identificación de los fragmentos protogalácticos de dicho escenario con las nubes moleculares supergigantes.

3.2.3 Colapso en dos fases

Una variante más sofisticada del escenario de colapso ha sido presentada por Forbes, Brodie & Grillmair (1997). Según estos autores, la formación de cúmulos globulares habría tenido lugar en el colapso de las galaxias, el cual se habría desarrollado en dos fases. En la primera fase, una pequeña fracción del gas disponible se habría convertido en estrellas y cúmulos globulares, con una alta eficiencia de formación de cúmulos globulares, generando así una población de alta frecuencia específica. Esta fase habría ocurrido al inicio del colapso de la galaxia, antes de la formación de la mayoría de las estrellas, lo cual explica que haya formado una población de cúmulos globulares de baja metalicidad, extendida y con alta dispersión de velocidades. La población de cúmulos de alta metalicidad habría sido formada en una segunda fase del colapso, junto con la mayoría de las estrellas, a partir de material enriquecido químicamente por las estrellas de la primera fase y separada de ella por un período en el cual la formación de cúmulos globulares se habría detenido. Esta población estaría menos extendida, tendría una dispersión de velocidades más baja, una frecuencia específica menor y, dado su origen conjunto con la mayor parte de las estrellas de la galaxia, sus propiedades estarían relacionadas con las de la misma. Por la misma razón, las propiedades de los cúmulos de baja metalicidad no correlacionarían con las de la galaxia. Además, la relación

entre la frecuencia específica de la galaxia y la fracción de cúmulos azules se explicaría naturalmente, ya que la frecuencia específica queda ligada a la cantidad de cúmulos azules por las características de la primera fase. La bimodalidad en la distribución de metalicidades aparece, en este escenario, como consecuencia de la existencia de dos fases separadas por un intervalo en que la formación de cúmulos globulares se detiene. El mayor problema de este escenario es la falta de un mecanismo físico que describa la formación de cúmulos globulares en cada fase del colapso. Este mecanismo debería explicar la razón, propuesta por los autores, por la cual la primera fase generaría más cúmulos que estrellas y ocurre lo contrario en la segunda, y el fenómeno físico responsable de detener la formación de cúmulos globulares entre ambas fases. Los autores sugieren como candidato para este último la ocurrencia de supernovas tipo Ia de la primera fase, que calentarían el gas y detendrían la formación estelar. Harris, Harris y McLaughlin (1998), en cambio, proponen la existencia de una etapa de supervientos en la galaxia, que dispersaría el material interestelar deteniendo la formación estelar.

3.3 Escenarios terciarios

3.3.1 Captura por fuerzas de marea

Forte, Martínez y Muzzio (1982) proponen el primer escenario terciario para explicar las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares. En el mismo sugieren que los procesos dinámicos que resultan de la interacción de una galaxia con su entorno pueden modificar su sistema de cúmulos globulares. En particular, los autores muestran que las galaxias más masivas pueden capturar cúmulos globulares de las galaxias menores por fuerzas de marea, incrementando su población, lo cual explicaría la mayor frecuencia específica de las galaxias cD en los centros de los cúmulos de galaxias. Dado que las galaxias que ceden los cúmulos serían menos masivas que aquellas que los capturan, de acuerdo a la relación entre la masa de la galaxia y la metalicidad media de su sistema de cúmulos globulares, los cúmulos capturados serían de menor metalicidad que los autóctonos de la galaxia. Se generarían así naturalmente en las galaxias más masivas dos poblaciones de cúmulos globulares, una de alta metalicidad, formada junto con la galaxia y otra de baja metalicidad, capturada de galaxias menos masivas. Côté, Marzke & West (1998) extienden este escenario incluyendo no solamente la captura de cúmulos, sino también la acreción de galaxias completas, considerando que en estos casos el sistema de cúmulos globulares de la galaxia menor pasa a

formar parte del de la mayor, pero sin formarse cúmulos nuevos en el proceso (fusiones no disipativas). Este escenario explicaría la bimodalidad observada en las distribuciones de metalicidad, y también daría cuenta de la existencia de correlaciones entre las propiedades de los cúmulos de mayor metalicidad y las de la galaxia, y de la falta de las mismas relaciones para los cúmulos de menor metalicidad. Además, los cúmulos azules, por haber sido capturados, naturalmente tendrían una distribución espacial más extendida y una mayor dispersión de velocidades que los los cúmulos rojos (autóctonos), lo cual está de acuerdo con las observaciones.

Nótese que este escenario contiene una componente primaria o secundaria, ya que los autores suponen que las galaxias ya tienen sistemas de cúmulos globulares al comenzar a operar el proceso de captura por fuerzas de marea. El modelo no especifica cuál es el proceso responsable de formar los cúmulos globulares de las galaxias, en este sentido sólo resuelve parcialmente el problema. La falta de un modelo cosmológico que describa la formación de las galaxias y su evolución posterior, y determine a partir de ella las condiciones de operación del proceso de captura por fuerzas de marea es el punto débil de este escenario. Además, la naturaleza estadística de la mezcla de ambas poblaciones de cúmulos hace que la bimodalidad, si bien presente estructuralmente, en muchos casos no se observe debido a que la diferencia entre las metalicidades medias de ambas poblaciones sea pequeña comparada con sus dispersiones de metalicidades (Côté, Marzke & West 1998).

3.3.2 Fusiones de galaxias

Ashman & Zepf (1992) proponen otro proceso terciario que modificaría la población de cúmulos globulares de las galaxias. Estos autores sugieren que las galaxias elípticas gigantes se originarían a partir de fusiones de galaxias espirales, ricas en gas, y que el proceso de fusión podrían generar en el medio interestelar de las mismas las condiciones necesarias para formar nuevos cúmulos globulares. Esto explicaría, según estos autores, la mayor frecuencia específica de las galaxias elípticas respecto de las espirales. Además, los cúmulos globulares originados en la fusión se formarían de material ya enriquecido por la evolución química de las galaxias, por lo que tendrían mayor metalicidad que los formados originariamente con las galaxias. Este escenario tiene su base en las observaciones que relacionan la formación de cúmulos jóvenes masivos con las galaxias que sufren eventos violentos, y explica la existencia de dos grupos de objetos de distintas metalicidades. Uno de ellos, formado por cúmulos azules, de baja metalicidad, correspondería al sistema de cúmulos globulares original de

la galaxia, mientras que el otro, compuesto por cúmulos rojos, de alta metalicidad, sería originado en las fusiones.

Como en el caso anterior, este escenario no indica cuál es el proceso (primario o secundario) que da origen a los cúmulos globulares que contienen las galaxias antes de comenzar a operar los procesos de fusión; además, tiene varios puntos débiles. Para explicar el aumento de la frecuencia específica, debería crearse en las fusiones una gran cantidad de cúmulos rojos (al menos el triple del número de cúmulos azules, de acuerdo a Forbes, Brodie & Grillmair 1997) lo cual contradice la observación de que los cúmulos azules son los más numerosos en las galaxias elípticas. Solamente en el caso de existir una única fusión la distribución de metalicidades se vería bimodal; múltiples fusiones con galaxias cuyo material interestelar tuviera diferente metalicidad, generarían estadísticamente distribuciones unimodales anchas en lugar de bimodales. Por otra parte, las galaxias de luminosidades similares deberían tener frecuencias específicas similares independientemente del entorno, contrariamente a lo observado. Por último, este escenario no explica la existencia de distribuciones bimodales también en las galaxias espirales.

3.3.3 Agregación jerárquica

Beasley *et al.* (2002) proponen el primer escenario basado en modelos de formación de estructura por agregación jerárquica. Estos autores utilizan los modelos semianalíticos de Cole *et al.* (2000), que describen la formación y evolución dinámica y química de las galaxias y sus historias de formación estelar. Sobre esta descripción simulan la formación de cúmulos globulares suponiendo que los mismos se originan en las pequeñas estructuras ricas en gas que son las primeras en colapsar (que los autores llaman *discos protogalácticos*) o en las fusiones mayores (es decir, en aquellas en que la relación de masas de las estructuras que se fusionan supera el valor límite de 0.4) de estas estructuras para formar otras más masivas. Además adoptan que la masa que se transforma en cúmulos globulares (y por consiguiente el número de estos objetos originado) es proporcional a la masa de estrellas formada en cada instante (aunque usan constantes de proporcionalidad diferentes para los cúmulos formados en discos protogalácticos y en fusiones), y que las abundancias químicas de los cúmulos globulares son las mismas que las de las estrellas junto con las cuales se formaron. De este modo obtienen la historia de formación y las propiedades de los cúmulos globulares de cada galaxia. Las constantes de proporcionalidad entre la masa de estrellas y de cúmulos formada en cada instante es ajustada de acuerdo a las observaciones.

Los autores hallan que en este escenario se dan efectivamente dos poblaciones de cúmulos globulares, una de baja metalicidad formada en los discos pregalácticos y otra de alta metalicidad formada en las fusiones, en la cuales el material se encuentra enriquecido por la formación estelar anterior en las estructuras que participan de la fusión. Sin embargo, las mismas no generan en todos los casos una distribución bimodal por dos razones; la diferencia de metalicidades medias es pequeña respecto de sus dispersiones de metalicidad, por un lado, y la cantidad de cúmulos azules resulta dos órdenes de magnitud superior a la de cúmulos rojos, por el otro. Para obtener una bimodalidad, los autores se ven forzados a suponer una eficiencia de formación excepcionalmente baja para los cúmulos globulares azules o bien a introducir un corte *ad hoc* en la formación de cúmulos globulares en los discos pregalácticos. Un corte en un corrimiento al rojo $z_c = 5$ produce una distribución bimodal de metalicidades con características similares a las observadas.

Si bien este modelo reproduce la existencia de dos poblaciones de cúmulos globulares y el número de objetos en cada una de ellas, es importante notar que la separación en dos poblaciones surge directamente de la suposición de dos entornos para la formación de cúmulos, los discos pregalácticos y las fusiones. La necesidad de truncar *ad hoc* la formación de cúmulos azules confiere cierto grado de arbitrariedad a este escenario, y muestra que están faltando procesos físicos relevantes en la formulación del mismo.

3.4 Resumen y esbozo del modelo del presente trabajo

Los escenarios ideados para explicar la existencia de sistemas de cúmulos globulares con las características observadas son de diversa índole y, dada la libertad otorgada por la falta de un conocimiento detallado del proceso físico que origina los cúmulos globulares, estos escenarios expresan las ideas actuales acerca de las condiciones y/o mecanismos que originarían estos objetos. Más allá de las diversas variantes, es posible rescatar esencialmente cuatro escenarios acerca de estos mecanismos:

- La formación pregaláctica, en fluctuaciones de densidad, de cúmulos globulares (Peebles & Dicke 1968; Peebles 1984; Rosenblatt, Faber & Blumenthal 1988).
- El origen de los mismos durante el colapso de las galaxias o de los fragmentos que se agregan para formarlas (Eggen, Lynden-Bell & Sandage 1962; Searle & Zinn 1978; Fall & Rees 1985; Forbes, Brodie & Grillmair 1997; Beasley *et al.* 2002).

- La posibilidad de modificar los sistemas de cúmulos globulares mediante el intercambio de cúmulos entre galaxias (Forte, Martínez & Muzzio 1982; Côté, Marzke & West 1998).
- La formación de estos objetos durante las fusiones de galaxias (Ashman & Zepf 1992) o de sus subestructuras (Beasley *et al.* 2002).

Estos son los cuatro mecanismos básicos a los que se recurre (con distinto grado de detalle según el autor) para explicar las observaciones referentes a los sistemas de cúmulos globulares. El primero de ellos parece llevar a demasiadas contradicciones con las observaciones, por lo que no tiene demasiada aceptación en la actualidad. Los otros son capaces de explicar de diversos modos y con distinto grado de éxito algunas de las observaciones, aunque entran en contradicción con otras. Esta diversidad sugiere que quizás la explicación del origen de los cúmulos globulares esté dada por una combinación de algunos de estos mecanismos, o de todos ellos.

En este sentido, la línea de investigación más fructífera podría ser la de estudiar el problema del origen de los sistemas de cúmulos globulares dentro de un escenario para la formación y evolución global de las galaxias, en un marco cosmológico. Esto provee una descripción físicamente consistente y detallada de la evolución dinámica y la historia de formación estelar y química de las estructuras a las que están relacionados los cúmulos globulares. Obtener una descripción de la historia de formación de estos objetos a partir de la historia de las galaxias permitiría atacar el problema *ab initio*, llevarlo a bases físicas y disminuir considerablemente la cantidad de hipótesis necesarias para su solución. Los escenarios enumerados anteriormente quedarían incluidos en dicha descripción, ya no como hipótesis independientes, sino como procesos derivados de los mecanismos básicos que definen la evolución de las estructuras en el Universo. Así, sería posible incluso estudiar la contribución de cada uno de ellos a la creación y determinación de las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares. El escenario de Beasley *et al.* (2002) es el primero en adherir parcialmente a este esquema, ya que si bien enmarca la formación de cúmulos globulares en el contexto de la formación de galaxias, sigue utilizando los escenarios anteriores para obtener la descripción de los sistemas de cúmulos globulares en términos de la historia de las galaxias.

El presente trabajo está basado en la línea de investigación descrita en el párrafo anterior, la cual se implementa del siguiente modo. En primer lugar se obtiene una descripción de la formación y evolución de las galaxias. Para ello se utilizan simulaciones numéricas de formación de estructura por agregación jerárquica de Tissera, Lambas & Abadi (1997),

Tissera *et al.* (2001) y Mosconi *et al.* (2001). Estas simulaciones describen la formación y evolución dinámica de las galaxias y su historia de formación estelar y química en forma autoconsistente a partir de las fluctuaciones de densidad primordiales. Para ello integran las ecuaciones que describen el comportamiento de la materia oscura, el gas y las estrellas, y utilizan prescripciones basadas en modelos físicos para la formación estelar y la evolución química de las estrellas y el medio interestelar. En este sentido, describen *ab initio* los procesos físicos que dan origen y determinan la posterior evolución de las galaxias. La ventaja del uso de simulaciones numéricas consiste esencialmente en la forma en que las mismas describen la evolución de la estructura en el régimen no lineal. Los modelos semianalíticos parametrizan los procesos físicos que determinan la evolución de la estructura y describen dicha evolución a través de métodos estadísticos, mientras que las simulaciones numéricas calculan dicha evolución integrando numéricamente las ecuaciones dinámicas de la materia. La desventaja de estas últimas es su mayor tiempo de cálculo, lo cual a su vez limita la estadística de los casos analizados. Es importante notar que las simulaciones de Tissera, Lambas & Abadi (1997), Tissera *et al.* (2001) y Mosconi *et al.* (2001) son unas de las pocas que actualmente permiten describir la historia química del Universo en un marco cosmológico, elemento esencial en la investigación de los sistemas de cúmulos globulares.

A partir de la descripción de las galaxias y de su historia de formación estelar dadas por las simulaciones numéricas, el presente trabajo extrae para cada galaxia simulada una descripción de la historia de formación de sus cúmulos globulares, que permite obtener las propiedades de los mismos. Esta historia está dada en términos de las condiciones físicas del medio a partir del cual se crean los cúmulos globulares, y no de uno de los escenarios descritos anteriormente o de una combinación de ellos. Dichas condiciones, a su vez, están sugeridas por las observaciones relativas al origen de los cúmulos globulares (ver capítulo 2), teniendo en cuenta particularmente aquellas de carácter universal. Específicamente, la descripción de los sistemas de cúmulos globulares del presente trabajo está basada en las siguientes hipótesis respecto del origen de los cúmulos globulares:

- Los cúmulos globulares se formarían conjuntamente con estrellas no ligadas.
- El proceso físico local que origina los cúmulos globulares sería universal. Sus características no cambiarían de galaxia en galaxia, ni en distintos entornos.
- La formación de cúmulos globulares ocurriría durante eventos violentos.

- Los sitios de formación de cúmulos globulares serían nubes de gas supermasivas.
- La masa de gas transformada en cúmulos globulares en cada episodio de formación de los mismos dependería de la masa estelar total formada.
- Las abundancias químicas de los cúmulos globulares serían aquellas del medio a partir del cual se formaron.

Una vez construida la historia de formación de cúmulos globulares de cada galaxia, se analizan sus propiedades y se comparan las mismas con las observaciones.

Capítulo 4

Simulaciones numéricas de formación de estructura

El desarrollo del modelo de formación de cúmulos globulares se realizó dentro del contexto de simulaciones cosmológicas hidrodinámicas de formación de estructura, las cuales se basan en un escenario de agregación jerárquica en un modelo cosmológico estándar de materia oscura fría (SCDM) y describen, partiendo de las fluctuaciones de densidad primordiales, la evolución dinámica de la materia oscura y bariónica, la formación estelar (Tissera, Lambas & Abadi 1997) y la evolución química de las estrellas y del medio interestelar en forma autoconsistente (Mosconi *et al.* 2001; Tissera *et al.* 2001). Como resultado obtienen, en función del tiempo, la distribución espacial y cinemática de la materia oscura y bariónica, las propiedades termodinámicas del gas, la historia de formación estelar y las abundancias químicas del gas y las estrellas.

4.1 Modelo cosmológico y condiciones iniciales

Las simulaciones numéricas a las cuales se acopló el modelo de formación de cúmulos globulares describen la formación de la estructura en un modelo cosmológico estándar de materia oscura fría (SCDM) con un parámetro de sesgo $b = 1.67$. El mismo considera un Universo de Einstein-De Sitter ($\Omega = 1$) sin energía oscura ($\Omega_\Lambda = 0$) y con un parámetro de densidad de materia bariónica $\Omega_b = 0.1$, adoptando una constante de Hubble $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$ (Tissera *et al.* 2001). Actualmente se acepta un modelo de materia oscura fría con energía oscura (ΛCDM) como el que mejor reproduce las observaciones y los vínculos teóricos, sin embargo, los procesos físicos estudiados en el presente trabajo no variarían con la cosmología,

aunque sí cambiaría la dependencia temporal. Los resultados dependen esencialmente de la historia de formación estelar y de fusiones de los sistemas galácticos, las cuales son redistribuidas temporalmente sin alterar su secuencia por un cambio de parámetros cosmológicos.

Las condiciones iniciales de las simulaciones se obtienen a partir del espectro de potencia de las fluctuaciones de densidad primordiales, el cual está compuesto por una población de modos con fases independientes. Estas fluctuaciones son evolucionadas dentro del régimen de crecimiento lineal utilizando la aproximación de Zel'dovich, hasta un corrimiento al rojo de $z = 10$ que corresponde, en este modelo cosmológico, a un tiempo $t = 12.7$ Gyr en el pasado. Este será entonces el instante inicial de las simulaciones, y el campo de densidad del Universo en ese instante, obtenido de la evolución de las fluctuaciones de densidad primordiales, constituirá la condición inicial de las mismas. En adelante se utilizará t para indicar el tiempo medido en un sistema con origen $t = 0$ en el instante actual y valores positivos hacia el pasado, llamado usualmente *look-back time*, y t' para el tiempo medido en el sistema usual ($t' = -t$).

El objetivo de las simulaciones es describir el origen y evolución de las galaxias de campo, por lo cual las mismas describen un volumen cúbico del Universo, con un lado de longitud $L = 10$ Mpc en el instante actual ($t = 0, z = 0$) y con condiciones periódicas de contorno. La masa contenida en esta región está representada por 64^3 partículas de masa $m_p = 2.64 \times 10^8 M_\odot$, de las cuales el 10% son de materia bariónica y el resto de materia oscura; ambos tipos de partículas tienen la misma masa. Inicialmente la materia bariónica está formada por gas con abundancias primordiales ($X = 0.76, Y = 0.24, Z = 0$).

4.2 Evolución dinámica e hidrodinámica

La evolución temporal de la región del Universo simulada depende de la expansión del Universo y de los procesos físicos que ocurren a la materia contenida en ella. La materia oscura constituye, de acuerdo al modelo CDM, un sistema no colisional que solamente interactúa a través de la gravedad. La materia bariónica, en cambio, es físicamente mucho más compleja. Esta puede presentar distintas fases (gas, estrellas, polvo) cada una de las cuales tiene un comportamiento físico diferente. En las simulaciones solamente se consideran las dos fases más importantes para la descripción de las galaxias, el gas y las estrellas, y las transiciones entre ellas. El gas es un sistema colisional, por lo cual está sujeto a fuerzas hidrodinámicas (presión, viscosidad) aparte de la gravitación. Además, la dinámica del gas está acoplada a

los procesos termodinámicos que ocurren en el mismo, por lo que es necesario tener en cuenta estos últimos. Las estrellas, en cambio, pueden considerarse como un sistema no colisional. A continuación se describen brevemente los procesos físicos incluidos en las simulaciones numéricas.

4.2.1 Gravedad

Para calcular en forma eficiente la interacción gravitatoria entre las partículas, las simulaciones utilizan el código de N cuerpos *adaptive particle-particle particle-mesh* (AP³M, Couchman 1991). Este algoritmo divide la fuerza que se ejerce sobre una determinada partícula i en la posición \vec{r}_i , en una componente de largo alcance \vec{F}_i^L originada por las partículas lejanas, y una componente de corto alcance \vec{F}_i^C , ejercida por las partículas vecinas. La componente de largo alcance se calcula a partir del potencial gravitatorio $\phi(\vec{r})$,

$$\vec{F}_i^L = -m_p \vec{\nabla} \phi(\vec{r}_i). \quad (4.1)$$

El potencial gravitatorio, a su vez, se determina integrando la ecuación de Poisson,

$$\nabla^2 \phi(\vec{r}) = 4\pi G \rho(\vec{r}), \quad (4.2)$$

donde $G = 6.672 \times 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$ es la constante de gravitación universal y $\rho(\vec{r})$ la densidad de masa. La integración se realiza descomponiendo el espacio en una grilla tridimensional de 64^3 nodos, asignando la masa a estos nodos y usando técnicas de Fourier y condiciones de contorno periódicas. La componente de corto alcance sobre cada partícula i se calcula a través de la suma directa de las interacciones individuales con sus partículas vecinas j ,

$$\vec{F}_i^C = - \sum_j G m_p^2 \frac{(\vec{r}_i - \vec{r}_j)}{(|\vec{r}_i - \vec{r}_j|^2 + \epsilon^2)^{3/2}}, \quad (4.3)$$

donde \vec{r}_i y \vec{r}_j son las posiciones de las partículas i y j respectivamente, ϵ el parámetro de ablandamiento, y la suma se extiende a las partículas j que se encuentran en la misma celda de la grilla que la partícula i o en celdas vecinas.

La dinámica de una partícula i bajo la acción de fuerzas gravitatorias viene dada entonces por

$$\frac{d\vec{v}_i^G}{dt'} = \frac{1}{m_p} (\vec{F}_i^C + \vec{F}_i^L). \quad (4.4)$$

4.2.2 Hidrodinámica y termodinámica del gas

El comportamiento del gas se calcula por medio de la técnica denominada *hidrodinámica de partículas suavizadas* (SPH; Lucy 1977; Gingold & Monaghan 1977). Esta consiste en representar las variables dinámicas y termodinámicas del gas por sus valores en un conjunto discreto de puntos, las partículas. Así, cada partícula representa un elemento de fluido con una masa m_i (en las presentes simulaciones $m_i = m_p, \forall i$), posición \vec{r}_i , velocidad \vec{v}_i , densidad ρ_i , presión P_i y energía interna u_i . Para determinar dichas variables en cualquier punto del espacio, se emplea una interpolación suavizada de los valores de las mismas en las partículas,

$$\langle f(\vec{r}) \rangle = \sum_i \frac{m_p}{\rho_i} f_i W(|\vec{r} - \vec{r}_i|, h), \quad (4.5)$$

donde $\langle f(\vec{r}) \rangle$ es el valor de la variable en cuestión interpolada en el punto \vec{r} , f_i el valor de la misma para la partícula i y $W(r, h)$ la función de suavizado, usualmente denominada *kernel*. Esta función tiene generalmente forma de campana, y depende de un parámetro h , llamado *longitud de suavizado*, que determina esencialmente el radio dentro del cual las partículas contribuyen al valor suavizado de la variable en cuestión. Las simulaciones utilizadas adoptan una función *spline* con soporte compacto (Monaghan & Lattanzio 1985),

$$W(|\mathbf{r}|, h) = \frac{1}{\pi h^3} \begin{cases} 1 - (3/2)(r/h)^2 + (3/4)(r/h)^3 & 0 \leq (r/h) < 1 \\ (1/4)[2 - (r/h)]^3 & 1 \leq (r/h) < 2 \\ 0 & 2 \leq (r/h) \end{cases} \quad (4.6)$$

Las fuerzas hidrodinámicas sobre las partículas de gas se obtienen aplicando la misma interpolación suavizada a las ecuaciones de la dinámica de fluidos. El resultado es

$$\frac{d\vec{v}_i^{SPH}}{dt'} = - \sum_j m_j \left(\frac{P_i}{\rho_i^2} + \frac{P_j}{\rho_j^2} + \Pi_{ij} \right) \nabla_i W(|\vec{r}_i - \vec{r}_j|, h), \quad (4.7)$$

donde Π_{ij} es un tensor de viscosidad artificial, que se introduce para describir la evolución correcta de un fluido en un frente de choque. Del mismo modo se obtiene la ecuación que determina la variación de la energía interna de las partículas,

$$\frac{du_i}{dt'} = \frac{P_i}{\rho_i^2} \sum_j m_j (\vec{v}_i - \vec{v}_j) \nabla_i W(|\vec{r}_i - \vec{r}_j|, h) + \frac{1}{2} \sum_j m_j \Pi_{ij} (\vec{v}_i - \vec{v}_j) \nabla_i W(|\vec{r}_i - \vec{r}_j|, h) - \frac{\rho_i \Lambda}{(\mu m_H)^2}, \quad (4.8)$$

donde Λ es la tasa de enfriamiento radiativo, μ la masa atómica media del gas y m_H la masa del protón.

4.2.3 Integración temporal

La evolución temporal de las partículas viene dada por la integración de sus ecuaciones de movimiento en coordenadas comóviles,

$$\frac{d\vec{v}_i}{dt'} = -2H\vec{v}_i - \frac{1}{a^2} \frac{d\vec{v}_i^{SPH}}{dt'} - \frac{1}{a^3} \frac{d\vec{v}_i^G}{dt'}, \quad (4.9)$$

donde \vec{v}_i es la velocidad comóvil de la partícula i , a es el factor de expansión del Universo y $H = \dot{a}/a$ es el parámetro de Hubble. Estas últimas dos variables contienen la información de la cosmología.

Estas ecuaciones se integran mediante un algoritmo de tipo *leap-frog*,

$$\vec{r}_i^{m+1/2} = \vec{r}_i^{m-1/2} + \vec{v}_i^m \Delta t' + O(\Delta t'^3), \quad (4.10)$$

$$\vec{v}_i^{m+1} = \vec{v}_i^m + \frac{d\vec{v}_i^{m+1/2}}{dt'} \Delta t' + O(\Delta t'^3), \quad (4.11)$$

siendo m el paso de integración y $\Delta t' = 0.0127$ Gyr el intervalo de integración, constante durante la integración y de igual valor para todas las partículas. La evolución de las variables termodinámicas de las partículas se obtiene, dentro del mismo esquema, integrando a través de un método predictor-corrector la ecuación

$$u_i^{m+1/2} = u_i^{m-1/2} + \frac{\Delta t'}{2} \left(\frac{du_i^{m+1/2}}{dt'} + \frac{du_i^{m-1/2}}{dt'} \right). \quad (4.12)$$

La integración de ambas ecuaciones se realiza desde el instante inicial ($z = 10$, $t' = -12.7$ Gyr) hasta el instante actual ($z = 0$, $t' = 0$).

4.3 Formación estelar

La formación estelar se introduce transformando una fracción de gas de las partículas de materia bariónica en estrellas, creando de ese modo partículas híbridas (ver Tissera, Lambas & Abadi 1997). El comportamiento dinámico de las partículas híbridas se supone dominado por el gas. Cuando éste se agota, las fuerzas hidrodinámicas se vuelven despreciables y la partícula pasa a ser considerada puramente estelar. Este modelo puede dar lugar a artificios numéricos, pues el gas y las estrellas de una partícula tienen en la simulación una

misma evolución dinámica, cuando en realidad deberían desacoplarse. Sin embargo, no existe actualmente una manera sencilla de resolver este problema.

Los mecanismos físicos que controlan la transformación del gas en estrellas no se conocen en detalle, aunque sí es posible esbozar las condiciones físicas generales que dan lugar a la formación de estrellas. En particular, las simulaciones de Tissera, Lambas & Abadi (1997) implementan un algoritmo de transformación de gas en estrellas considerando que las mismas se originan en regiones de gas denso y frío en colapso, que satisfacen la condición de inestabilidad de Jeans. Específicamente, el algoritmo supone que las estrellas se forman en las partículas de gas que se encuentran en un flujo convergente ($\nabla \cdot \vec{v}_i < 0$, donde \vec{v}_i es la velocidad de la partícula), a bajas temperaturas ($T_i \simeq 10^4$ K) y tales que su tiempo característico de enfriamiento τ_e cumple

$$\frac{3kT_i\rho_i}{2\mu m_H \Lambda(T_i)} = \tau_e \ll \tau_{din} = \left(\frac{3\pi}{16G\rho_i} \right)^{1/2}, \quad (4.13)$$

donde k es la constante de Boltzmann y τ_{din} el tiempo dinámico de la partícula. Esta última condición se verifica si la densidad de la partícula supera un valor crítico, $\rho_i^C \simeq 7 \times 10^{-26}$ g cm⁻³. Por consiguiente, cuando una partícula cumple las condiciones anteriores, ocurre en ella un *episodio de formación estelar*, el cual transforma parte de su masa de gas en estrellas. La masa de estrellas originada en cada episodio de formación estelar se estima adoptando una tasa de formación estelar dada por la ley de Schmidt

$$\frac{d\rho_{gas}}{dt'} = -C \frac{\rho_{gas}}{t_*}, \quad (4.14)$$

donde ρ_{gas} es la densidad del gas, C un parámetro de eficiencia y t_* el tiempo característico de formación estelar, supuesto del orden del tiempo dinámico del gas t_{din} . Suponiendo que el volumen en el cual ocurre la formación estelar es constante, y que la formación estelar dura un intervalo igual al intervalo de integración de la simulación Δt , es posible calcular la masa de estrellas Δm_* formada en ese intervalo como

$$\Delta m_* = c \Delta t' \rho_{gas}^{3/2}. \quad (4.15)$$

donde c es un nuevo parámetro de eficiencia, que absorbe el volumen en el que se produce la formación estelar. Este es un parámetro libre del modelo. Una determinada partícula puede dar lugar a varios episodios de formación estelar, los cuales irán consumiendo su masa de gas, hasta que la misma sea menor al 5% de la masa de la partícula, en cuyo caso

no se considera dicha partícula para posteriores episodios de formación estelar. Una vez alcanzado este límite, la partícula se considera una partícula de estrellas, y su dinámica se supone no colisional. Por consiguiente, las partículas bariónicas están formadas por gas y estrellas en distintas proporciones, dependiendo de la historia de cada una. A su vez, la componente estelar de cada partícula puede estar formada por distintas poblaciones estelares originadas en diferentes episodios de formación, y por consiguiente, con distintas masas, edades y abundancias químicas (ver sección 4.4). Los datos correspondientes a cada uno de los episodios ocurridos en cada partícula son almacenados junto con las propiedades físicas de la misma. De este modo, se puede recuperar la historia de formación estelar de cada partícula en la simulación.

4.4 Evolución química

El modelo para la evolución química de las estrellas y del medio interestelar fue desarrollado e implementado por Mosconi *et al.* (2001). El mismo describe el enriquecimiento del medio interestelar producido por las supernovas de tipo I (SNI) y de tipo II (SNII) que ocurren en las poblaciones estelares generadas en los distintos episodios de formación estelar.

Suponiendo una función inicial de masa de Salpeter para la nueva población estelar es posible calcular el número de SNII que ocurren en la misma, considerando que sus progenitores son todas las estrellas con masas superiores a $8M_{\odot}$. Las SNIa se producen por la deflagración del carbono en enanas blancas de C-O en sistemas binarios (Matteucci & François 1989). En este modelo, se adopta como parámetro libre la razón entre el número de SNII y SNIa, Θ_{SN} , y se calcula el número de SNIa a partir de este parámetro y el número de SNII. Las observaciones sugieren que $2 \leq \Theta_{SN} \leq 3$, por consiguiente se utilizan valores de Θ_{SN} en ese rango. El número de SNIb se supone la mitad del de SNIa.

Este modelo asigna como variables a cada partícula bariónica las abundancias de los siguientes elementos: ^1H , ^4He , ^{12}C , ^{14}N , ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{40}Ca , ^{56}Fe y ^{62}Zn . Se supone que inicialmente el gas tiene abundancias primordiales, por lo tanto sólo las abundancias de los dos primeros elementos son no nulas, $X = 0.75$ y $Y = 0.25$. En cada episodio de formación estelar, las estrellas se forman siguiendo el modelo descrito en la sección 4.3, suponiendo que su composición es la del gas a partir del cual se formaron. La información de su composición se almacena junto con los datos correspondientes al episodio de formación estelar.

La masa de cada uno de los elementos químicos mencionados eyectada al medio interestelar por la estrellas originadas en un determinado episodio de formación se calcula utilizando los modelos de nucleosíntesis estelar de Woosley & Weaver (1995) para las SNII, los de Thielemann, Nomoto & Hashimoto (1993) para las SNIa y suponiendo que las SNIb producen solamente hierro, a razón de aproximadamente $0.3M_{\odot}$ por explosión (Matteucci & François 1989).

Los progenitores de las SNII tienen tiempos de vida del orden de $10^6 - 10^7$ yr, menores al intervalo de integración Δt de las simulaciones, por lo tanto se considera que las SN II de la población generada en un determinado episodio de formación estelar ocurren en el paso de integración siguiente. Las SNI, en cambio, tienen progenitores con tiempos de vida mayores que el intervalo de integración. Se supone que estas supernovas ocurren un intervalo de tiempo t_{SNI} después de la formación estelar, siendo este tiempo un parámetro libre. Modelos teóricos sitúan los valores posibles de este parámetro en $t_{SNI} \simeq 0.1 - 1$ Gyr, por lo que dicho parámetro se ajusta en este rango. La masa de cada elemento químico eyectada por las supernovas se reparte entre la partícula en que ocurren las supernovas y las vecinas mediante la técnica SPH (ver sección 4.2.2). Esta distribución de los elementos pesados permite describir el enriquecimiento no sólo de las partículas en que ocurren episodios de formación estelar, sino también de sus vecinas; en este sentido actúa como un mecanismo de mezclado. La inyección de energía al medio interestelar por las explosiones de supernovas no se considera en este modelo.

Los parámetros libres de las simulaciones utilizadas en este trabajo se ajustaron requiriendo que sistemas galácticos con velocidades circulares de aproximadamente 200 km/s presentaran propiedades químicas medias similares a las de la Vía Láctea.

4.5 Resultados y limitaciones de los modelos

De acuerdo a lo expuesto, las simulaciones descriptas permiten obtener:

- Las posiciones y velocidades de las partículas de materia oscura y bariónica en función del tiempo.
- Las variables termodinámicas de las partículas de gas en función del tiempo.
- Las abundancias químicas de las partículas de gas en función del tiempo.

- La secuencia de episodios de formación estelar para cada partícula de materia bariónica, junto con los instantes en que estos ocurrieron, la masa de estrellas originada en cada uno y las abundancias químicas de las mismas.

A partir de esta información es posible analizar los distintos procesos físicos que operan para formar, a partir de las fluctuaciones de densidad primordiales, estructuras como las galaxias en un escenario de agregación jerárquica. La figura 4.1 ejemplifica el mecanismo de formación de estas estructuras, donde las mayores se forman a partir de la coalescencia de estructuras menores. En ella se muestra la evolución de una región del Universo durante la simulación, mostrando cómo a partir de un medio prácticamente homogéneo se forman primero estructuras pequeñas, que van creciendo y agregándose para formar otras mayores, dando origen finalmente a un sistema similar a una galaxia.

Además de describir la distribución de la materia en el Universo y la formación de estructuras como las galaxias, los resultados de las simulaciones permiten analizar la formación estelar y el enriquecimiento químico en las mismas. Estas dos características son fundamentales para el análisis del origen de los sistemas de cúmulos globulares.

Es importante tener en cuenta que la descripción numérica de las propiedades de la materia tiene limitaciones. Existen, en primer lugar, limitaciones derivadas de los modelos utilizados para describir los distintos procesos físicos. Sólo se tienen en cuenta aquellos procesos físicos considerados fundamentales, entre ellos las interacciones gravitatorias, la hidrodinámica de un fluido ideal con enfriamiento radiativo (excepto por la inclusión de la viscosidad artificial), mientras que otros, supuestos de menor importancia en la descripción de la evolución de las galaxias, o imposibles de incluir de manera sencilla actualmente, como las interacciones magnéticas, no se incluyen. Otros procesos astrofísicos, como la formación estelar o el enriquecimiento químico, son parametrizados en función de modelos u observaciones, debido a que no se conocen en detalle los mecanismos físicos que los gobiernan. Por último existen procesos, como la inyección de energía al medio interestelar por parte de las supernovas, que no han podido ser implementados aún en forma autoconsistente en las simulaciones, aunque se han realizado diversos intentos en ese sentido.

Existe también otro tipo de limitaciones derivadas del carácter discreto del número de partículas utilizado para representar los sistemas físicos. Es conveniente describir algunos de los problemas que la resolución numérica introduce. El hecho de que las partículas de materia oscura y bariónica tengan la misma masa, junto con el valor del parámetro de densidad $\Omega_b = 0.1$ hace que el 90% de las partículas representen la materia oscura,

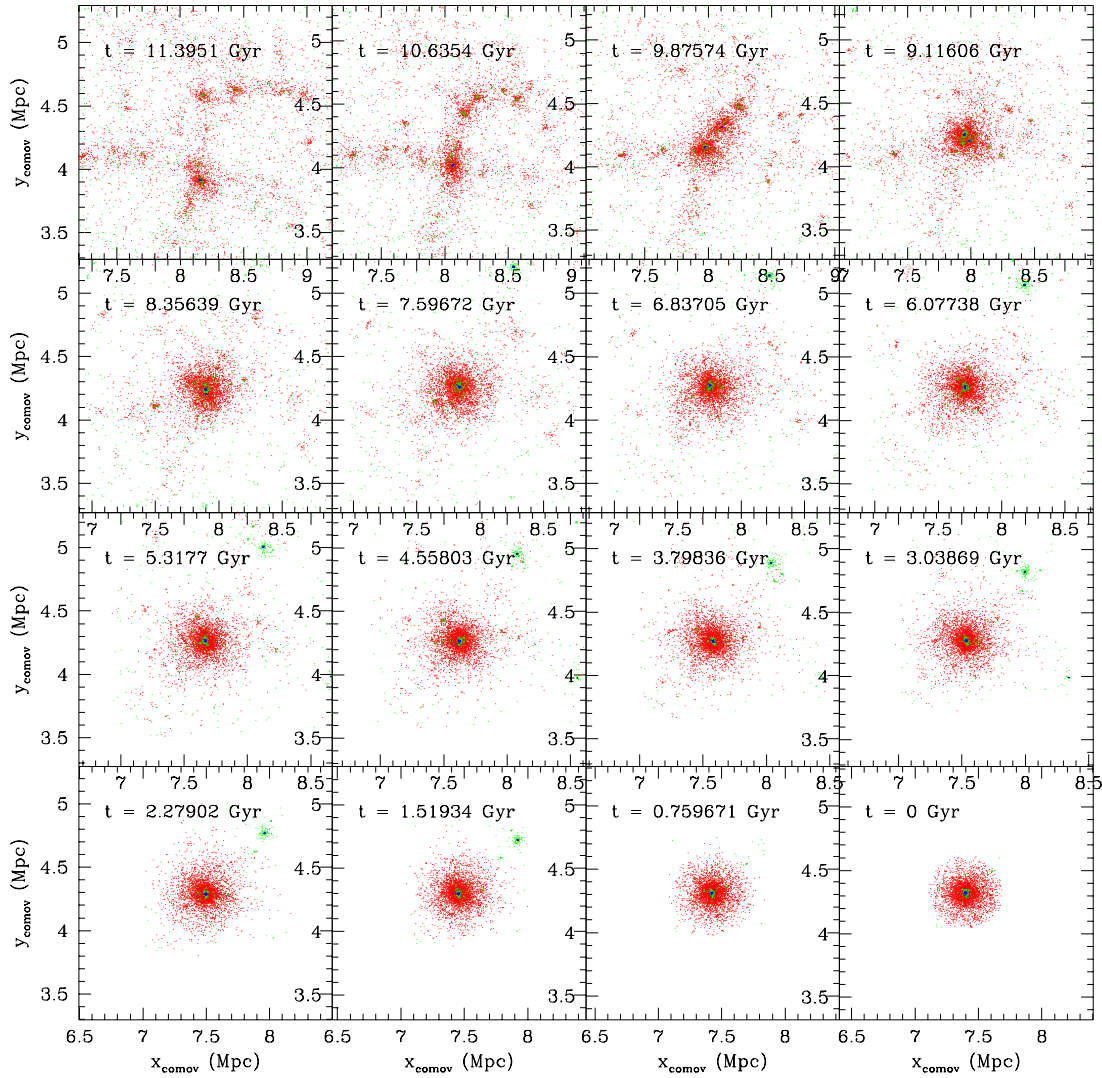


Figura 4.1: Formación de un sistema similar a una galaxia. La serie de paneles muestra, de izquierda a derecha y de arriba a abajo, la proyección sobre el plano xy en coordenadas comóviles de una porción de la región del Universo simulada para 16 instantes entre el inicial y el actual. Los puntos rojos son las partículas de materia oscura, los verdes las de gas y los azules las de estrellas. El tiempo se mide en el sistema definido en la sección 4.1.

mientras que solamente el 10% restante describa la materia bariónica. De este modo, la descripción de la estructura, dominada por las fuerzas gravitatorias y, por consiguiente, por la distribución de la materia oscura, estará bien definida excepto para sistemas con masas muy pequeñas. Aún con una buena definición para la estructura, el gas contenido en un sistema está representado por una cantidad de partículas 10 veces menor que la materia oscura, por lo que los procesos hidrodinámicos pueden sufrir efectos de resolución numérica. Dado que el suavizado de la técnica SPH se hace sobre un número constante de partículas vecinas, en las zonas con pocas partículas el suavizado se realiza sobre regiones grandes. Esto influye, por ejemplo, en la distribución de elementos químicos eyectados por las supernovas, produciendo un mezclado más eficiente en zonas de menor densidad. La formación estelar está ligada a la hidrodinámica, pues depende de la densidad de gas, por lo tanto también se ve afectada por la resolución numérica. Las regiones con menos partículas de gas tienen pobremente definida la densidad, lo que hace que la formación estelar y la evolución química tampoco estén bien descritas en esos casos. Cabe destacar que Steinmetz & White (1997) encuentran, comparando simulaciones realizadas con distintos números de partículas de gas y de materia oscura, que los resultados obtenidos para una estructura descrita por 4000 partículas de materia oscura y 250 partículas de gas son similares a aquellos hallados con un número de partículas gaseosas mucho mayor. Con el fin de disminuir los efectos de resolución numérica, en este trabajo se analizaron los sistemas galácticos masivos, resueltos con un número de partículas $N > 4000$ (ver sección 5.1). Por último, es importante notar que, dado que las estructuras se forman por agregación de subestructuras pequeñas, su historia inicial se ve más afectada por la resolución numérica que su historia reciente.

Capítulo 5

Representación de las galaxias

Con el fin de investigar los escenarios plausibles para el origen de los sistemas de cúmulos globulares a partir de las simulaciones de formación de estructura, primeramente se identificaron estructuras que representen a las galaxias en las simulaciones (llamadas en adelante GLO, por *galaxy-like objects*). Para caracterizar estos sistemas se analizaron sus propiedades astrofísicas (luminosidad, color, metalicidad) y sus historias dinámica, química y de formación estelar. Los GLO y sus propiedades son la base de la implementación de los modelos que describen el origen de los cúmulos globulares, por lo que el presente capítulo se dedicará al análisis detallado de los mismos.

5.1 Identificación de los GLO

Los GLO se definen como las estructuras virializadas a $z = 0$ ($t = 0$) siguiendo el criterio de White & Frenk (1991). Dicho criterio establece que, si la densidad media del Universo es ρ_m , una región del mismo de densidad ρ se encuentra virializada si el contraste de densidad $\delta = (\rho - \rho_m)/\rho_m$ cumple

$$\delta \simeq 200. \tag{5.1}$$

Utilizando la distribución de partículas a $z = 0$ se determinó la densidad media de la región del Universo simulada y se identificaron las estructuras que cumplen con el criterio de White & Frenk (1991). Estas estructuras conforman un GLO, con un radio virial R_{glo} y una masa virial M_{glo} . De este modo se obtuvo el conjunto de GLO presentes en las simulaciones. La figura 5.1 muestra un GLO típico, formado por un halo de materia oscura dentro del cual se encuentran el gas y las estrellas, tal como ocurre en una galaxia real. Se encontraron

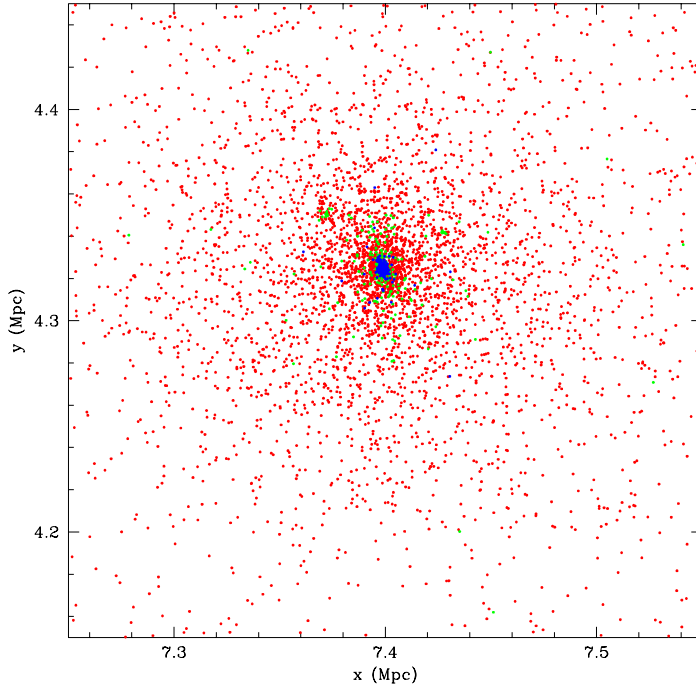


Figura 5.1: Imagen de un GLO generada proyectando las posiciones de las partículas que lo componen en el plano xy . Los puntos rojos corresponden a partículas de materia oscura, los puntos verdes a las de gas y los azules a las de estrellas.

alrededor de 30 GLO por simulación lo que, para un volumen simulado de 1000 Mpc^3 , corresponde a una distancia media entre GLO $\bar{d}_{glo} = 3.22 \text{ Mpc}$, típica de las galaxias de campo.

El número de partículas N_{glo} que contiene un GLO presenta un amplio rango de valores, desde varios centenares hasta algunas decenas de miles. Esto corresponde a masas viriales en el rango aproximado de $10^{11} - 10^{13} M_{\odot}$. Como se expuso en el capítulo 4, el número de partículas de un GLO determina la resolución numérica con que pueden estimarse sus características físicas. Los sistemas representados por un pequeño número de partículas tendrán pobremente resuelto su pozo de potencial, con lo que los procesos dinámicos e hidrodinámicos que ocurren en él también estarán pobremente determinados. Lo mismo se aplica, por extensión, a la formación estelar y el enriquecimiento químico. Por consiguiente, como fue mencionado en la sección 4.5, no se tuvieron en cuenta para el análisis aquellos

GLO con una cantidad de partículas $N_{glo} < 4000$. Este límite corresponde a sistemas con una masa virial de aproximadamente $10^{12}M_{\odot}$, y permite minimizar los efectos de la resolución numérica en los resultados del análisis posterior. La selección limitó a 18 el número total de GLO disponibles para el análisis. Para ellos se determinaron las masas virial M_{glo} y bariónica $M_{b,glo}$ contando la cantidad de partículas total y de materia bariónica respectivamente que se encuentran dentro de su radio virial, y multiplicando por la masa m_p de una partícula. Las incertezas en ambas variables se hallaron suponiendo que la estadística del número de partículas es poissoniana. La masa estelar total de cada GLO se halló sumando las masas de estrellas originadas en cada uno de los episodios de formación estelar de las partículas pertenecientes al mismo. La tabla 5.1 resume las propiedades calculadas para cada GLO. Como comparación se puede tomar el valor para la masa total de la Vía Láctea dentro de un radio de 100 kpc, $M = 7 \pm 2.5 \times 10^{11}M_{\odot}$ (Dehnen & Binney 1998). De la tabla 5.1 se infiere que las masas de los sistemas simulados se encuentran en el rango correspondiente a las de las galaxias normales; en particular son similares a las de las galaxias espirales y a las de las elípticas normales, como era de esperarse. Las simulaciones están diseñadas para representar galaxias de campo, lo cual se refleja, por ejemplo, en la distancia típica entre GLO obtenida. Ya que las galaxias elípticas son escasas en el campo, es razonable suponer que la mayoría de los GLO representarían galaxias espirales.

5.2 Historia evolutiva de los GLO

Una vez hallados los GLO se determinó la historia dinámica de cada uno de ellos, analizando la forma en que fueron evolucionando a partir de estructuras menores. Para ello se identificaron las estructuras virializadas a lo largo de toda la simulación, y se analizaron los procesos por los cuales estas estructuras crecen y se agregan para dar finalmente como resultado un GLO. La identificación de las subestructuras se realizó mediante el método desarrollado en Tissera (2000). Las simulaciones almacenan las posiciones de las partículas en un conjunto de instantes $t_j^a = j\Delta t^a$, con $j = 1, \dots, 100$ y $\Delta t^a = 0.127$ Gyr. Se tomaron entonces las partículas pertenecientes a cada GLO y para cada instante t_j^a se identificaron las estructuras virializadas en que se agrupan dichas partículas, utilizando el criterio de White & Frenk (1991). Estas subestructuras van agregándose para formar finalmente el GLO. Para cada subestructura $S_{i,j}$ presente en cada instante t_j^a , se halló su masa virial, bariónica y estelar, y se determinó la o las subestructuras $S_{i',j-1}$ a la cual pertenecen sus partículas en

Sim	GLO	N_{glo}	M_{glo} ($10^{12}M_{\odot}$)	$M_{b,glo}$ ($10^{11}M_{\odot}$)	$M_{*,glo}$ ($10^{11}M_{\odot}$)	N_{sub}
1	1	4574 ± 68	1.21 ± 0.02	1.39 ± 0.06	0.676	5 ± 2
1	2	5150 ± 72	1.36 ± 0.02	1.54 ± 0.06	0.665	8 ± 3
1	5	5625 ± 75	1.49 ± 0.02	1.63 ± 0.07	0.808	5 ± 2
1	8	7997 ± 89	2.11 ± 0.02	3.47 ± 0.10	1.365	17 ± 4
1	12	7411 ± 86	1.96 ± 0.02	2.43 ± 0.08	1.183	15 ± 4
1	17	6580 ± 81	1.74 ± 0.02	1.87 ± 0.07	0.950	8 ± 3
1	18	6241 ± 79	1.65 ± 0.02	1.85 ± 0.07	0.303	11 ± 3
2	1	8009 ± 89	2.11 ± 0.02	3.40 ± 0.09	0.800	18 ± 4
2	8	6160 ± 78	1.63 ± 0.02	1.92 ± 0.07	0.594	16 ± 4
2	13	21076 ± 145	5.56 ± 0.04	6.70 ± 0.13	2.041	40 ± 6
3	6	5543 ± 74	1.46 ± 0.02	1.76 ± 0.07	0.586	8 ± 3
3	12	4229 ± 65	1.12 ± 0.02	1.46 ± 0.06	0.409	9 ± 3
3	13	12026 ± 110	3.17 ± 0.03	3.82 ± 0.10	1.336	18 ± 4
3	15	10071 ± 100	2.66 ± 0.03	3.23 ± 0.09	0.974	12 ± 3
3	18	4545 ± 67	1.20 ± 0.02	1.58 ± 0.06	0.539	11 ± 3
3	28	7586 ± 87	2.00 ± 0.02	2.45 ± 0.08	0.847	7 ± 3
3	29	10813 ± 104	2.85 ± 0.03	3.47 ± 0.10	0.985	27 ± 5
3	32	9664 ± 98	2.55 ± 0.03	2.90 ± 0.09	0.900	16 ± 4

Tabla 5.1: GLO seleccionados para el análisis. Las diferentes columnas contienen: 1. Simulación; 2. GLO; 3. Número total de partículas dentro del radio virial; 4. Masa virial; 5. Masa bariónica dentro del radio virial; 6. Masa estelar dentro del radio virial; 7. Número de subestructuras que se agregan para formar el GLO.

el instante anterior. La lista de conexiones entre cada subestructura $S_{i,j}$ y sus progenitoras $S_{i',j-1}$ se denomina *árbol de fusiones*, e indica cómo van evolucionando y fusionándose las subestructuras para formar los GLO. El árbol de fusiones muestra cómo opera el proceso de agregación jerárquica, y puede resumirse a través de un gráfico de masa en función del tiempo para cada subestructura, como los que presenta la figura 5.2.

El árbol de fusiones permite estudiar los procesos dinámicos globales que ocurren en cada subestructura del GLO. El extremo superior de cada rama corresponde al instante en que una subestructura se desprende de la expansión general del Universo y se virializa; en este caso se encuentra que las partículas de la misma no pertenecían a ninguna otra en el instante anterior. Una vez formadas, las subestructuras van creciendo por acreción de materia, lo cual se observa como un ensanchamiento gradual de las ramas con el tiempo.

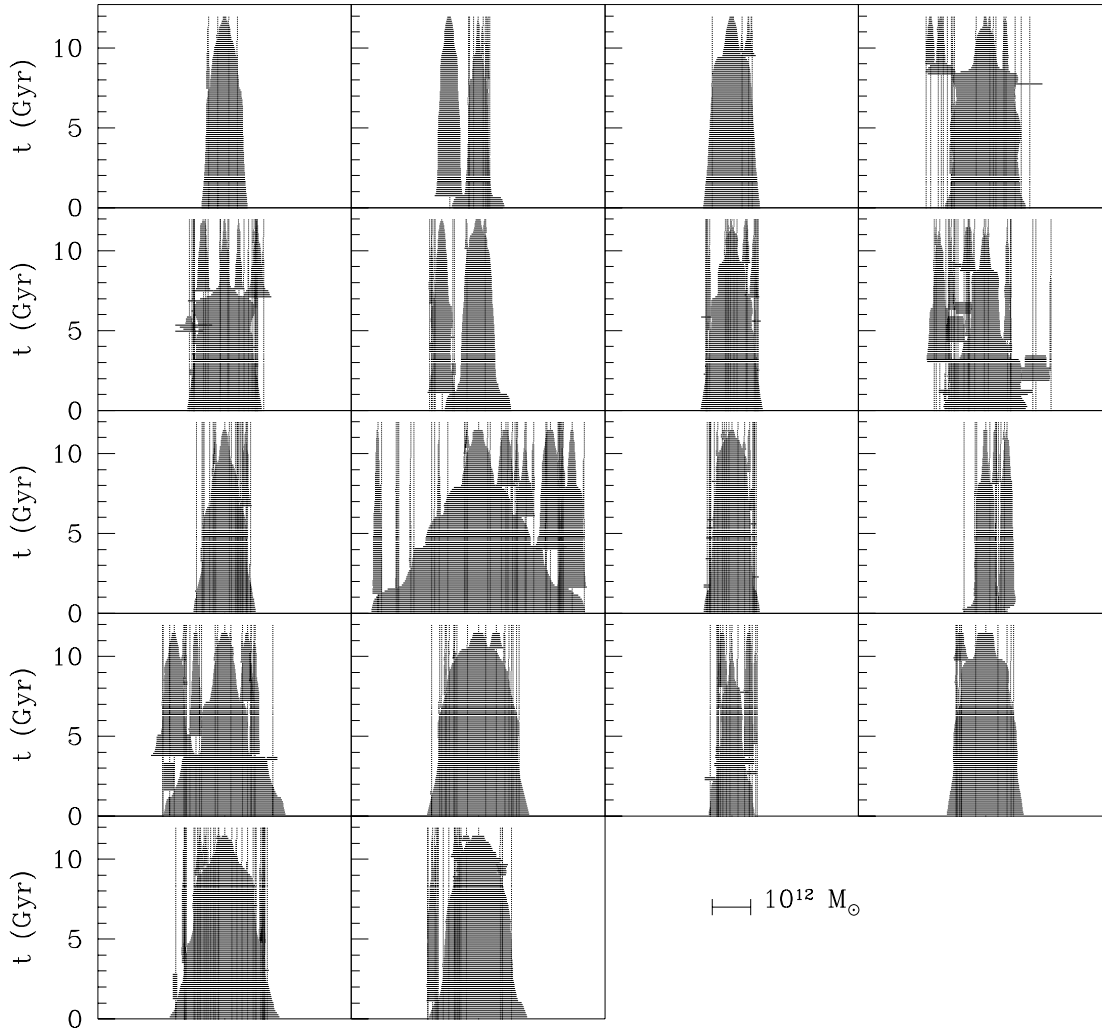


Figura 5.2: Árbol de fusiones de los 18 GLO analizados. Cada rama representa una subestructura distinta, siendo el ancho de la rama proporcional a la masa virial de la subestructura en cada instante. Las fusiones se observan como una unión de dos ramas cuyo resultado es una más ancha. En el eje de ordenadas se muestra el tiempo en el sistema definido en la sección 4.1 ($t(z = 0) = 0$ y t crece hacia el pasado).

Eventualmente dos o más de ellas se encuentran (dos ramas se juntan), observándose en los instantes siguientes la coalescencia de las mismas en una única estructura que contiene la mayoría de las partículas de todas ellas (una rama mayor). Este proceso se denomina *fusión* (en inglés, *merger*), y su desarrollo se muestra en la figura 5.3. Se considera que la fusión comienza cuando el centro de masa de la subestructura menos masiva se encuentra dentro del radio virial de la más masiva, y finaliza al formarse la estructura única. En algunos casos, una subestructura penetra en el radio virial de otra más masiva sin fusionarse con ella, en cambio sale del mismo y se aleja un tiempo más tarde. En este caso las subestructuras han tenido un *encuentro* (figura 5.4), interactuando a través de fuerzas de marea, pero no se han fusionado. La detección de estos encuentros se realiza identificando las partículas de una subestructura desprendida de una mayor con las de otra que anteriormente penetró en el radio virial de esta última.

El número de subestructuras virializadas N_{sub} (ver tabla 5.1) que se fusionan para dar origen a cada GLO constituye una estimación cuantitativa de la historia dinámica del mismo. La figura 5.5 presenta la relación entre N_{sub} y la masa virial del GLO, M_{glo} , mostrando una alta correlación entre ambas variables (su coeficiente de correlación es $r_{xy} = 0.82$). La línea punteada en la figura 5.5 representa un ajuste lineal de los datos, mientras que las curvas en línea de trazos corresponden a un intervalo de confianza de 3σ para dicho ajuste. Este intervalo de confianza muestra que la dispersión de los datos es superior a la esperada estadísticamente, lo que sugiere que la historia dinámica individual de cada GLO no está gobernada solamente por su masa, sino que el entorno del mismo también juega un papel en ella.

5.3 Poblaciones estelares de los GLO

El análisis de las poblaciones estelares de los GLO se llevó a cabo utilizando la información de los episodios de formación estelar ocurridos en cada una de sus partículas. Con ella se construyó en primer lugar la historia de formación estelar, descrita por la tasa de formación estelar en función del tiempo, $SFR(t) = dm_*/dt$ (llamada SFR por su nombre en inglés, *star formation rate*). Esta función provee además la distribución de las edades de las estrellas. Luego se determinó la distribución de metalicidades estelares, a partir de la información sobre las abundancias químicas de las estrellas originadas en los distintos episodios de formación estelar. Las edades y metalicidades de las estrellas formadas en cada episodio permitieron,

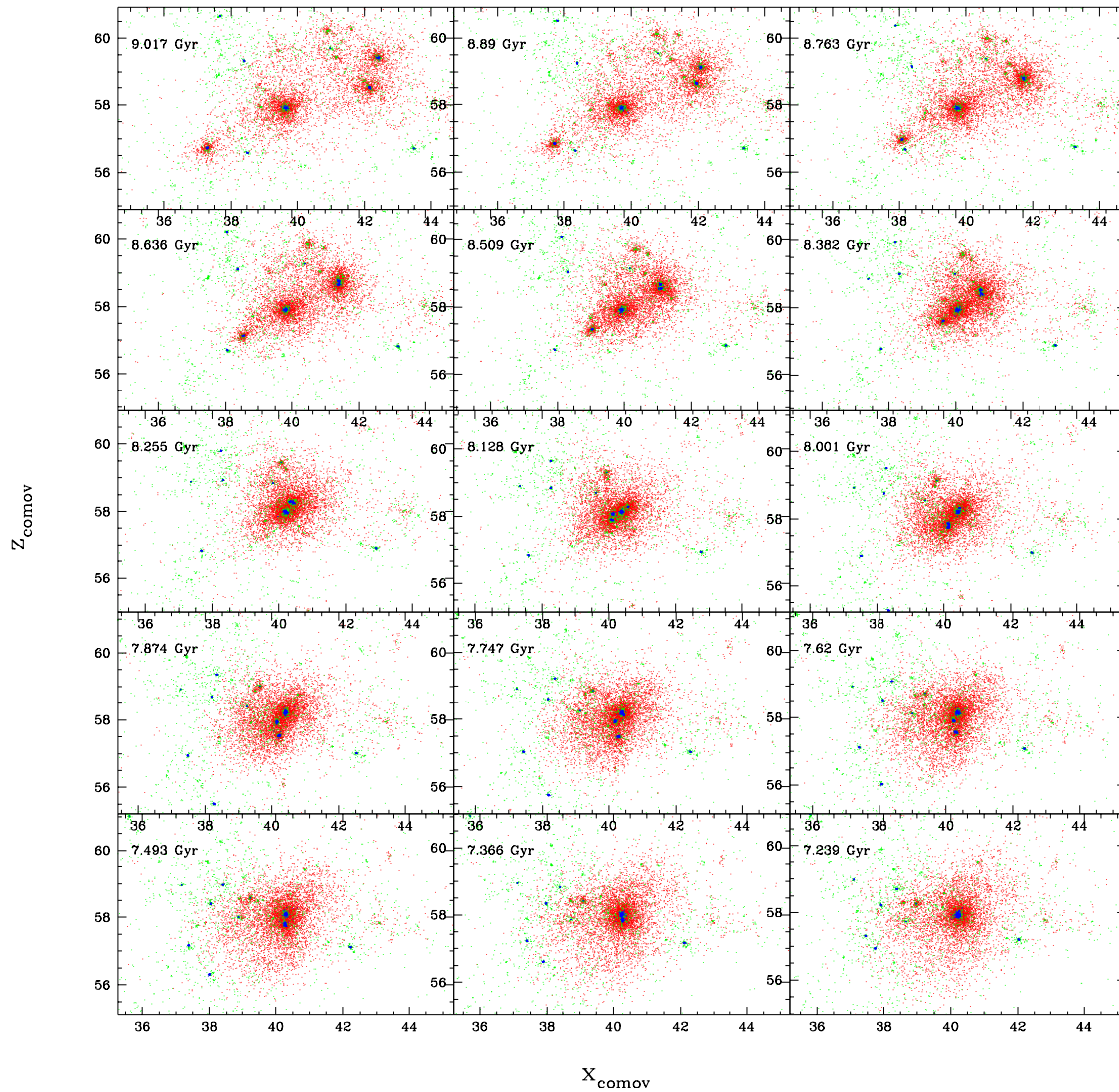


Figura 5.3: Fusión de subestructuras durante la evolución de un GLO. Los puntos rojos corresponden a partículas de materia oscura, los puntos verdes a las de gas y los azules a las de estrellas. En la parte superior izquierda de cada panel se muestra el tiempo en el sistema definido en la sección 4.1 ($t(z = 0) = 0$ y t crece hacia el pasado). Las distancias están medidas en coordenadas comóviles en las cuales el lado de la región cúbica del Universo simulada tiene un valor igual a 64.

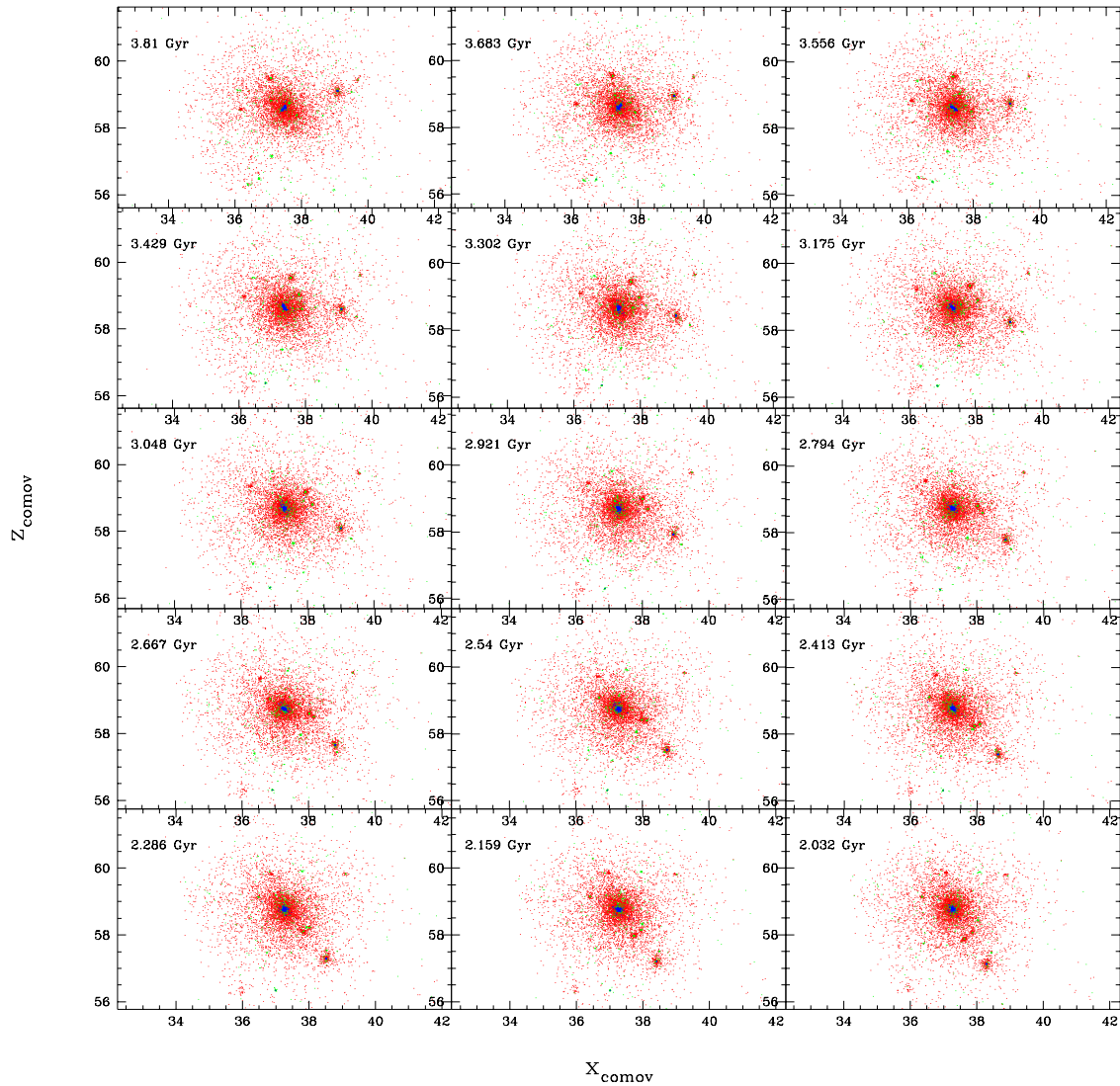


Figura 5.4: Encuentro de subestructuras durante la evolución de un GLO. La subestructura menor se acerca y luego se aleja a la derecha de la mayor, desde arriba hacia abajo. Los puntos rojos corresponden a partículas de materia oscura, los puntos verdes a las de gas y los azules a las de estrellas. En la parte superior izquierda de cada panel se muestra el tiempo en el sistema definido en la sección 4.1 ($t(z = 0) = 0$ y t crece hacia el pasado). Las distancias están medidas en coordenadas comóviles en las cuales el lado de la región cúbica del Universo simulada tiene un valor igual a 64.

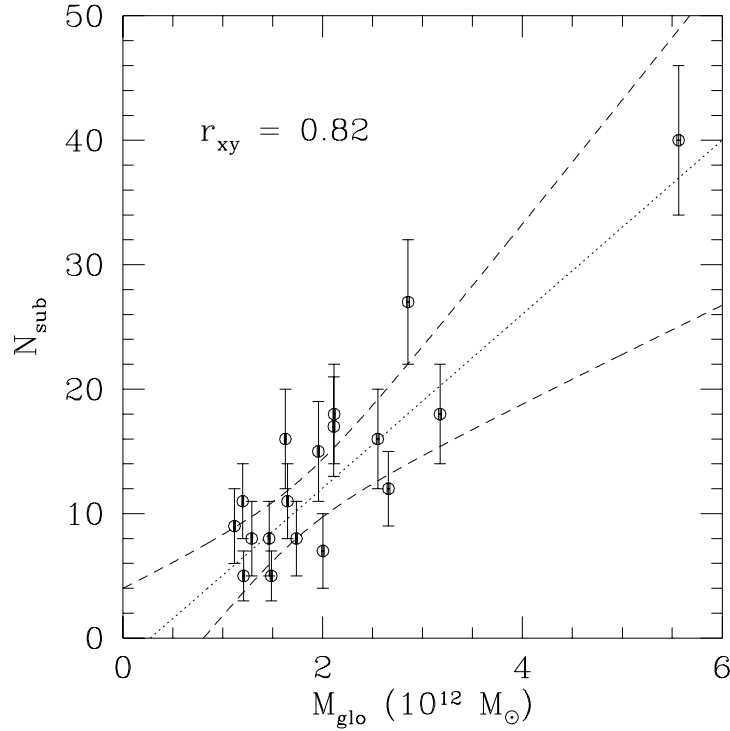


Figura 5.5: Número de subestructuras que se agregan para formar un GLO en función de la masa virial del mismo. La incerteza en el número de subestructuras se supone poissoniana. La línea punteada corresponde a un ajuste lineal de los datos, las líneas de trazos corresponden al intervalo de confianza de 3σ del mismo y r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

mediante el uso de modelos de síntesis de poblaciones estelares, determinar las magnitudes y colores integrados de cada uno de los GLO. Finalmente se relacionó la historia de formación estelar con la historia dinámica de los GLO.

5.3.1 Historia de formación estelar

La historia de formación estelar de cada GLO se determinó a través de su tasa de formación estelar en función del tiempo. Para construir esta función, para cada GLO se tomaron las partículas pertenecientes al mismo y se utilizó la información de los episodios de formación estelar de cada una de ellas. Si t_i es el instante en que ocurrió el episodio de formación estelar i y $\Delta m_{*,i}$ la masa total de estrellas originada en el mismo, la tasa de formación estelar en el

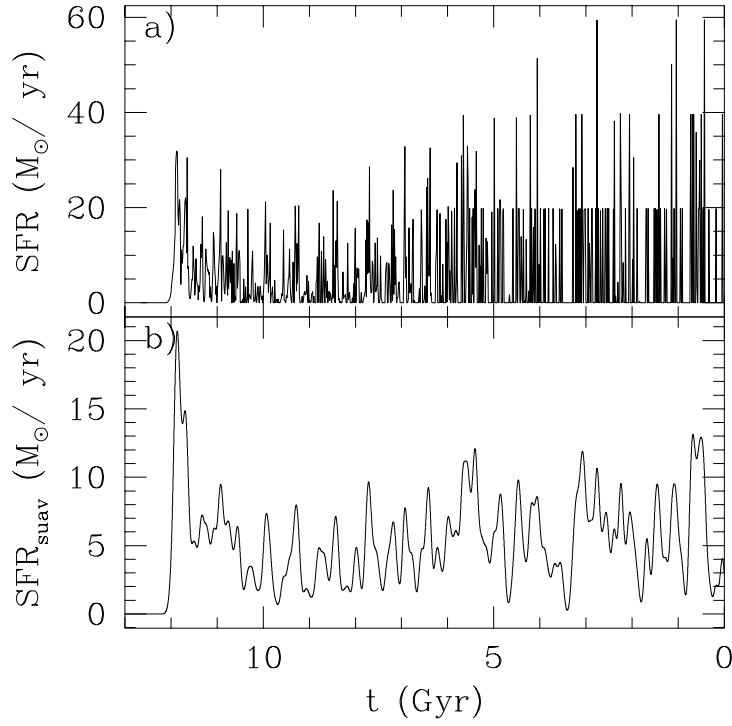


Figura 5.6: a) Tasa de formación estelar para un GLO en función del tiempo, calculada de acuerdo a la ecuación 5.2. b) Tasa de formación estelar del mismo GLO en función del tiempo, suavizada convolucionándola con una gaussiana de media 0 y desviación estándar $\sigma_t = 0.05$ Gyr. El tiempo está medido en el sistema definido en la sección 4.1 ($t(z = 0) = 0$, y t crece hacia el pasado).

paso n de la simulación es entonces

$$SFR_n = SFR(t = (n_f - n)\Delta t) = \frac{1}{\Delta t} \sum_{i: \frac{t_i}{\Delta t} \in (n-1, n]} \Delta m_{*,i} \quad (5.2)$$

donde Δt es el intervalo de integración y $n_f = 1000$ el paso final de las simulaciones. Se obtuvo así la tasa de formación estelar de cada uno de los GLO como una tabla de valores SFR_n , con $0 \leq n \leq n_f$. Esta función presenta rápidas fluctuaciones debidas al ruido estadístico de las simulaciones (la figura 5.6a muestra un ejemplo de ello). A fin de eliminar este ruido, se la suavizó convolucionándola con una gaussiana de media 0 y desviación estándar $\sigma_t = 0.05$ Gyr. Este valor se eligió porque es grande comparado con el intervalo de integración de las simulaciones, y pequeño comparado con el intervalo total simulado. De este modo, la

convolución realiza una buena tarea de suavizado, sin mezclar episodios de formación estelar con orígenes claramente diferentes. Nótese que además, la convolución preserva la masa total de estrellas, ya que la gaussiana está normalizada. La tasa de formación estelar suavizada se calculó entonces como

$$SFR_{suav}(t) = \sum_n SFR((n_f - n)\Delta t) \frac{1}{(2\pi)^{1/2}\sigma_t} e^{-\frac{(t - (n_f - n)\Delta t)^2}{2\sigma_t^2}} \Delta t. \quad (5.3)$$

La figura 5.6b presenta el resultado de suavizar la tasa de formación estelar de la figura 5.6a. Se observa en ella una reducción notable del ruido.

La figura 5.7 presenta las tasas de formación estelar suavizadas en función del tiempo obtenidas para los 18 GLO analizados. Las tasas de formación estelar de los GLO proveen además la distribución de las edades τ de las estrellas, $f_{edad}(\tau)$. Con el sistema de medición de tiempo empleado, la edad τ de una población estelar a $z = 0$ es igual al instante de su formación t . Por otra parte, de la definición de $f_{edad}(\tau)$,

$$\int_{\tau_0}^{\tau} f_{edad}(\tau') d\tau' = \frac{M_{*,glo}(t = \tau)}{M_{*,glo}(t = 0)} = \frac{1}{M_{*,glo}(t = 0)} \int_{\tau_0}^{\tau} SFR(t') dt', \quad (5.4)$$

donde $t_0 = \tau_0$ es el instante inicial de las simulaciones y $M_{*,glo}(t)$ es la masa estelar del GLO en el instante t . La ecuación 5.4 implica

$$f_{edad}(\tau) = \frac{SFR(t = \tau)}{M_{*,glo}(t = 0)}, \quad (5.5)$$

es decir, la distribución de edades de las estrellas es igual, a menos de una constante multiplicativa, a la tasa de formación estelar en función del tiempo. A partir de esta distribución puede obtenerse la edad media de las estrellas de cada GLO, $\bar{\tau}_{glo}$, la cual se presenta en la tabla 5.2 para los 18 GLO analizados.

La figura 5.7 muestra que todos los GLO tienen poblaciones estelares con un rango de edades que va desde $t = 0$ hasta $t \simeq 12$ Gyr. En la mayoría de los casos, la tasa de formación estelar presenta sus picos más pronunciados en instantes $t \simeq 10 - 12$ Gyr, lo que sugiere que en sus orígenes han ocurrido procesos muy eficientes para formar estrellas. Sin embargo, las edades medias de las poblaciones estelares de los GLO son bajas (del orden de 6 Gyr), debido a que la formación estelar continúa a una tasa considerable hasta $t = 0$. La tasa de formación estelar de cada GLO a $t = 0$, $SFR_{0,glo}$ (tabla 5.2), fue estimada promediando la tasa de formación estelar suavizada del GLO entre $t = 0$ y $t = 0.5$ Gyr. Este intervalo, 10

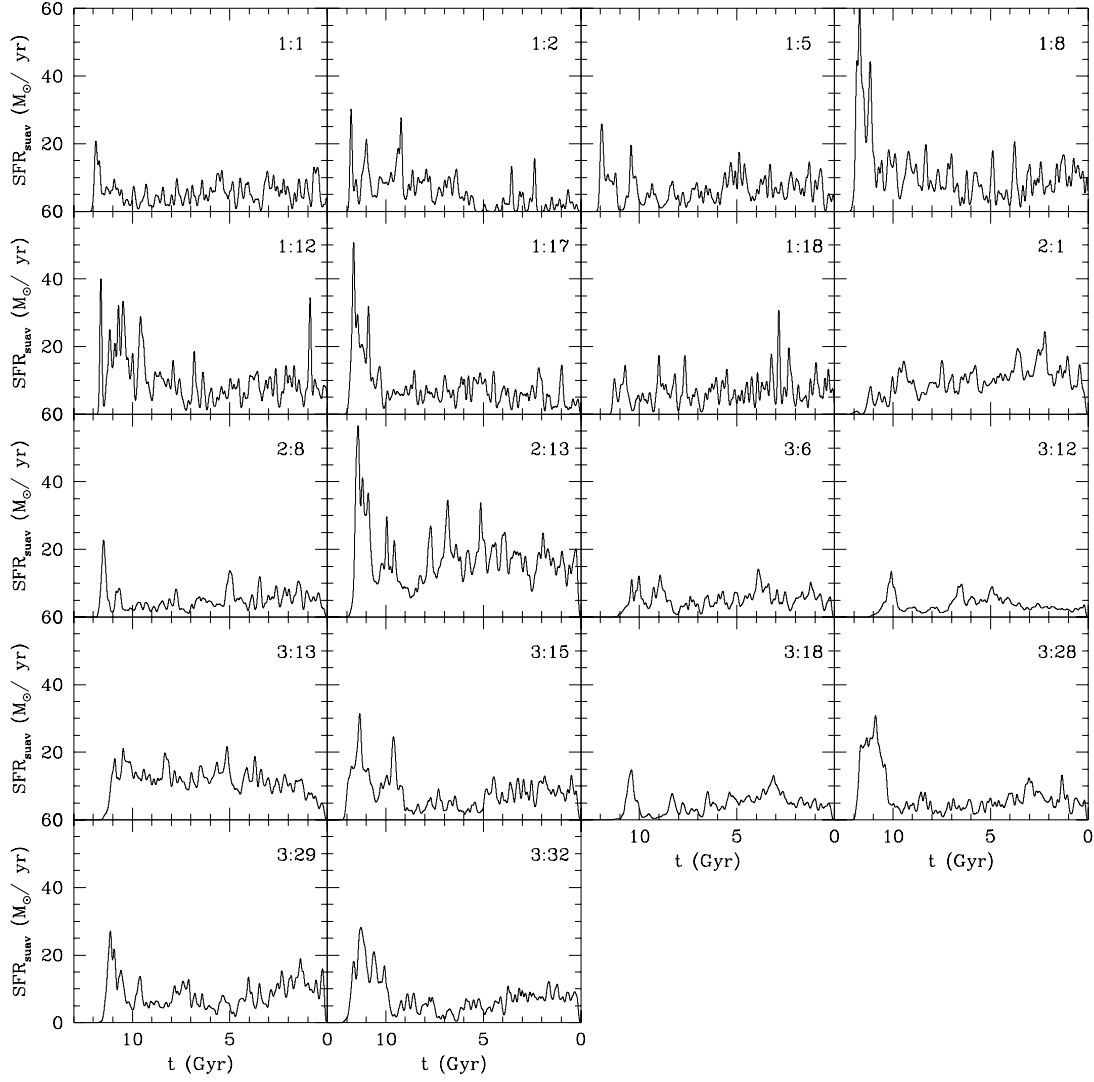


Figura 5.7: Tasa de formación estelar suavizada en función del tiempo para los 18 GLO analizados. El tiempo está medido en el sistema definido en la sección 4.1 ($t(z = 0) = 0$, y t crece hacia el pasado).

Sim	GLO	$\bar{\tau}_{glo}$ (Gyr)	$SFR_{0,glo}$ (M_{\odot}/yr)	$[Fe/H]_{glo}$
1	1	5.96 ± 0.03	4.48 ± 0.58	-0.411 ± 0.015
1	2	7.95 ± 0.03	1.74 ± 0.11	-0.188 ± 0.013
1	5	6.01 ± 0.03	3.25 ± 0.28	-0.476 ± 0.013
1	8	7.19 ± 0.03	9.56 ± 0.34	-0.682 ± 0.010
1	12	6.73 ± 0.03	6.76 ± 0.21	-0.294 ± 0.012
1	17	7.38 ± 0.03	3.00 ± 0.19	-0.550 ± 0.009
1	18	5.37 ± 0.03	8.34 ± 0.39	-0.699 ± 0.014
2	1	5.09 ± 0.03	7.42 ± 0.77	-0.424 ± 0.005
2	8	5.70 ± 0.03	3.29 ± 0.38	-0.481 ± 0.007
2	13	6.21 ± 0.03	12.46 ± 1.11	-0.403 ± 0.004
3	6	5.37 ± 0.03	3.34 ± 0.31	-0.525 ± 0.006
3	12	5.84 ± 0.03	2.25 ± 0.17	-0.486 ± 0.004
3	13	6.18 ± 0.03	3.01 ± 0.27	-0.420 ± 0.003
3	15	6.63 ± 0.03	6.49 ± 0.65	-0.574 ± 0.005
3	18	5.07 ± 0.03	3.05 ± 0.28	-0.455 ± 0.005
3	28	7.14 ± 0.03	3.84 ± 0.27	-0.467 ± 0.005
3	29	5.71 ± 0.03	8.47 ± 0.81	-0.542 ± 0.005
3	32	6.72 ± 0.03	6.11 ± 0.51	-0.536 ± 0.006

Tabla 5.2: Propiedades de las poblaciones estelares de los GLO analizados. 1. Simulación; 2. GLO; 3. Edad media de las estrellas; 4. Tasa de formación estelar a $t = 0$; 5. Metalicidad media de las estrellas.

veces mayor que el de suavizado utilizado en la obtención de SFR_{suav} , cumple la función de eliminar los efectos de fluctuaciones de corto período en la tasa de formación estelar. A escalas cosmológicas es suficientemente pequeño como para proveer una buena estimación de $SFR_{0,glo}$. Los valores obtenidos, $1 M_{\odot}/yr \leq SFR_{0,glo} \leq 13 M_{\odot}/yr$ se encuentran dentro del rango de los observados en las galaxias, $0 \leq SFR_{0,glo} \leq 20 M_{\odot}/yr$ (Kennicutt 1998). En este rango, los valores mayores corresponden a las espirales ricas en gas, mientras que los menores ocurren en las elípticas y S0. El cociente entre la tasa de formación estelar a $t = 0$ y la tasa de formación estelar promedio a lo largo de la historia de una galaxia (\overline{SFR}), está relacionado con su tipo de Hubble. Para los GLO se obtiene un valor promedio $\langle SFR_{0,glo}/\overline{SFR} \rangle = 0.75$, el cual se encuentra en el rango de las galaxias Sbc/Sc (Kennicutt 1998). La figura 5.8 muestra que este cociente no correlaciona con la masa estelar del GLO, $M_{*,glo}$ (el coeficiente de correlación es $r_{xy} = 0.1$). Tampoco se observa una correlación del mismo con la masa

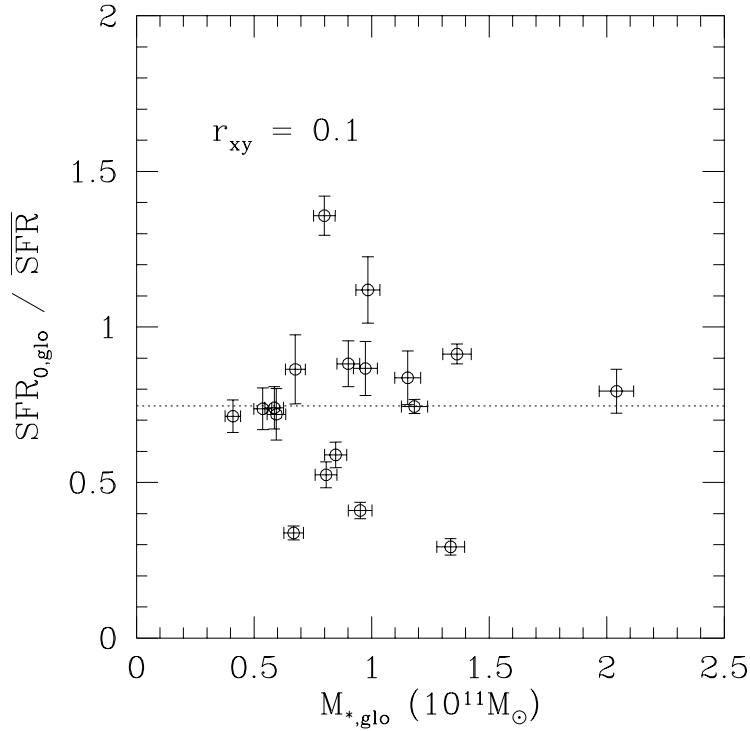


Figura 5.8: Cociente entre la tasa de formación estelar a $t = 0$ de los GLO y la media a lo largo de su historia en función de la masa estelar del GLO. La línea punteada corresponde al promedio de los 18 GLO analizados, r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

virial del GLO ($r_{xy} = 0.04$ para estas variables).

El hecho de que los valores de la tasa de formación estelar a $t = 0$ de los GLO y los cocientes entre los mismos y los valores medios de la tasa de formación estelar a lo largo de la historia de los GLO estén de acuerdo con los de las galaxias espirales es consistente con el hecho de que las simulaciones están diseñadas para representar una región típica de campo, dominada principalmente por espirales (alrededor de un 80%). Sin embargo, la segunda variable mencionada es alta para la mayoría de las galaxias espirales (excepto las Sbc/Sc), lo cual indica que la formación estelar a $t = 0$ en los GLO es levemente mayor a la de las galaxias reales. Esto podría ser consecuencia de la no inclusión en las simulaciones de la inyección de energía al medio por explosiones de supernovas, lo que haría que los GLO conservaran una masa de gas considerable, siendo entonces alta la formación estelar aún después de un tiempo de Hubble. La inexistencia de GLO con valores de $SFR_{0,glo}$ muy bajos, del orden de los

correspondientes a las galaxias elípticas, es estadísticamente consistente. Si estas galaxias representan el 20% de los objetos en el campo, en una muestra de 18 GLO se esperaría encontrar 4 ± 2 con las propiedades de estas galaxias, lo cual no permite descartar, con un 95% de confianza, la hipótesis de no observar ninguno. Alternativamente, el problema de la alta tasa de formación estelar de los GLO mencionado anteriormente podría también explicar la falta de sistemas con bajas tasas de formación estelar a $t = 0$.

5.3.2 Metalicidades

La distribución de metalicidades de las estrellas de cada GLO se determinó a partir de la información de los episodios de formación estelar ocurridos en cada una de sus partículas. Para ello, en primer lugar fue necesario hallar, usando las abundancias de hierro e hidrógeno (X_{56Fe} y X_{1H} respectivamente) de cada población estelar, la metalicidad de sus estrellas, de acuerdo a la definición usual de esta última,

$$[Fe/H] = \log\left(\frac{X_{56Fe}}{X_{1H}}\right) - \log\left(\frac{X_{56Fe,\odot}}{X_{1H,\odot}}\right), \quad (5.6)$$

donde $X_{56Fe,\odot}$ y $X_{1H,\odot}$ son las abundancias solares de hierro e hidrógeno respectivamente. Una vez determinada la metalicidad $[Fe/H]_i$ de la población estelar originada en cada episodio de formación estelar i , se calculó la distribución de metalicidades $f_{met}([Fe/H])$ como

$$f_{met}([Fe/H]) = \left(\sum_i \Delta m_{*,i}\right)^{-1} \sum_i \Delta m_{*,i} (2\pi\sigma_m^2)^{-1/2} e^{-\frac{([Fe/H]-[Fe/H]_i)^2}{2\sigma_m^2}}, \quad (5.7)$$

donde la gaussiana cumple la función de suavizar la distribución, y su desviación estándar $\sigma_m = 0.1$ fue tomada del orden de la incerteza con que se miden actualmente las metalicidades, a fin de obtener una distribución comparable a las observaciones.

Los resultados se presentan en la figura 5.9, en la cual se observa que las distribuciones de metalicidad de los GLO son unimodales y similares en todos los casos. La tabla 5.2 muestra la metalicidad media $[\overline{Fe/H}]_{glo}$ obtenida para cada GLO. La misma no correlaciona con las propiedades del GLO; como ejemplo, la figura 5.10 muestra su independencia respecto de la masa estelar del GLO. El promedio de las metalicidades medias de los GLO analizados es $\langle [\overline{Fe/H}]_{glo} \rangle = -0.48 \pm 0.12$, y está de acuerdo con los valores de las metalicidades medias de las galaxias. Es importante notar que, como se mencionó en el capítulo 4, los parámetros libres de las simulaciones fueron ajustados para que los GLO presentaran propiedades químicas medias similares a las de la Vía Láctea.

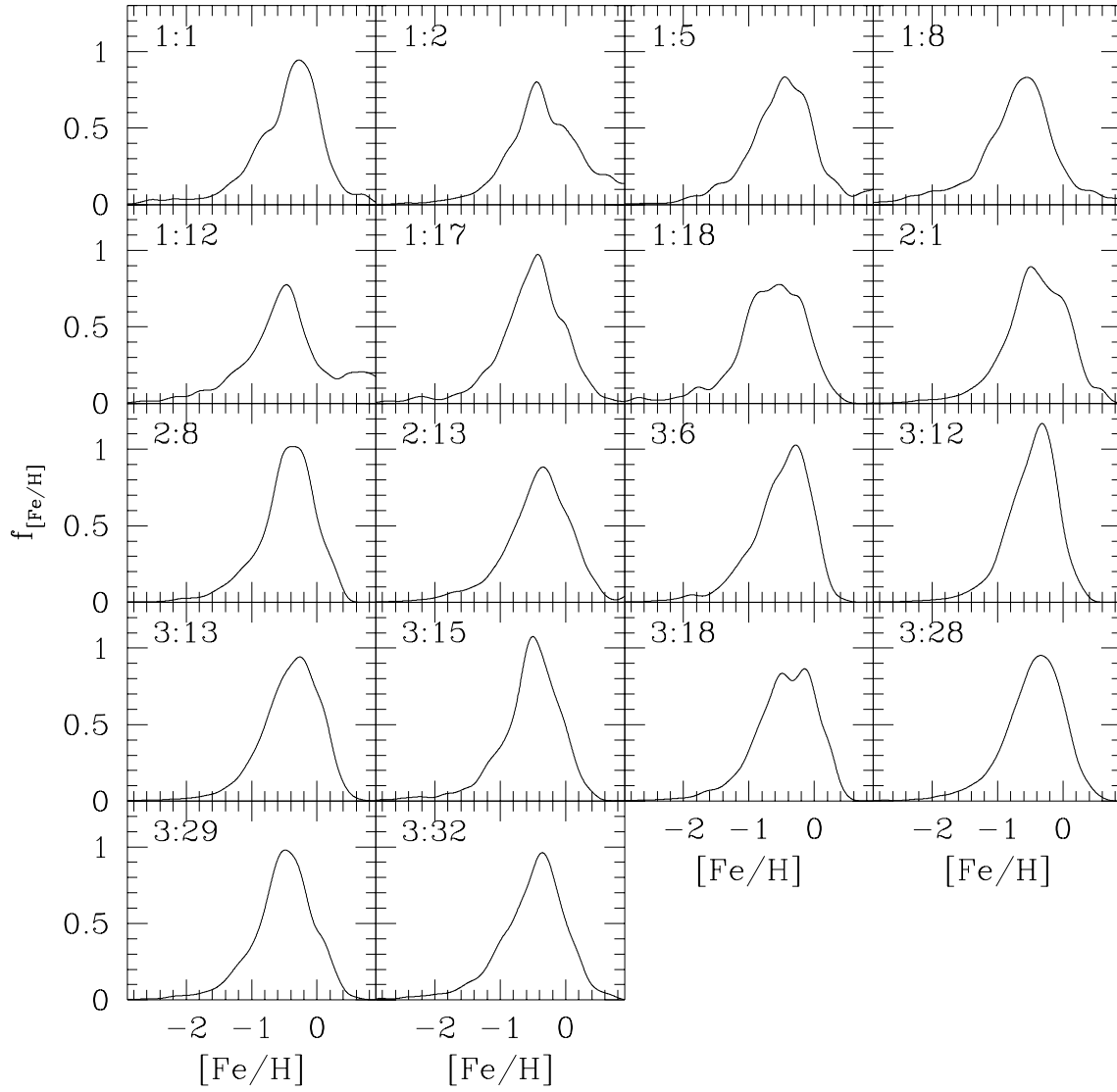


Figura 5.9: Distribuciones de metalicidad de los 18 GLO analizados.

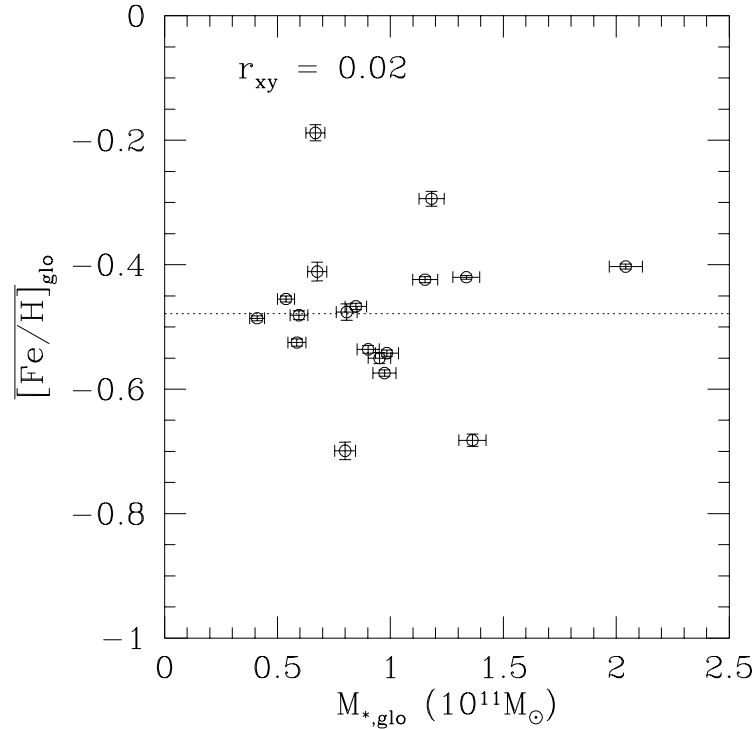


Figura 5.10: Relación entre la metalicidad media de las estrellas de un GLO y su masa estelar. La línea punteada corresponde al promedio de los 18 GLO analizados, r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

5.3.3 Magnitudes y colores integrados

Las magnitudes y colores integrados de cada GLO fueron hallados a partir de las metalicidades y edades de las poblaciones estelares del mismo. Para caracterizar los GLO y compararlos con las galaxias reales, se eligió determinar sus magnitudes y colores integrados en el sistema de Johnson, debido a que la gran mayoría de los trabajos observacionales publicados en la literatura utilizan este sistema fotométrico. Por otro lado, una de las características más importantes de los sistemas de cúmulos globulares, la frecuencia específica S_N (introducida en el capítulo 2), se define en función de la magnitud de las galaxias en la banda V del sistema de Johnson. Para estudiar los cúmulos globulares individualmente, en cambio, suele utilizarse el sistema de Washington (Canterna 1976), por proveer éste un índice de color (el $C - T_1$, Geisler & Forte 1990) muy sensible a la metalicidad de estos objetos. Por lo tanto, para comparar las propiedades de los GLO con las de sus sistemas de cúmulos globulares se

utilizará en este trabajo el sistema de Washington.

El cálculo de las magnitudes integradas se realizó a través de modelos de síntesis de poblaciones estelares. Dada una población estelar simple (químicamente homogénea y de estrellas coetáneas) de masa total m_{tot} , abundancia de elementos pesados Z y una función inicial de masa $f(m, m_{tot})$, estos modelos permiten obtener el espectro integrado $I(\lambda)$ de la misma en distintos instantes a partir de su origen. Para ello parten de modelos para un conjunto de estrellas de diferentes masas iniciales m_j y abundancia de elementos pesados Z en la secuencia principal de edad cero, e integran las ecuaciones de estructura y evolución estelar de las mismas, obteniendo sus propiedades físicas (luminosidad y temperatura, entre otras) para un conjunto de edades τ_i durante su evolución. Utilizando estos datos y modelos de atmósferas estelares determinan el espectro de cada estrella en cada instante, $I_*(\lambda, m_j, \tau_i, Z)$. El espectro integrado de la población en cada instante $I_p(\lambda, \tau_i, Z, m_{tot})$ resulta entonces de la suma de los espectros estelares individuales en dicho instante, pesados con la función inicial de masa,

$$I_p(\lambda, \tau_i, Z, m_{tot}) = \int_0^\infty I_*(\lambda, m, \tau_i, Z) f(m, m_{tot}) dm \simeq \sum_j I_*(\lambda, m_j, \tau_i, Z) f(m_j, m_{tot}) \Delta m_j. \quad (5.8)$$

A partir de este espectro es posible calcular la luminosidad $L_X(\tau_i, Z, m_{tot})$ de la población estelar en cualquier banda X de cualquier sistema fotométrico, si se conoce la función de transmisión del correspondiente filtro $T_X(\lambda)$, mediante

$$L_X(\tau_i, Z, m_{tot}) = \int_0^\infty I(\lambda, \tau_i, Z, m_{tot}) T_X(\lambda) d\lambda, \quad (5.9)$$

y por consiguiente también se puede hallar su magnitud absoluta integrada M_X en dicha banda,

$$M_X(\tau_i, Z, m_{tot}) = -2.5 \log L_X(\tau_i, Z, m_{tot}) + K_X \quad (5.10)$$

donde K_X es la constante que define el punto cero de la magnitud correspondiente. Este cálculo se repite para distintos valores de la abundancia Z , obteniéndose entonces, para cada banda fotométrica, una grilla con los valores de la magnitud integrada de la población estelar para distintas edades y metalicidades de la misma. Si bien estos modelos suelen estar normalizados para una población de una masa total determinada m_{tot} , las magnitudes integradas para cualquier otra población de iguales características y masa $m_{tot,1}$ pueden

obtenerse fácilmente. Dado que el número de estrellas de cada masa escala linealmente con la masa total de la población, las funciones iniciales de masa están relacionadas por

$$\frac{f(m, m_{tot})}{m_{tot}} = \frac{f(m, m_{tot,1})}{m_{tot,1}} \quad (5.11)$$

y entonces, de acuerdo a las ecuaciones 5.8 y 5.9, los espectros integrados y por consiguiente las luminosidades cumplen una relación similar,

$$\frac{L_X(\tau_i, Z, m_{tot})}{m_{tot}} = \frac{L_X(\tau_i, Z, m_{tot,1})}{m_{tot,1}}. \quad (5.12)$$

Por lo tanto, las magnitudes integradas de ambas poblaciones se relacionan mediante

$$M_X(\tau_i, Z, m_{tot,1}) = M_X(\tau_i, Z, m_{tot}) - 2.5 \log\left(\frac{m_{tot,1}}{m_{tot}}\right). \quad (5.13)$$

Distintos autores han desarrollado diversos modelos de síntesis de poblaciones estelares (ver, por ejemplo, Bruzual & Charlot 1993; Worthey 1994; Schulz *et al.* 2002). Los mismos difieren en el tratamiento de las ecuaciones de evolución estelar y los modelos de atmósferas estelares utilizados, dando resultados ligeramente diferentes cuando se los aplica a poblaciones como las de los cúmulos globulares (Miller Bertolami & Forte 2003). Una discusión de estas diferencias y de las causas de las mismas está más allá del objetivo del presente trabajo, en el cual simplemente se adoptó uno de los modelos y se aplicó en forma homogénea a lo largo de todo el análisis. En particular, se eligieron los modelos de Schulz *et al.* (2002) por tener un rango de abundancias y edades razonable ($0.0004 \leq Z \leq 0.08$, $0.14 \text{ Gyr} \leq \tau \leq 14 \text{ Gyr}$) que incluye las de la mayoría de los cúmulos globulares, por utilizar una función inicial de masa de Salpeter, igual a la empleada en las simulaciones en este trabajo, y por ser los únicos autores que calculan las magnitudes en el sistema de Washington, indispensables para la contrastación de los modelos con las observaciones relativas a los cúmulos globulares.

Los modelos de Schulz *et al.* (2002) utilizan poblaciones estelares simples de masa total $m_S = 1.6 \times 10^9 M_\odot$, con funciones iniciales de masa de Salpeter o Scalo (en este trabajo se utilizó solamente la primera), y distintas abundancias $Z = 0.0004, 0.001, 0.004, 0.02, 0.08$, correspondientes a $[Fe/H] = -1.70, -1.30, -0.70, 0.00, 0.60$ respectivamente. Las magnitudes integradas de estas poblaciones en diversos sistemas fotométricos se calculan para edades $\tau_j = j\Delta\tau_S$, $j = 1, \dots, 100$ y $\Delta\tau_S = 0.14 \text{ Gyr}$. En particular en el presente trabajo se utilizaron las bandas U , B y V del sistema de Johnson y C y T_1 del sistema de Washington.

Las poblaciones estelares de los GLO no son simples, es decir, no son coetáneas y químicamente homogéneas, por lo que los modelos de síntesis de poblaciones estelares no se pueden aplicar directamente a las mismas. Sin embargo, estas pueden descomponerse en un conjunto de poblaciones simples, las generadas por cada episodio de formación estelar, cada una de las cuales tiene una única edad y metalicidad. El cálculo de la magnitud integrada de un GLO se realizó entonces del siguiente modo. Primero se tomó la edad τ_i , la metalicidad $[Fe/H]_i$ y la masa m_i de la población estelar generada en cada episodio de formación estelar i del GLO, y se halló la magnitud absoluta de la misma $M_{X,i}$ en cada banda de interés X . Para ello se interpolaron en edad y en metalicidad las tablas dadas por Schulz *et al.* (2002) y se corrigió la magnitud obtenida por la diferencia de masas, de acuerdo a la ecuación 5.13. En segundo lugar se obtuvo la luminosidad total de dicha población en cada banda (en unidades de la luminosidad de una estrella de magnitud 0 en la correspondiente banda),

$$L'_{X,i} = \frac{L_{X,i}}{L_X(M_X = 0)} = 10^{-0.4M_{X,i}}. \quad (5.14)$$

La luminosidad total del GLO en la banda X (en las unidades mencionadas) se calculó entonces como

$$L'_{X,glo} = \frac{L_{X,glo}}{L_X(M_X = 0)} = \sum_i L'_{X,i}, \quad (5.15)$$

donde la suma se extiende a todos los episodios de formación estelar del GLO en cuestión. La magnitud absoluta integrada del mismo en la banda X resulta entonces de

$$M_{X,glo} = -2.5 \log L'_{X,glo}. \quad (5.16)$$

A partir de las magnitudes absolutas se calcularon los colores, simplemente restando las magnitudes integradas en las correspondientes bandas. La tabla 5.3 contiene las magnitudes integradas de los 18 GLO analizados, para las 5 bandas utilizadas en este trabajo. Las luminosidades de los GLO abarcan un rango $-21.9 \leq M_{V,gal} \leq -20.1$, el cual se encuentra completamente contenido en el rango de magnitudes absolutas de las galaxias espirales y elípticas normales. Los colores de los GLO son levemente azules comparados con la media de las galaxias espirales (del orden de 0.1 mag menores a los de estas). Esto estaría relacionado con el exceso de formación estelar a $t = 0$ discutido en la sección 5.3.1, que haría que los GLO tuvieran un exceso de estrellas jóvenes, y por consiguiente muy azules, disminuyendo

Sim	GLO	$M_{U,glo}$	$M_{B,glo}$	$M_{V,glo}$	$M_{C,glo}$	$M_{T_1,glo}$
1	1	-20.1	-20.2	-20.8	-20.3	-21.2
1	2	-19.3	-19.5	-20.2	-19.5	-20.7
1	5	-20.3	-20.4	-21.0	-20.4	-21.4
1	8	-21.1	-21.1	-21.6	-21.2	-22.0
1	12	-20.8	-20.9	-21.4	-21.0	-21.7
1	17	-20.0	-20.1	-20.8	-20.2	-21.3
1	18	-20.7	-20.8	-21.2	-20.8	-21.5
2	1	-20.6	-20.8	-21.4	-20.8	-21.8
2	8	-19.9	-20.0	-20.6	-20.1	-21.1
2	13	-21.2	-21.3	-21.9	-21.3	-22.3
3	6	-19.9	-20.0	-20.6	-20.0	-21.1
3	12	-19.3	-19.5	-20.1	-19.5	-20.5
3	13	-20.3	-20.5	-21.2	-20.5	-21.7
3	15	-20.5	-20.6	-21.2	-20.6	-21.6
3	18	-19.7	-19.9	-20.5	-19.9	-21.0
3	28	-20.1	-20.2	-20.8	-20.2	-21.3
3	29	-20.7	-20.8	-21.4	-20.9	-21.8
3	32	-20.4	-20.5	-21.1	-20.5	-21.5

Tabla 5.3: Magnitudes absolutas integradas de los GLO analizados. 1. Simulación; 2. GLO; 3 a 7. Magnitudes absolutas en las bandas U , B y V de Johnson y C y T_1 de Washington, respectivamente.

el valor de sus colores integrados. Alternativamente, esta diferencia en los colores podría ser el resultado de las limitaciones de los modelos de síntesis de poblaciones estelares para reproducir los colores de las mismas en todo el rango de edades y metalicidades.

Es importante describir la forma en que se llevó a cabo la interpolación de las tablas de Schulz *et al.* (2002). El hecho de que estas contaran solamente con 5 puntos en el eje de metalicidad hace que la interpolación directa en este eje sea poco precisa. Por consiguiente, para cada banda fotométrica X y para cada edad τ_j se realizó un ajuste de una función continua $\mu_{X,j}([Fe/H])$ a los valores de las magnitudes en función de la metalicidad dados por los modelos. Se observó que en todos los casos una función cuadrática,

$$\mu_{X,j} = a_{X,j}[Fe/H]^2 + b_{X,j}[Fe/H] + c_{X,j}, \quad (5.17)$$

provee valores de $\chi^2 \simeq 10^{-4}$, lo cual implica un ajuste excelente considerando que la dis-

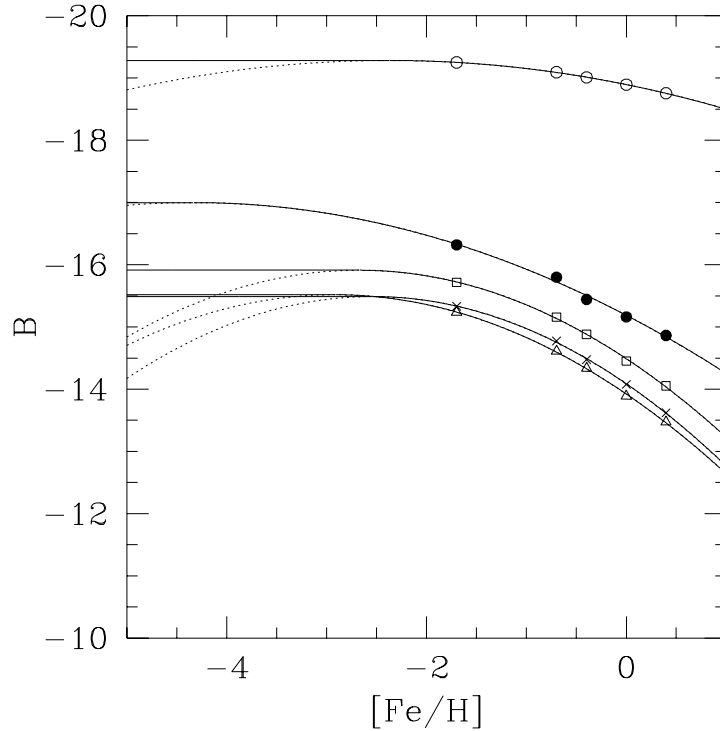


Figura 5.11: Ajustes en metalicidad de los modelos de Schulz para distintas edades en la banda B de Johnson. Los triángulos, cruces, cuadrados, círculos llenos y vacíos corresponden, respectivamente, a edades $\tau_i = 0.14, 4.06, 7.98, 12.04, 14.00$ Gyr. Las líneas punteadas representan los ajustes cuadráticos dados por la ecuación 5.17, mientras que las líneas llenas los corregidos de acuerdo a la ecuación 5.18.

tribución χ^2 para el mismo tiene solamente dos grados de libertad. Sin embargo, consideraciones elementales sobre los efectos del blanketing en los espectros estelares sugieren que la magnitud debería ser una función creciente de la metalicidad, saturando eventualmente para $[Fe/H] \rightarrow -\infty$, ya que el blanketing desaparece en ese límite. Esto se observa, por ejemplo, en el hecho de que los colores de los cúmulos globulares saturan a bajas metalicidades. Por lo tanto, solamente la rama ascendente de la función cuadrática corresponde a una buena representación física de la relación magnitud-metalicidad de una población estelar simple; de hecho, los puntos dados por los modelos se encuentran siempre sobre esa rama. Para corregir este hecho en los ajustes, se reemplazó la parábola por una función constante para metalicidades menores a su vértice, quedando entonces

$$\mu_{X,j} = \begin{cases} a_{X,j}[Fe/H]^2 + b_{X,j}[Fe/H] + c_{X,j}, & [Fe/H] > \frac{-b_{X,j}}{2a_{X,j}} \\ \frac{-b_{X,j}^2}{4a_{X,j}}, & [Fe/H] \leq \frac{-b_{X,j}}{2a_{X,j}} \end{cases} \quad (5.18)$$

Se reemplazó entonces el conjunto de 5 valores para cada edad en cada banda por la función $\mu_{X,j}$, y la obtención de las magnitudes de las poblaciones estelares individuales se llevó a cabo interpolando en el eje de edades y utilizando la función $\mu_{X,j}$ en el de metalicidades. *In extenso*, dada una población estelar con masa m , edad τ y metalicidad $[Fe/H]$, se tomaron (para cada banda fotométrica) las funciones $\mu_{X,k}$ y $\mu_{X,k+1}$ para las edades τ_k y τ_{k+1} , donde $k = [\tau/\Delta\tau_S]$,¹ y se calcularon a partir de ellas las magnitudes M_k y M_{k+1} de poblaciones con edad τ_k y τ_{k+1} , metalicidad $[Fe/H]$ y masa m_S . La magnitud M de la población se calculó entonces interpolando linealmente en edad, a partir de los valores M_k y M_{k+1} , y corrigiendo por la diferencia entre m_S y m de acuerdo a la ecuación 5.13.

5.4 Resumen

En el presente capítulo se estudiaron las propiedades de los GLO; las mismas se encuentran en buen acuerdo con las observadas en galaxias normales de campo. En particular, dado que las simulaciones fueron construidas para describir regiones típicas de campo y los parámetros de las mismas fueron ajustados para representar las propiedades químicas medias de la Vía Láctea, los GLO se asemejan en masa, luminosidad, color y propiedades químicas a las galaxias espirales.

Existen, sin embargo, pequeñas discrepancias. Los GLO tienen tasas de formación estelar a $z = 0$ consistentes con las de las galaxias de tipo Sbc/Sc, las cuales son altas para el promedio de las espirales. Esto hace además que los GLO sean más azules que el promedio de las galaxias espirales. Estadísticamente es improbable, dado el tamaño de la muestra, que todos los GLO representen galaxias de tipo Sbc/Sc, por lo que las altas tasas de formación estelar a $z = 0$ constituyen una discrepancia con las propiedades de las galaxias reales. La misma podría ser consecuencia de la física implementada en las simulaciones. La no inclusión en ellas de la energía inyectada al medio interestelar por supernovas, por ejemplo, afecta la hidrodinámica del gas de tal modo que los GLO conservan una alta masa de gas a $z = 0$ en condiciones de formar estrellas, con lo que su tasa de formación estelar se mantiene alta, y sus colores se tornan más azules que los de las galaxias observadas.

¹Se utiliza el símbolo $[x]$ para denotar la función *parte entera* de x .

Una identificación confiable de los GLO con galaxias espirales en base a su morfología no es posible en el marco de estas simulaciones. Nuevamente, la ausencia de un aporte de energía al medio interestelar por parte de las supernovas afecta el balance energético del gas, y por consiguiente la dinámica del mismo, que es la que determina la estructura de los GLO. Se obtienen entonces sistemas más pequeños y concentrados que las galaxias, tanto espirales como elípticas normales.

Las propiedades de los GLO relevantes en el momento de comparar los sistemas de cúmulos globulares simulados con los reales son entonces su árbol de fusiones, su historia de formación estelar, sus propiedades químicas y sus luminosidades y colores integrados.

Capítulo 6

Sistemas de cúmulos globulares simulados

La construcción de un sistema de cúmulos globulares para cada uno de los GLO analizados requiere el establecimiento de ciertas hipótesis que determinen las condiciones físicas bajo las cuales se forman estos objetos. En este trabajo, dichas hipótesis se implementan en las simulaciones numéricas transformándolas en condiciones sobre las variables físicas representadas en ellas. Estas condiciones determinan en qué instantes y lugares se originan los cúmulos globulares simulados (a los que en adelante se llamará CGS, para distinguirlos de los cúmulos globulares reales). Se obtiene así una población de CGS para cada GLO, cuyas características están determinadas completamente por la evolución dinámica y la historia de formación estelar y química de las estructuras simuladas. En este sentido, las características obtenidas para los CGS resultan completamente consistentes con los demás resultados de las simulaciones numéricas.

Las dos primeras hipótesis utilizadas en la construcción de los sistemas de CGS son la *universalidad del mecanismo de formación de los cúmulos globulares* y la *formación conjunta de cúmulos y estrellas no ligadas*. La primera de estas hipótesis se deriva de la interpretación de las observaciones discutida en el capítulo 2. Nótese que si bien las evidencias a favor de la universalidad del mecanismo que da origen a los cúmulos globulares no son recientes (Harris & Pudritz 1994; McLaughlin & Pudritz 1996; McLaughlin 1999), dicho criterio prácticamente no ha sido empleado en los modelos disponibles en la literatura científica. Por ejemplo, Beasley *et al.* (2002) consideran *a priori* la existencia de dos escenarios diferentes para el origen de los cúmulos globulares (discos pregalácticos y fusiones posteriores de los mismos), y asignan distinta eficiencia de formación de cúmulos globulares a cada uno de ellos, lo cual

contradice el criterio mencionado. La hipótesis de universalidad impide el uso diferenciado de las demás hipótesis, con lo cual los modelos generados tienen, en general, menos parámetros libres e hipótesis independientes.

La segunda hipótesis permite suponer que las poblaciones estelares generadas en las simulaciones contienen tanto cúmulos globulares como estrellas sueltas, y por lo tanto construir la historia de formación de cúmulos globulares en función de la historia de formación estelar de las simulaciones. De otro modo sería imposible analizar las propiedades de las poblaciones de cúmulos globulares en términos de las propiedades de las poblaciones estelares simuladas. Por consiguiente, esta hipótesis se utiliza (al menos en forma implícita) en todos los trabajos que, como el presente, derivan la historia de formación de cúmulos globulares de la historia de formación estelar de las simulaciones. Su implementación se tradujo en suponer que tanto los CGS como las estrellas no ligadas adquieren las propiedades del gas del cual se forman.

Las condiciones bajo las cuales se originarían los cúmulos globulares constituyen las dos hipótesis siguientes. De acuerdo a lo discutido en los capítulos 2 y 3, estas condiciones no se conocen completamente, pero tanto observaciones como resultados teóricos sugieren que *los fenómenos que darían lugar a la formación de cúmulos globulares serían aquellos que producen tasas de formación estelar altas*, llamados en adelante *fenómenos de formación estelar intensa* (FFEI, Schweizer 1986, Ashman & Zepf 1992 y sus referencias), y que *las regiones de formación de cúmulos globulares serían nubes moleculares supergigantes* (Harris & Pudritz 1994, McLaughlin & Pudritz 1996). Estas hipótesis distinguen, en las simulaciones, los episodios de formación estelar en los que se formarían cúmulos globulares de aquellos en los que esto no ocurriría. Las mismas se implementaron como condiciones sobre distintas variables físicas, que permitieron seleccionar los episodios que forman cúmulos globulares y luego analizar sus propiedades. Esta implementación no es unívoca, ya que se desconocen los procesos físicos detallados que ocurren en los FFEI y las características físicas de las hipotéticas nubes moleculares supergigantes. Las distintas implementaciones de estas hipótesis dan origen a diferentes modelos.

Por último, es necesario plantear hipótesis que determinen cómo se relacionan las propiedades de los cúmulos globulares con las del medio interestelar a partir del cual se crean. Se supuso que *la metalicidad de los cúmulos globulares sería aquella del medio interestelar en que se originan* (dado que los cúmulos globulares no presentan autoenriquecimiento) y que, dado un episodio de formación estelar, *la masa estelar que finaliza ligada en cúmulos globulares depende de la masa estelar total formada en el mismo*.

Las hipótesis mencionadas permiten identificar los episodios de formación estelar en que se formarían cúmulos globulares y determinar las propiedades de los mismos. La descripción de los sistemas de cúmulos globulares requiere además de la identificación de las galaxias a las que se encuentran asociados a $z = 0$. En las simulaciones, las galaxias están representadas por los GLO, que se forman por el proceso de agregación jerárquica (ver capítulo 5). Pequeñas subestructuras van separándose del flujo de Hubble, colapsando por su propia gravedad y fusionándose entre sí para crear estructuras cada vez mayores, dando origen a los GLO a $z = 0$. La identificación de los CGS que pertenecen a cada GLO se realizó entonces determinando las subestructuras en las cuales ocurren los episodios de formación estelar que les dan origen. El árbol de fusiones (ver sección 5.2) permite entonces seguir la evolución de dichas subestructuras y determinar los GLO a los que pertenecen los CGS. La identificación de las subestructuras en que ocurren los distintos episodios de formación estelar es importante además en la implementación de las hipótesis de los modelos, ya que algunas de ellas requieren del conocimiento de las propiedades globales de estas subestructuras en función del tiempo. El árbol de fusiones es indispensable en estos casos para la implementación correcta de las mismas.

Las siguientes secciones describen la construcción de los distintos modelos en función de estas hipótesis. En resumen, todos ellos utilizan las hipótesis de universalidad del mecanismo de formación de los cúmulos globulares, de la formación conjunta de estos objetos y las estrellas no ligadas, de la herencia, por parte de los cúmulos globulares, de la metalicidad del medio interestelar y de la relación entre la masa total de cúmulos globulares y la de estrellas formadas en un determinado episodio. Por lo tanto, en adelante se sobreentenderá que estas hipótesis se aplican para construir *todos* los modelos. Las hipótesis restantes definen las características de cada modelo particular. Los primeros tres modelos (#1, #2 y #3) suponen que la formación de cúmulos globulares ocurre durante los FFEI, implementando cada uno de ellos en forma diferente esta hipótesis. El modelo #1 supone que los FFEI generan altas tasas *locales* de formación estelar, el modelo #2 supone que los FFEI están asociados a altas tasas *globales* de formación estelar, mientras que el modelo #3 propone relacionar los FFEI con altas *eficiencias globales* de formación estelar. Los dos primeros modelos no consiguen describir las características de los sistemas de cúmulos globulares, por lo que fueron descartados. El tercero logra reproducir el hecho de que estos objetos son antiguos. A partir de este éxito se construyó el modelo #4, incorporando al modelo #3 una parametrización de los efectos de la inyección de energía al medio interestelar por parte de las

supernovas, lo cual no mejora los resultados, por lo que este modelo también fue descartado. El último modelo (#5) surgió de incorporar al modelo #3 la hipótesis de que los cúmulos globulares se forman en nubes moleculares supergigantes; este modelo obtiene una buena descripción de las frecuencias específicas de los sistemas de cúmulos globulares, y provee algunos indicios de la existencia de distintas poblaciones de estos objetos. Las secciones 6.1 a 6.5 describen en detalle los cinco modelos, mientras que la sección 6.6 presenta un resumen de los mismos.

6.1 Fenómenos de formación estelar intensa I

El modelo #1 considera la formación de cúmulos globulares en fenómenos de formación estelar intensa. Aquí, los episodios con *altas tasas locales de formación estelar* son usados como criterio para representar los FFEI. La tasa local de formación estelar $SFR_i^{loc}(t)$ en el episodio de formación estelar i de las simulaciones se estimó con

$$SFR_i^{loc} = \frac{\Delta m_{*,i}}{\Delta t} \quad (6.1)$$

donde Δt es el intervalo de integración de las simulaciones y $\Delta m_{*,i}$ la masa de estrellas formada en dicho episodio. Nótese que la constancia de Δt hace que la tasa local de formación estelar sea proporcional a la masa estelar generada en cada episodio, por lo tanto, el criterio corresponde a considerar solamente aquellos episodios de formación estelar en los que se haya formado una masa considerable de estrellas. Dada esta equivalencia, se optó por utilizar directamente la masa $\Delta m_{*,i}$ en lugar de SFR_i^{loc} .

La implementación de este criterio requiere la determinación de un valor umbral $m_{*,u}$ para la masa estelar formada en un episodio, por encima del cual se considera que el mismo representa un FFEI. Este umbral corresponde a la masa mínima de estrellas que debe crear un episodio de formación estelar para generar cúmulos globulares. Ni las observaciones ni la teoría proveen actualmente una estimación de su valor, por consiguiente, se tomó $m_{*,u}$ como un parámetro libre. Se realizaron cinco representaciones del modelo (#1.1 a #1.5) con $m_{*,u} = 3, 10, 30, 100, 300 \bar{m}_{cg}$ respectivamente, donde $\bar{m}_{cg} = 2.4 \times 10^5 M_\odot$ es la masa media de los cúmulos globulares. La condición

$$\Delta m_{*,i} > m_{*,u} \quad (6.2)$$

determina cuáles episodios de formación estelar se consideran FFEI. Para cada episodio i se calculó la masa estelar que se encuentra ligada en CGS, $m_{cg,i}$, suponiendo que la misma es proporcional a la masa estelar $\Delta m_{*,i}$ generada en el episodio correspondiente,

$$m_{cg,i} = \alpha \Delta m_{*,i}. \quad (6.3)$$

El valor de α en la ecuación 6.3 se estimó de la propia ecuación,

$$\alpha = \frac{m_{cg,i}}{\Delta m_{*,i}} = \frac{m_{cg,i}}{m_{gas,i}} \frac{m_{gas,i}}{\Delta m_{*,i}} = \frac{\epsilon_{cg,i}}{\epsilon_{*,i}}, \quad (6.4)$$

donde $m_{gas,i}$ es la masa de gas de la región que forma las estrellas, y $\epsilon_{cg,i}$ y $\epsilon_{*,i}$ la eficiencia con que esa masa de gas forma cúmulos globulares y estrellas (incluyendo las de los cúmulos globulares), respectivamente. Harris & Pudritz (1994) estiman el valor $\epsilon_{cg} \simeq 0.001$, mientras que McLaughlin & Pudritz (1996) sugieren que la eficiencia de formación estelar de las nubes moleculares que habrían dado origen a los cúmulos globulares sería del orden de 0.01. Adoptando esta cifra como una estimación de $\epsilon_{*,i}$ se obtiene $\alpha = 0.1$. Este valor se utilizó en la ecuación 6.3 a lo largo de todo el presente trabajo; es importante tener en cuenta que el mismo representa solamente un orden de magnitud. Cualquier variación de α afectaría globalmente a la masa de CGS obtenida en los modelos, y por consiguiente al número de los mismos (ver el párrafo siguiente), por lo cual *solamente cambiaría la frecuencia específica de los sistemas de CGS*, sin alterar el resto de sus propiedades.

A partir de la masa de CGS generada en cada episodio, se determinó el número de estos objetos con

$$N_{cg,i} = \left[\frac{m_{cg,i}}{\bar{m}_{cg}} \right]. \quad (6.5)$$

El procedimiento descrito da por resultado un conjunto de poblaciones de CGS, cada una de las cuales tiene una edad, una metalicidad y un determinado número de objetos. Con estas variables se calcularon los colores de cada CGS utilizando los modelos de Schulz *et al.* (2002). Debido a que los CGS representan poblaciones estelares simples, basta interpolar dichos modelos (de la forma descrita en la sección 5.3.3) para hallar sus colores. Nótese que la masa de cada CGS es irrelevante para este fin, ya que todas las luminosidades escalan linealmente con ella. Esta información describe el sistema de CGS de cada GLO, y permite analizar sus propiedades. Con ella se determinaron las distribuciones de edad de los CGS de cada GLO a partir de

$$\frac{dN}{d\tau} = \left(\sum_i N_{cg,i} \right)^{-1} \sum_i N_{cg,i} (2\pi\sigma_\tau^2)^{-1/2} e^{-\frac{(\tau-\tau_i)^2}{2\sigma_\tau^2}}, \quad (6.6)$$

donde la suma se realiza sobre los episodios de formación estelar seleccionados por la condición 6.2, la gaussiana cumple la función de suavizar la distribución, y su dispersión es $\sigma_\tau = 0.05$ Gyr (ver la discusión en la sección 5.3.1). Del mismo modo se hallaron las distribuciones de metalicidad y color con

$$\frac{dN}{d([Fe/H])} = \left(\sum_i N_{cg,i} \right)^{-1} \sum_i N_{cg,i} (2\pi\sigma_m^2)^{-1/2} e^{-\frac{([Fe/H]-[Fe/H]_i)^2}{2\sigma_m^2}}, \quad (6.7)$$

y

$$\frac{dN}{d(C-T_1)} = \left(\sum_i N_{cg,i} \right)^{-1} \sum_i N_{cg,i} (2\pi\sigma_c^2)^{-1/2} e^{-\frac{((C-T_1)-(C-T_1)_i)^2}{2\sigma_c^2}}, \quad (6.8)$$

donde $\sigma_m = 0.07$ dex se tomó del orden de la incerteza en la medición de las metalicidades y $\sigma_c = 0.05$ mag es del orden de la incerteza en la determinación de los colores. En todos los casos la suma se realiza solamente sobre los episodios seleccionados por la ecuación 6.2. Estas distribuciones se muestran en las figuras 6.1, 6.2 y 6.3, respectivamente, para el modelo #1.3 ($m_{*,u} = 30\overline{m}_{cg}$). El conjunto completo de distribuciones se encuentra en el apéndice A. Las figuras 6.4, 6.5 y 6.6 presentan la relación entre los valores medios de estas distribuciones y las propiedades correspondientes de los GLO para el modelo #1.3, mientras que la figura 6.7 muestra las frecuencias específicas de los GLO en función de sus luminosidades para el mismo modelo.

Las edades de los CGS en los modelos #1.1 a #1.5 muestran distribuciones que abarcan todo el rango desde $\tau = 0$ hasta $\tau \simeq 12.7$ Gyr (figura 6.1), con valores medios $\overline{\tau}_{cgs} \simeq 6 - 7$ Gyr (figura 6.4). Las edades medias de los CGS de estos modelos correlacionan con las de los GLO (figura 6.4) y son claramente muy inferiores a las de los cúmulos globulares. Podría pensarse, a partir de estos resultados, que los CGS representan tanto los cúmulos globulares como los cúmulos de edad intermedia y los cúmulos masivos jóvenes, pero esto implicaría que la existencia de estos dos últimos grupos de objetos sería muy frecuente en las galaxias, lo cual no se observa.

Las distribuciones de metalicidad de los sistemas de CGS de los modelos #1.1 a #1.5 (figura 6.2) no están de acuerdo con las observadas en los sistemas de cúmulos globulares. La mayor parte de los CGS son de alta metalicidad, encontrándose muy pocos CGS con

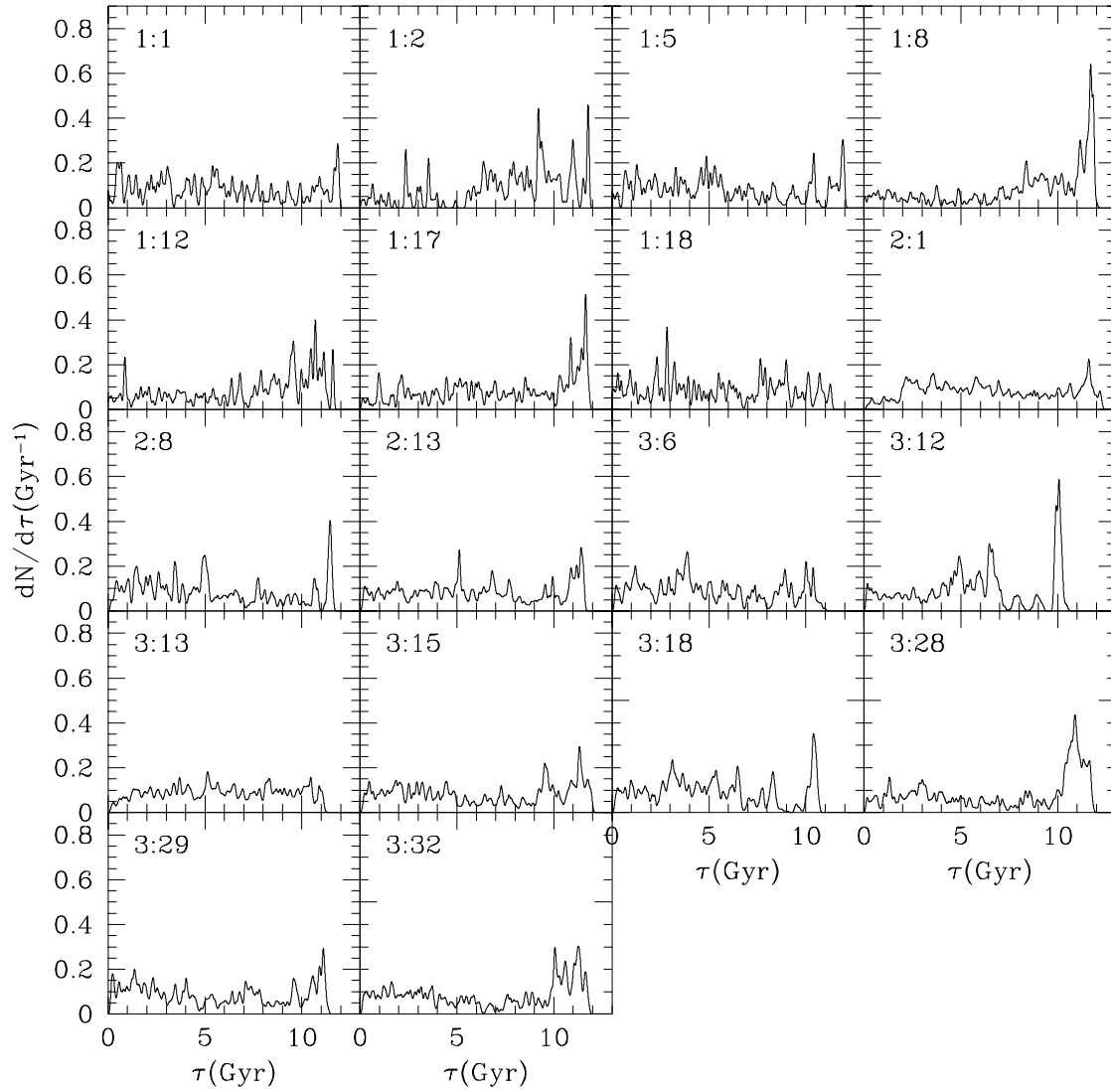


Figura 6.1: Distribución de edades de los CGS para el modelo #1.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

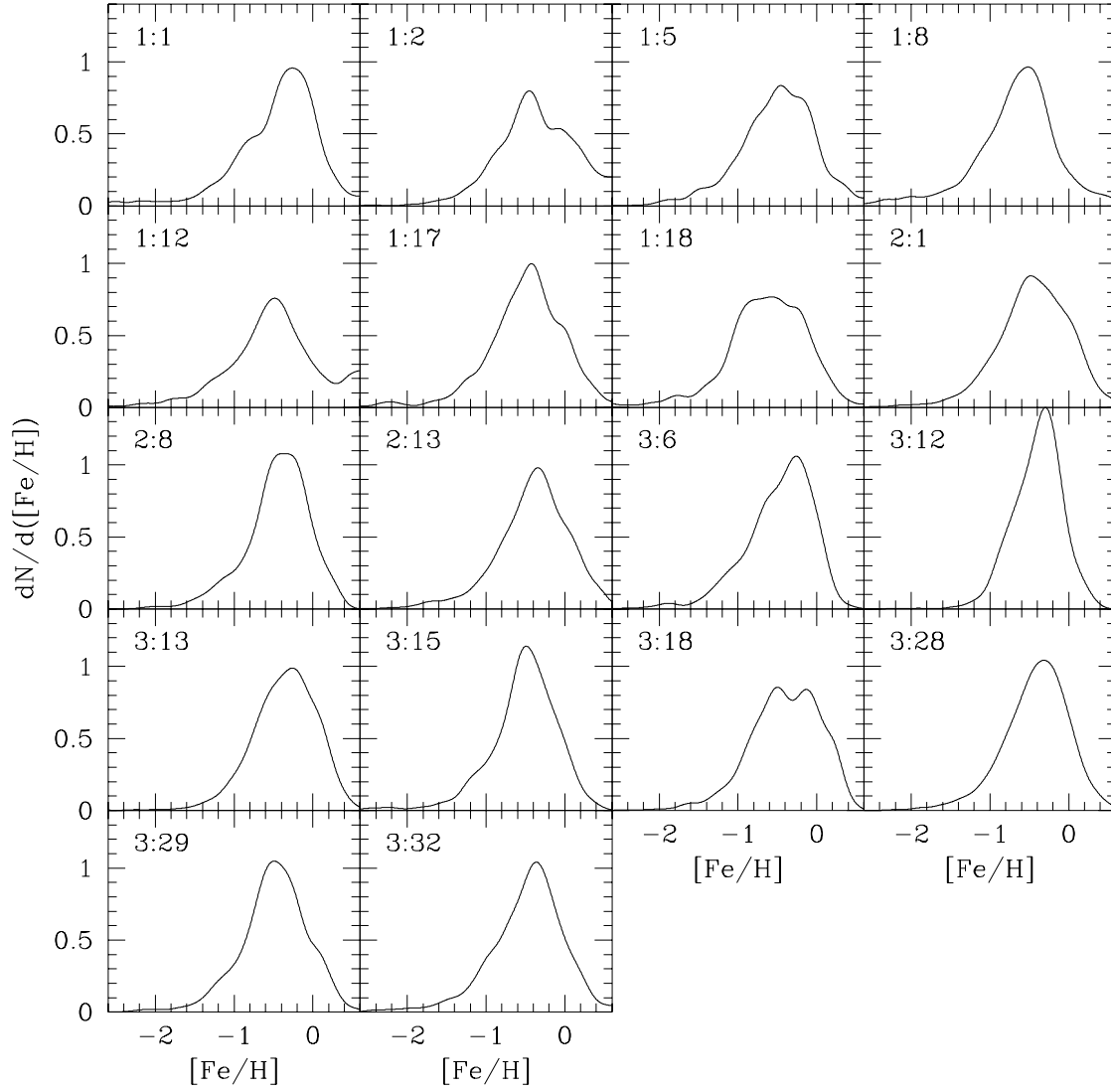


Figura 6.2: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #1.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

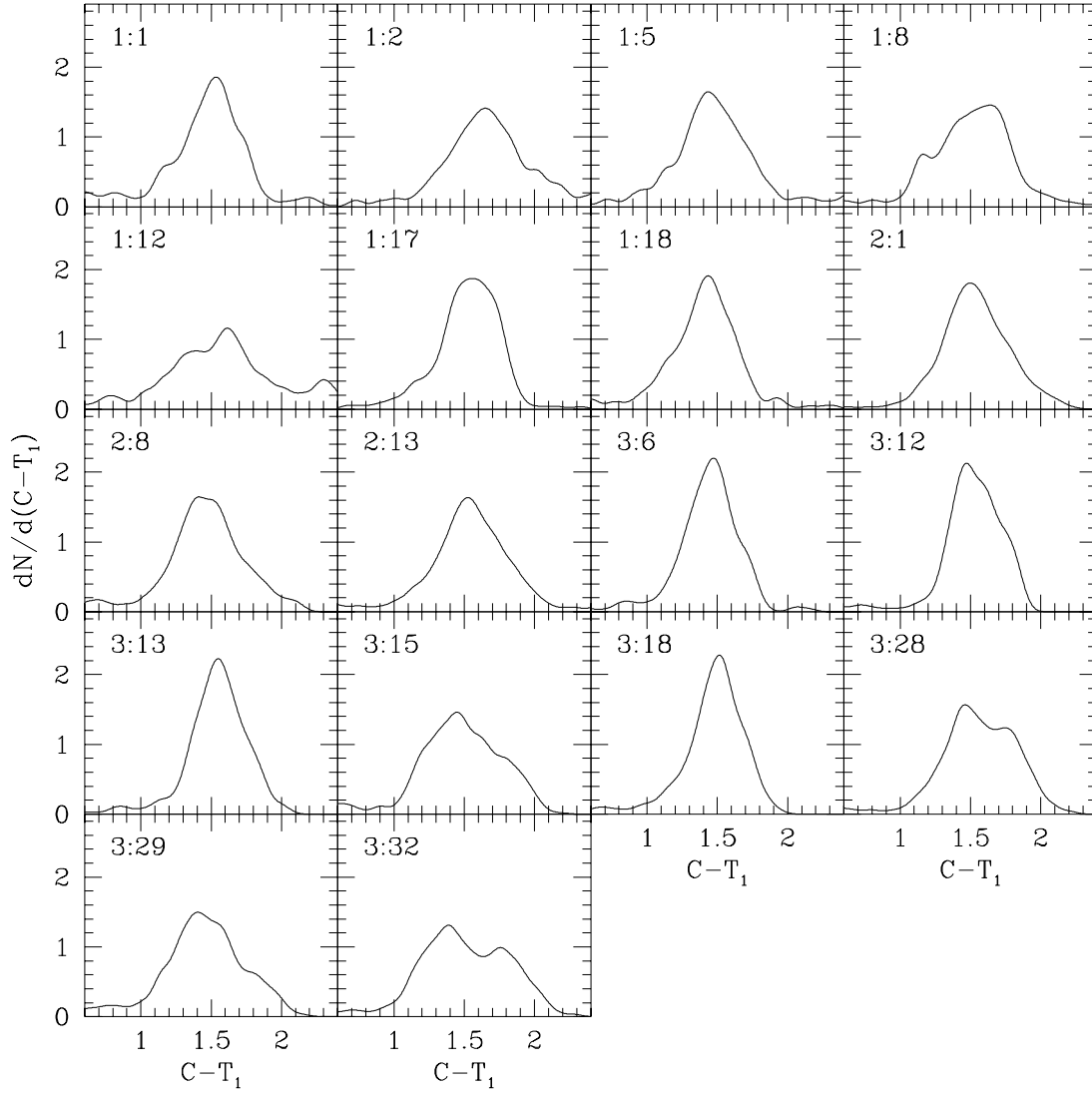


Figura 6.3: Distribución de colores de los CGS para el modelo #1.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

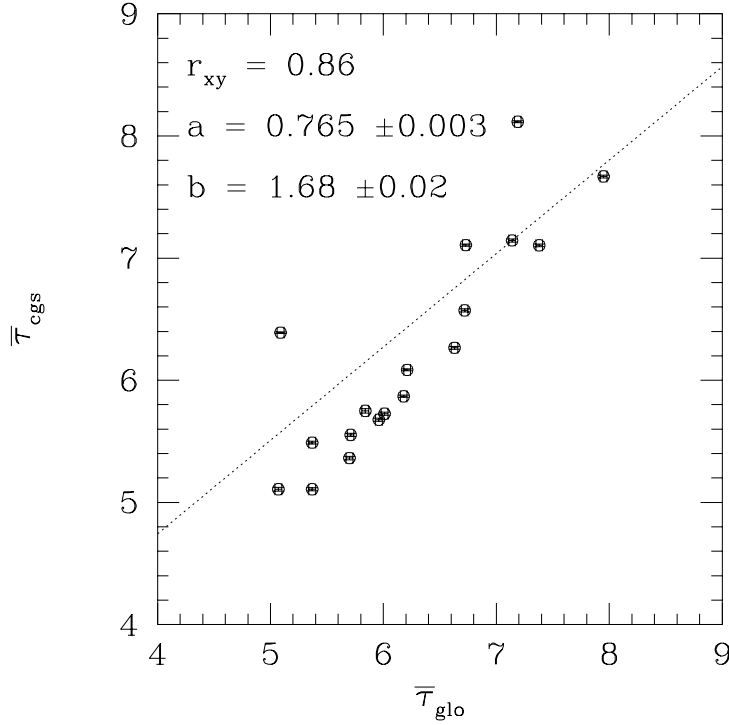


Figura 6.4: Relación entre los valores medios de las edades de los CGS y los GLO para el modelo #1.3. La línea punteada corresponde al mejor ajuste de los datos, a y b a la pendiente y ordenada al origen del mismo respectivamente; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

$[Fe/H] < -1$. No hay indicios de la existencia de dos poblaciones diferentes de CGS. Las metalicidades medias de los CGS son altas ($\overline{[Fe/H]}_{cgs} \simeq -0.5$) y prácticamente idénticas a las de los GLO (figura 6.5). Entre ambas variables hay una correlación muy fuerte (el coeficiente de correlación es $r_{xy} = 0.92$) con pendiente cercana a 1 y ordenada al origen nula. Notablemente, el valor de las metalicidades medias de los CGS es similar al de la metalicidad de los cúmulos globulares rojos de la Vía Láctea.

Las distribuciones de color de los CGS se comportan de modo similar a las de metalicidad (figura 6.3). Los colores medios de los CGS no correlacionan con los colores de los GLO, en cambio, son prácticamente iguales en todos ellos, siendo su promedio $\langle (C - T_1)_{cgs} \rangle = 1.463 \pm 0.007$ para el modelo #1.3 (figura 6.6), intermedio entre el de los cúmulos globulares rojos y azules de las galaxias. Dado que los CGS y los GLO tienen metalicidades y edades medias similares, la diferencia en sus colores puede explicarse recordando que ambos no

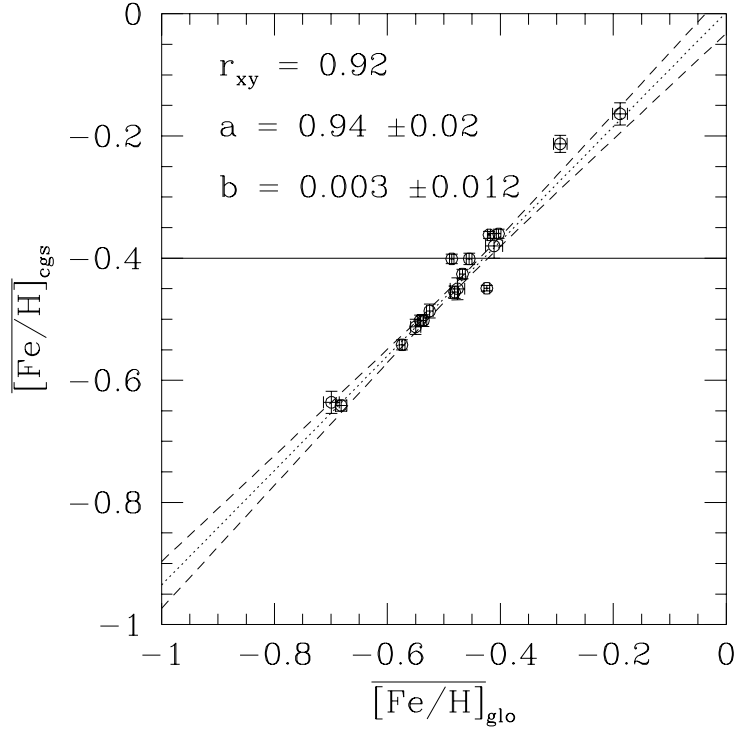


Figura 6.5: Relación entre los valores medios de las metalicidades de los CGS y los GLO para el modelo #1.3. La línea llena corresponde a la metalicidad de los cúmulos globulares rojos de la Vía Láctea, la línea punteada al mejor ajuste de los datos, las líneas de trazos al intervalo de confianza de 3σ del ajuste, a y b a la pendiente y ordenada al origen del mismo respectivamente; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

representan la misma variable; los colores de los GLO son los de la luz *integrada* de todas las poblaciones estelares presentes en ellos, mientras que los de los CGS corresponden a los colores de una población estelar simple, promediados sobre todos los CGS de un GLO. Los colores de los CGS son intermedios entre los de los cúmulos globulares azules y rojos de las galaxias. Esto se debe a que la metalicidad de los mismos es igual a la de los cúmulos rojos, pero los CGS son más jóvenes, y por lo tanto más azules.

Por último, el número de cúmulos globulares generados por estos modelos es excesivamente alto, resultando en frecuencias específicas del orden de 150 para el modelo #1.1, disminuyendo a aproximadamente 50 en el modelo #1.5, uno a dos órdenes de magnitud superiores a las observadas (figura 6.7). A pesar de ello, la frecuencia específica de los sistemas de CGS no correlaciona con la luminosidad de los GLO, lo cual está de acuerdo con

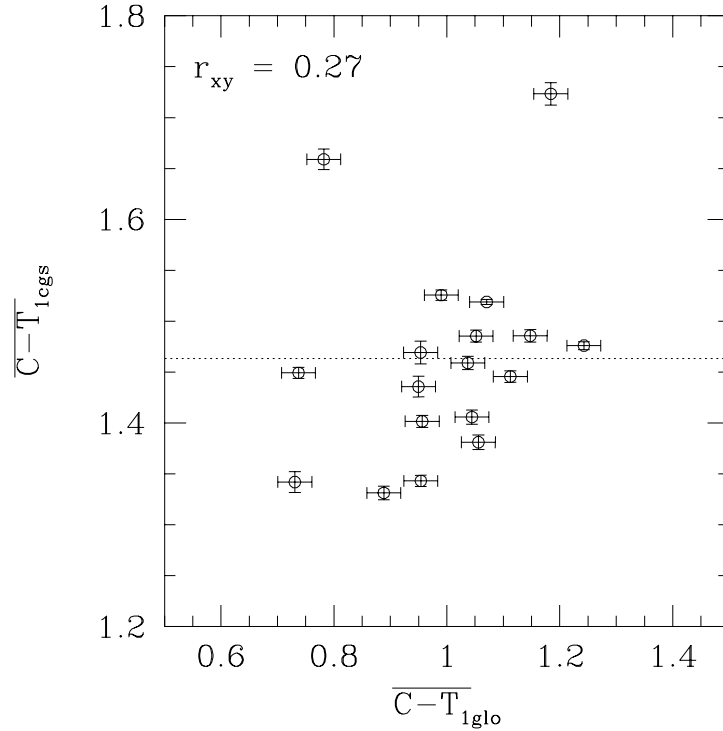


Figura 6.6: Relación entre los valores medios de los colores de los CGS y los GLO para el modelo #1.3. La línea punteada corresponde al promedio de los colores medios de los CGS de todos los GLO; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

las observaciones.

Del análisis de los resultados se deduce entonces que, en los modelos #1.1 a #1.5, los CGS describen poblaciones estelares similares a las de los GLO y no a las de los cúmulos globulares, por lo que estos modelos fueron descartados.

6.2 Fenómenos de formación estelar intensa II

El fracaso de los modelos anteriores para describir los sistemas de cúmulos globulares no implica necesariamente que la hipótesis de la cual parten los mismos sea inadecuada. Es posible que al considerar la formación estelar en cada partícula se introduzcan señales numéricas espurias que no estén correlacionadas con un brote de formación estelar generalizado. Por consiguiente, se investigó la posibilidad de utilizar la tasa de formación estelar global del

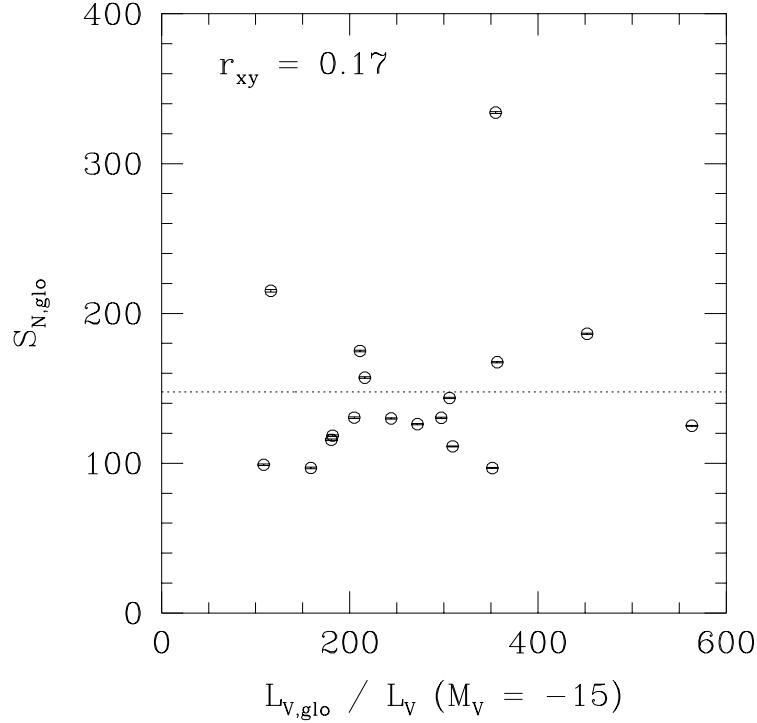


Figura 6.7: Relación entre las frecuencias específicas de los CGS y la luminosidad de los GLO para el modelo #1.3. La línea punteada corresponde al promedio de las frecuencias específicas de los CGS de todos los GLO; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

sistema, y no la local, como trazadora de los FFEI. Esto se aplicó a cada una de las subestructuras que se fusionan para formar un GLO. Se consideró entonces una modificación del criterio de selección de la sección 6.1, suponiendo que una subestructura de un GLO está sujeta a formación estelar intensa cuando su tasa global de formación estelar es elevada. Se utilizó este nuevo criterio para seleccionar los episodios de formación estelar que ocurren durante FFEI.

La tasa global de formación estelar de cada subestructura que forma el árbol de fusiones de cada GLO en el instante t correspondiente al paso n de las simulaciones se calculó con

$$SFR_{n,sub} = SFR_{sub}(t = (n_f - n)\Delta t) = \frac{1}{\Delta t} \sum_{i: \frac{t_i}{\Delta t} \in (n-1, n]} \Delta m_{*,i}, \quad (6.9)$$

donde n_f es el paso final de las simulaciones y la sumatoria se restringe a los episodios de

formación estelar de la subestructura en cuestión. Se supuso entonces la existencia de un umbral para la tasa global de formación estelar de cualquiera de las subestructuras de un GLO ($SFR_{u,glo}$), que separa los instantes de formación estelar normal de aquellos en que la formación estelar es intensa. Estos últimos vienen dados por la condición

$$SFR_{sub}(t) > SFR_{u,glo}. \quad (6.10)$$

La determinación del valor $SFR_{u,glo}$ para cada GLO se realizó en forma estadística. Se calcularon las distribuciones $dN/d(SFR_{sub})$ para $SFR_{sub}(t)$ en cada GLO (figura 6.8), y a partir de ellas el valor medio \overline{SFR}_{glo} y la dispersión $\sigma_{SFR,glo}$ de dicha variable en el GLO correspondiente. Se adoptó que

$$SFR_{u,glo} = \overline{SFR}_{glo} + \beta \sigma_{SFR,glo}, \quad (6.11)$$

donde β es un parámetro libre. Esta condición proviene esencialmente de suponer que la formación estelar intensa constituye la fracción superior f_β de la tasa de formación estelar global. La relación entre f_β y β puede derivarse reconociendo en la figura 6.8 que la distribución $dN/d(SFR_{sub})$ es prácticamente exponencial. Se construyeron tres variantes de este modelo (#2.1 a #2.3), adoptando para el parámetro libre β los valores $\beta = 1, 2, 3$ respectivamente, que corresponden a $f_\beta = 0.63, 0.86, 0.95$.

Para cada episodio de formación estelar seleccionado de acuerdo a la condición 6.10 se halló la masa estelar que se encuentra en CGS mediante la ecuación 6.3 y a partir de ella el número de CGS utilizando la ecuación 6.5. Las edades, metalicidades y colores de los CGS se determinaron como se describió en la sección 6.1, con lo cual se obtuvo el sistema de CGS de cada GLO. Las distribuciones de edad, metalicidad y color se obtuvieron, al igual que para el modelo anterior, a partir de las ecuaciones 6.6, 6.7 y 6.8. Las figuras 6.9, 6.10 y 6.11 muestran un ejemplo de estas distribuciones (las correspondientes al modelo #2.2). Las figuras 6.12, 6.13 y 6.14 presentan la relación de los valores medios de dichas distribuciones con las propiedades de los GLO para el modelo #2.2, y la figura 6.15 las frecuencias específicas de los GLO en función de sus luminosidades para el mismo modelo.

Los CGS obtenidos en este modelo presentan resultados similares a los del modelo #1. Las edades de los CGS abarcan todo el rango posible, y sus valores medios se distribuyen en el intervalo $1 \text{ Gyr} \leq \overline{\tau}_{cgs} \leq 11 \text{ Gyr}$, con una correlación leve con la edad media de la población estelar del GLO. Las edades medias de los CGS resultan muy bajas comparadas con las de los cúmulos globulares. Las distribuciones de metalicidad muestran que la mayor parte de los

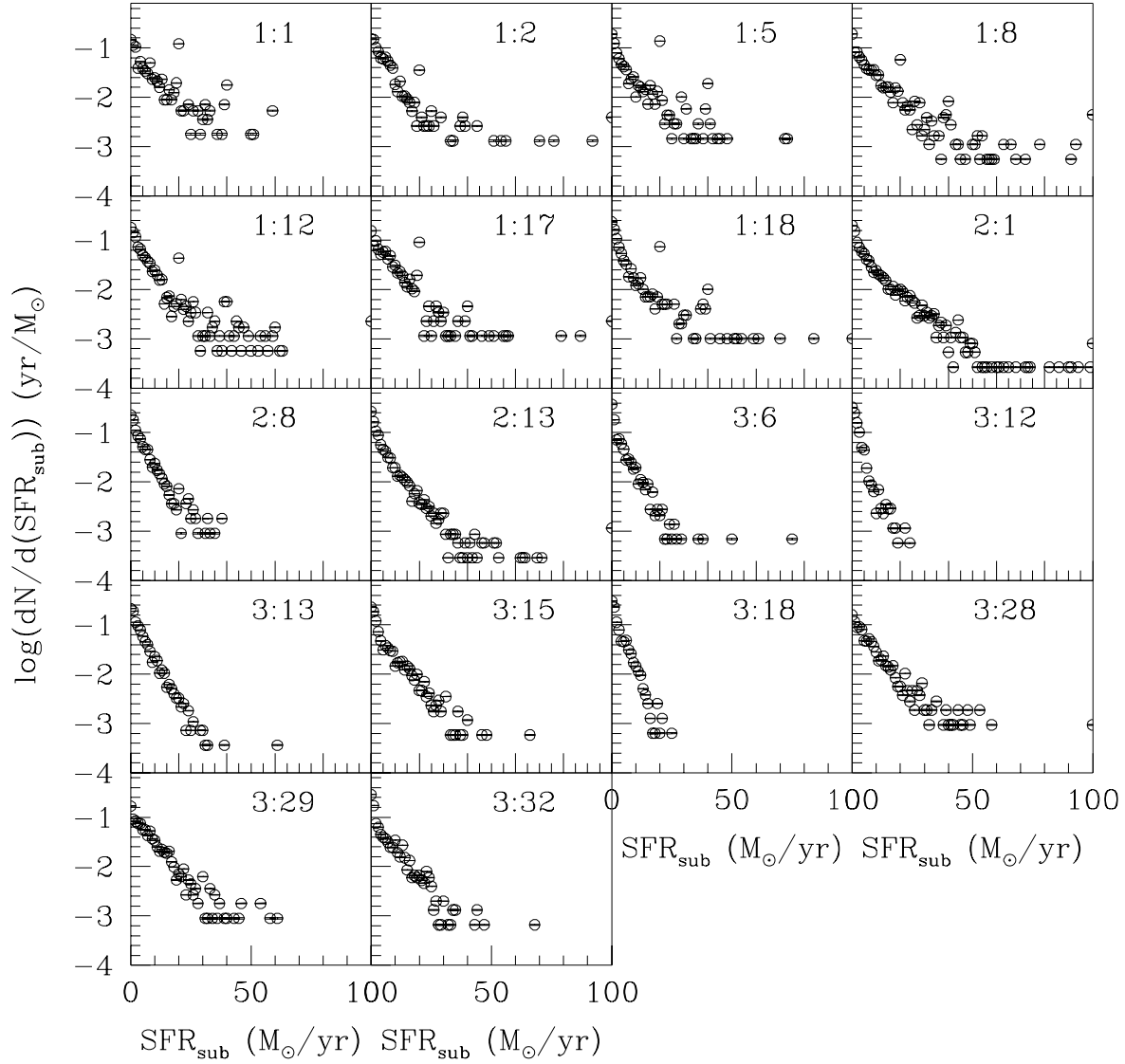


Figura 6.8: Distribución de los valores de la tasa de formación estelar global de las subestructuras de cada GLO. La misma presenta un comportamiento prácticamente exponencial.

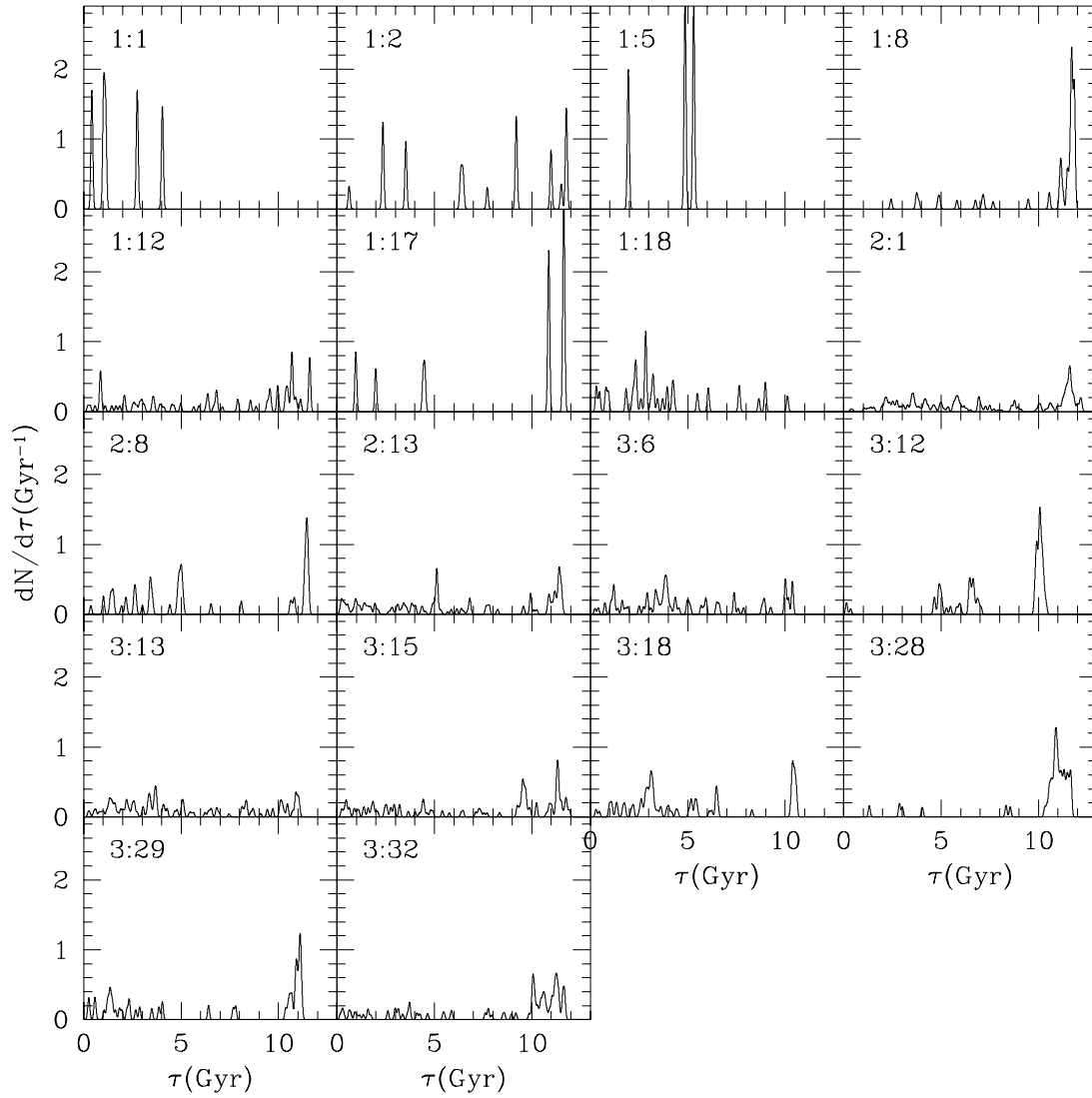


Figura 6.9: Distribución de edades de los CGS para el modelo #2.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

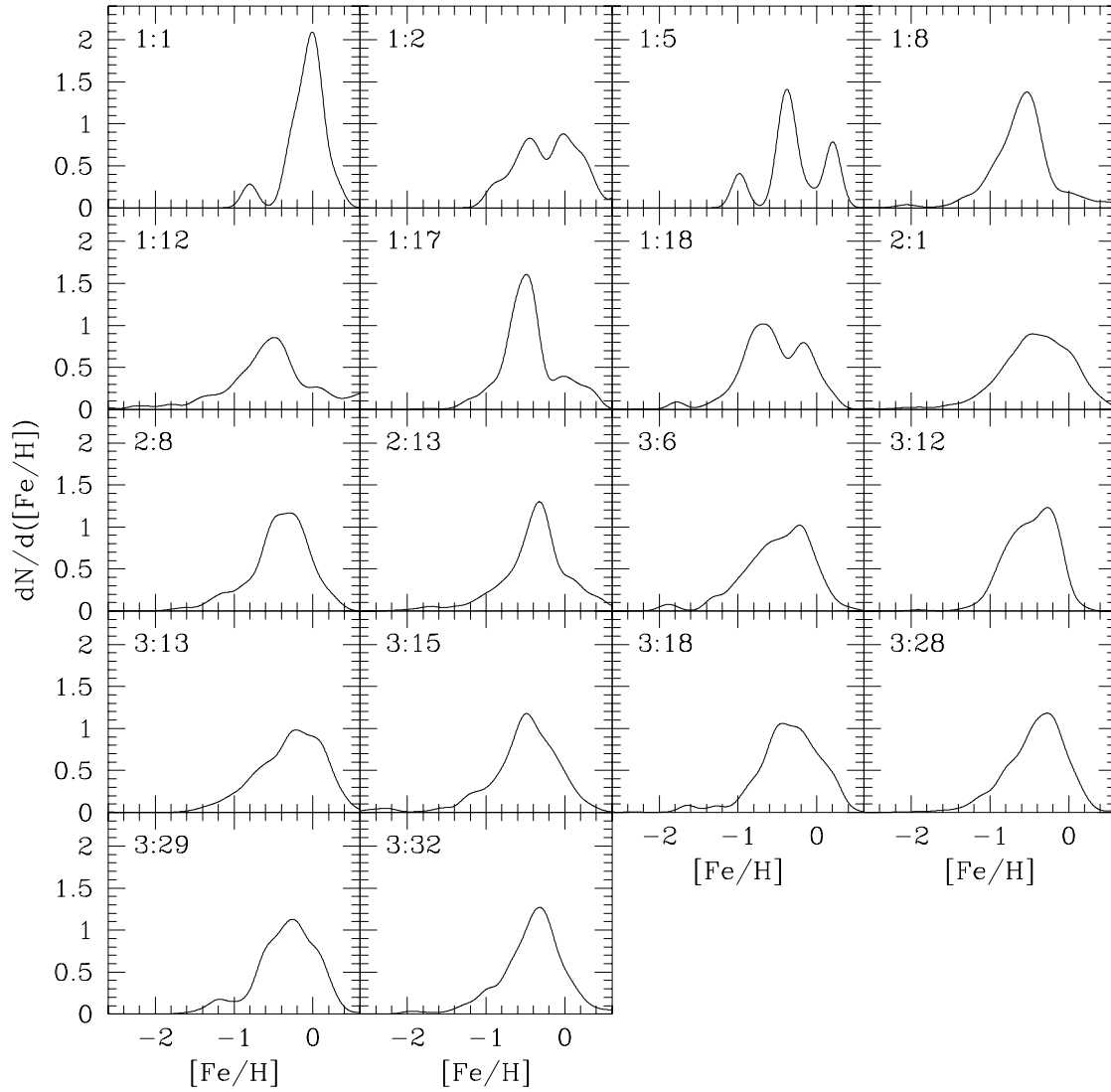


Figura 6.10: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #2.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

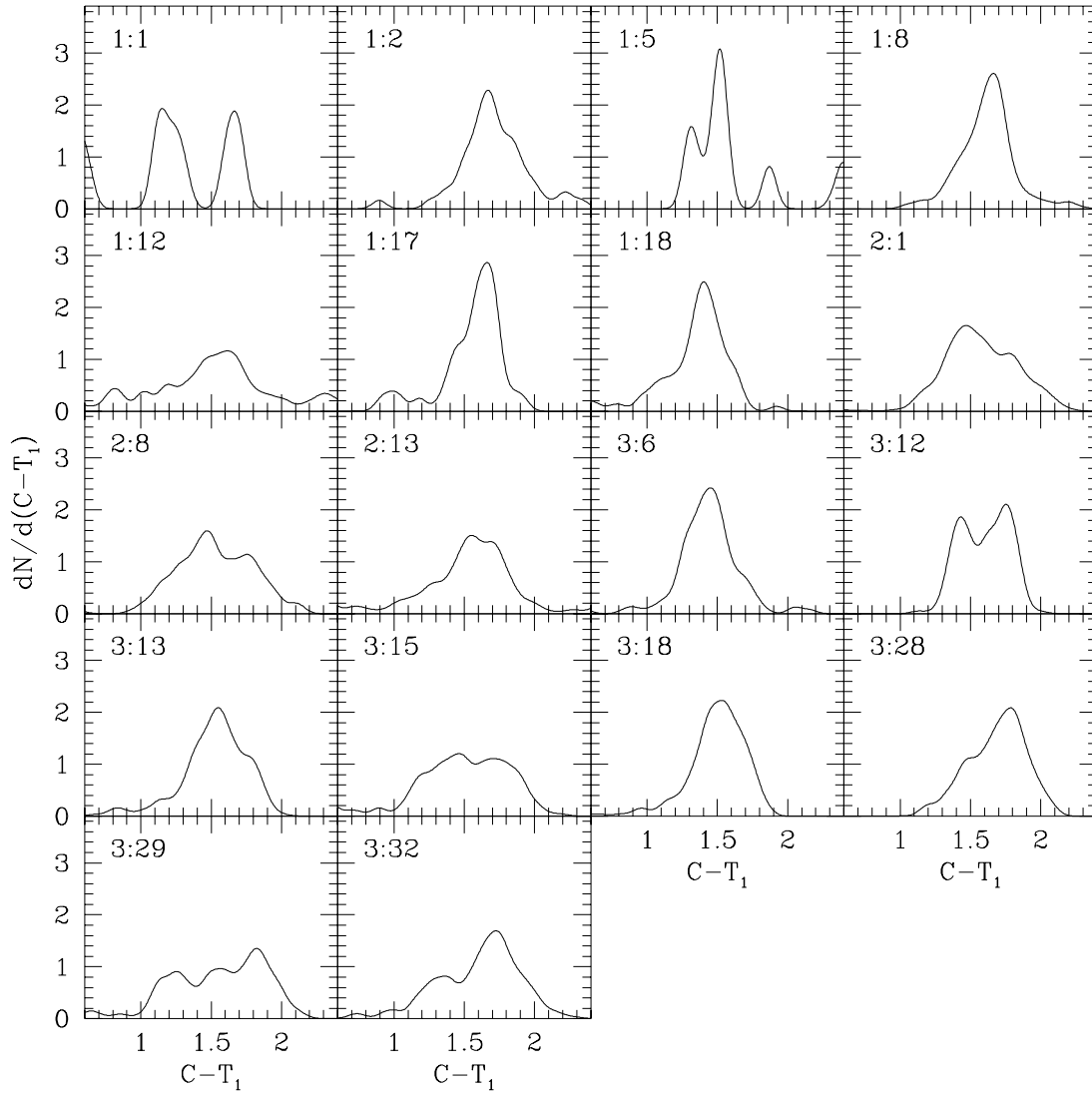


Figura 6.11: Distribución de colores de los CGS para el modelo #2.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

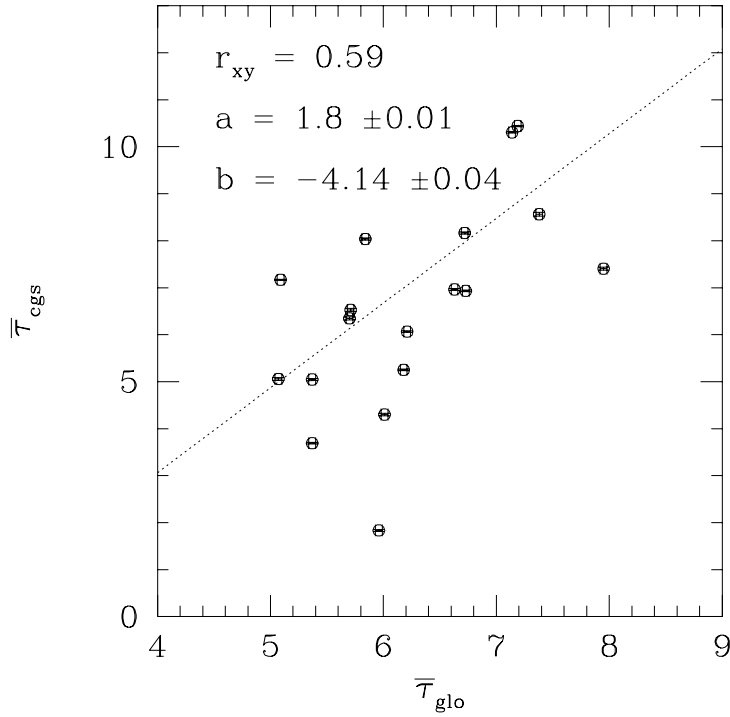


Figura 6.12: Relación entre los valores medios de las edades de los CGS y los GLO para el modelo #2.2. La línea punteada corresponde al mejor ajuste de los datos, a y b a la pendiente y ordenada al origen del mismo respectivamente; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

CGS son de alta metalicidad, y no se encuentran prácticamente CGS con $[Fe/H] < -1$. Las metalicidades medias de los sistemas de CGS son altas, similares a la media de los cúmulos rojos de la Vía Láctea y correlacionadas con las de los GLO. No hay indicios de la existencia de dos poblaciones de CGS con distintas abundancias químicas, como ocurre con los cúmulos globulares, a pesar de que las distribuciones de metalicidad presentan en algunos casos cierta estructura. Los colores medios de los CGS se encuentran en el rango $1.2 \leq \overline{C - T_1} \leq 1.8$, y sus distribuciones presentan una gran estructura, que puede explicarse por su amplio rango de edades. El número de CGS obtenidos es menor al de los modelos anteriores, sin embargo, sigue siendo al menos un orden de magnitud superior al de los cúmulos globulares observados en las galaxias, aunque disminuye a medida que el umbral $SFR_{u,glo}$ aumenta. Las frecuencias específicas promedio de los GLO son $\langle S_N \rangle = 58 \pm 4$ para el modelo #2.1, $\langle S_N \rangle = 38 \pm 3$ para el modelo #2.2 (línea punteada en la figura 6.15) y $\langle S_N \rangle = 20 \pm 2$ para el modelo #2.3. La

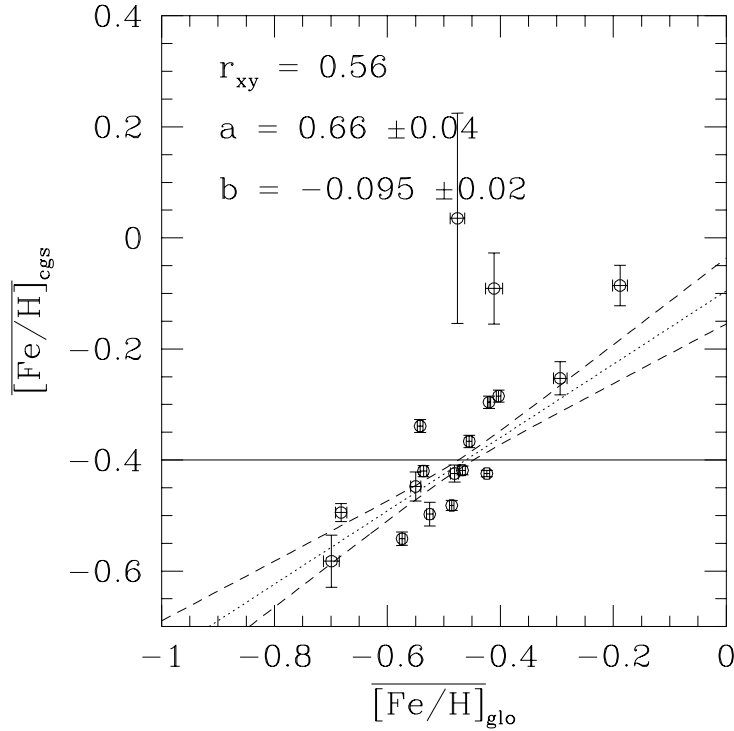


Figura 6.13: Relación entre los valores medios de las metalicidades de los CGS y los GLO para el modelo #2.2. La línea llena corresponde a la metalicidad de los cúmulos globulares rojos de la Vía Láctea, la línea punteada al mejor ajuste de los datos, las líneas de trazos al intervalo de confianza de 3σ del ajuste, a y b a la pendiente y ordenada al origen del mismo respectivamente; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

discrepancia con las observaciones no puede eliminarse modificando el valor del coeficiente α de la ecuación 6.3, ya que se requeriría una variación en el orden de magnitud del mismo. Es interesante notar que en este modelo, al igual que en el #1, la frecuencia específica tampoco correlaciona con la luminosidad del GLO. La conclusión del análisis es, nuevamente, que este modelo no describe poblaciones estelares similares a las de los cúmulos globulares.

6.3 Fenómenos de formación estelar intensa III

La imposibilidad de seleccionar poblaciones estelares con las propiedades de las de los cúmulos globulares a partir de la tasa de formación estelar únicamente, llevó a la búsqueda de un parámetro diferente para representar los FFEI. Un razonamiento sencillo sugiere que

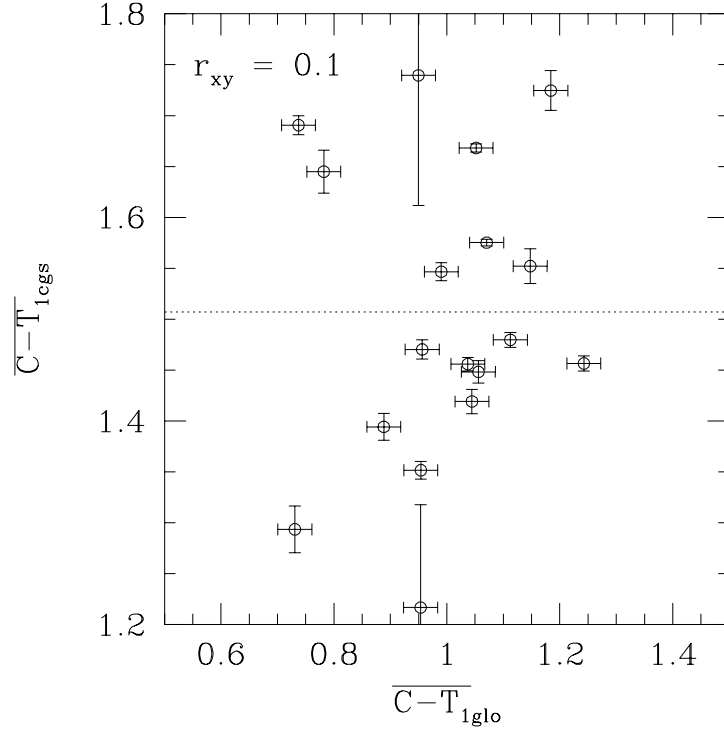


Figura 6.14: Relación entre los valores medios de los colores de los CGS y los GLO para el modelo #2.2. La línea punteada corresponde al promedio de los colores medios de los CGS de todos los GLO; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

el problema en el uso de la tasa de formación estelar consiste en que la misma aumenta con la masa de la galaxia. En dos galaxias de igual tipo de Hubble pero distinta masa, la más masiva tendrá mayor tasa de formación estelar. Así, las altas tasas de formación estelar mezclarían formación estelar intensa con formación estelar pasiva en las subestructuras mayores del árbol de fusiones, haciendo poco útiles los criterios establecidos para los modelos #1 y #2. Con el fin de superar esta dificultad se decidió utilizar, como trazador de la formación estelar intensa, la tasa específica de conversión de gas en estrellas en cada subestructura del árbol de fusiones,

$$sfr_{sub}(t) = \frac{SFR_{sub}(t)}{M_{gas,sub}(t)} \quad (6.12)$$

donde $M_{gas,sub}(t)$ es la masa total de gas disponible en la correspondiente subestructura en el instante t . La variable definida por 6.12 es proporcional a la tasa global de formación estelar

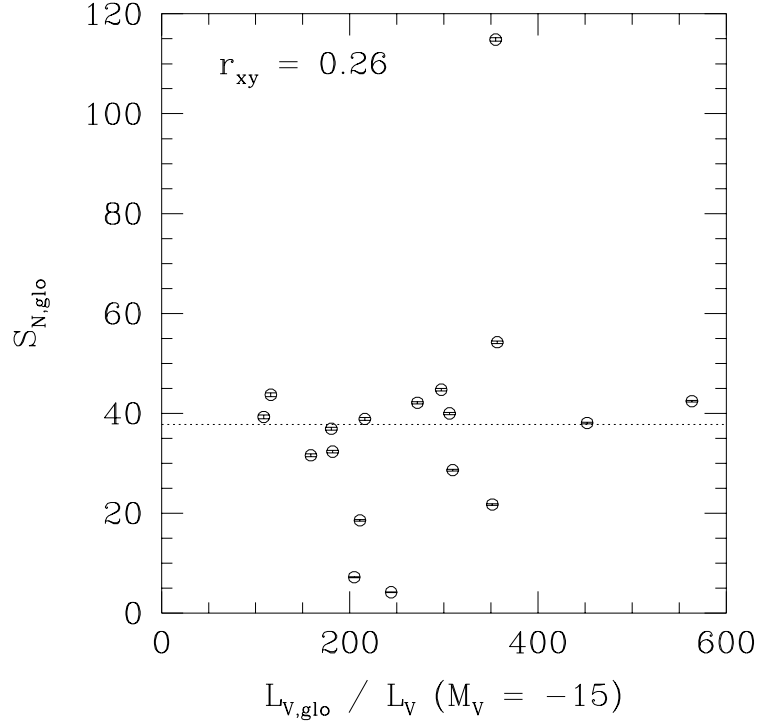


Figura 6.15: Relación entre las frecuencias específicas de los CGS y la luminosidad de los GLO para el modelo #2.2. La línea punteada corresponde al promedio de las frecuencias específicas de los CGS de todos los GLO; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

de la subestructura, por lo cual sus valores superiores deberían correlacionar con los FFEI, de acuerdo a lo expuesto en las secciones 6.1 y 6.2. La proporcionalidad inversa con la masa de gas disponible en cada instante elimina esencialmente la dependencia con la masa de la subestructura en cuestión. Dado que la tasa específica de conversión de gas en estrellas es proporcional a la eficiencia global media de formación estelar ϵ_{sub} de la subestructura en un intervalo de integración Δt ,

$$\epsilon_{sub}(t) = sfr_{sub}(t)\Delta t, \quad (6.13)$$

y que en general en la literatura se suele utilizar esta última, se utilizó consecuentemente ϵ_{sub} en lugar de sfr_{sub} ¹.

¹Para simplificar, se utilizará en adelante el término *eficiencia global de formación estelar* para llamar a ϵ_{sub} , sobreentendiendo que se trata del valor medio en un intervalo de integración de las simulaciones.

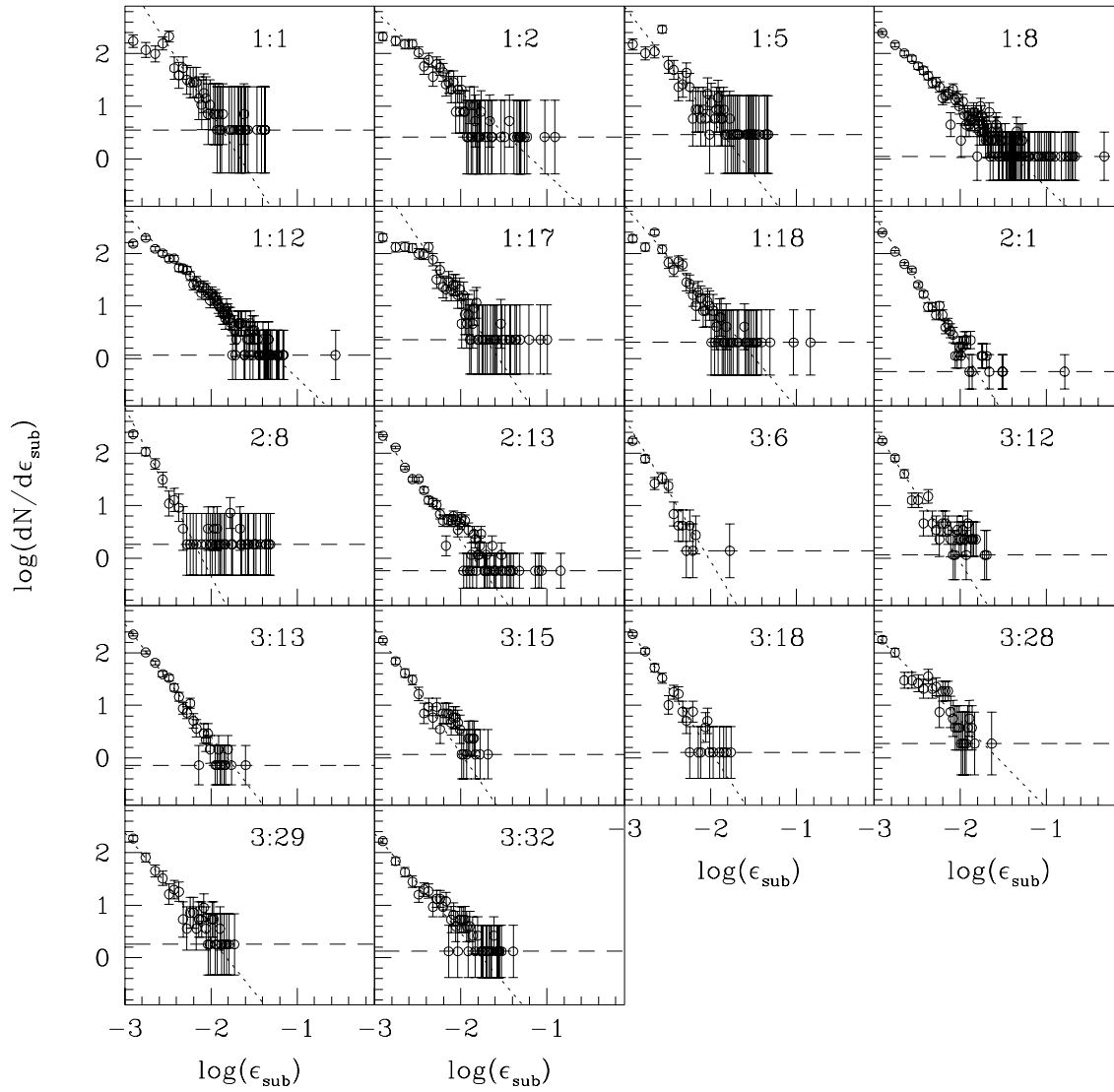


Figura 6.16: Distribución de los valores de la eficiencia global de formación estelar de las subestructuras que forman el árbol de fusiones de cada GLO. En la parte superior de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde. La línea punteada representa un ajuste a la parte lineal del gráfico. La línea de trazos corresponde al valor de $\log(dN/d\epsilon_{sub})$ para $\epsilon_{sub} > \epsilon_{u,glo}$. La intersección de ambas líneas constituye una estimación de $\epsilon_{u,glo}$.

Sim	GLO	$\epsilon_{u,glo} (10^{-2})$	Sim	GLO	$\epsilon_{u,glo} (10^{-2})$	Sim	GLO	$\epsilon_{u,glo} (10^{-2})$
1	1	1.34 ± 0.31	1	18	2.27 ± 0.52	3	13	1.79 ± 0.41
1	2	3.55 ± 0.82	2	1	1.55 ± 0.36	3	15	1.02 ± 0.23
1	5	1.40 ± 0.32	2	8	0.65 ± 0.15	3	18	1.02 ± 0.23
1	8	4.18 ± 0.96	2	13	1.82 ± 0.42	3	28	1.85 ± 0.43
1	12	5.26 ± 1.21	3	6	0.85 ± 0.19	3	29	1.13 ± 0.36
1	17	1.96 ± 0.45	3	12	0.88 ± 0.20	3	32	1.52 ± 0.35

Tabla 6.1: Eficiencia umbral para la formación estelar intensa. 1,4,7. Simulación; 2,5,8. GLO; 3,6,9. Eficiencia umbral del GLO.

Las distribuciones $dN/d\epsilon_{sub}$ de los valores de la eficiencia global de formación estelar de las subestructuras de los distintos GLO se presentan en la figura 6.16. La misma muestra, en todos los casos, distribuciones suaves con un quiebre abrupto en un cierto valor, $\epsilon_{u,glo}$, más allá del cual se vuelven prácticamente constantes. La interpretación que se dio a este hecho es la siguiente. Los valores bajos de ϵ_{sub} corresponden a la formación estelar pasiva en un GLO, ya que están asociados con bajas tasas de formación estelar. Su distribución es suave y aproximadamente potencial. De acuerdo a esta distribución, los valores superiores a $\epsilon_{u,glo}$ tendrían probabilidades muy bajas de ocurrir, tanto más bajas cuanto mayores sean los mismos. El quiebre implica que estos valores de ϵ_{sub} ocurren con más frecuencia de la que correspondería a la formación estelar pasiva, lo cual sugiere la existencia de un segundo modo de formación estelar que produce estas altas eficiencias. Este modo de alta eficiencia se asoció con la formación estelar intensa por estar relacionado con altas tasas de formación estelar. Esta separación permite definir mejor el término *formación estelar intensa* como *aquella que ocurre con una alta eficiencia de transformación de gas en estrellas*. Operacionalmente *alta eficiencia* significa, en este contexto, aquella que supera el valor $\epsilon_{u,glo}$ para el cual la distribución $dN/d\epsilon_{sub}$ tiene un quiebre abrupto.

El valor de $\epsilon_{u,glo}$ se estimó para cada GLO realizando un ajuste lineal de los datos de $\log(dN/d\epsilon_{sub})$ en función de $\log(\epsilon_{sub})$ para bajas eficiencias. Se tomó como estimador de $\epsilon_{u,glo}$ a la abscisa del punto en que este ajuste corta al valor que toma $\log(dN/d\epsilon_{sub})$ en su parte constante. Los valores de $\epsilon_{u,glo}$ obtenidos para cada GLO se presentan en la tabla 6.1, mientras que la figura 6.17 muestra su variación con la masa total, la masa bariónica, la luminosidad y el color del GLO. En ella puede verse que la eficiencia umbral no presenta dependencia con ninguna de estas variables.

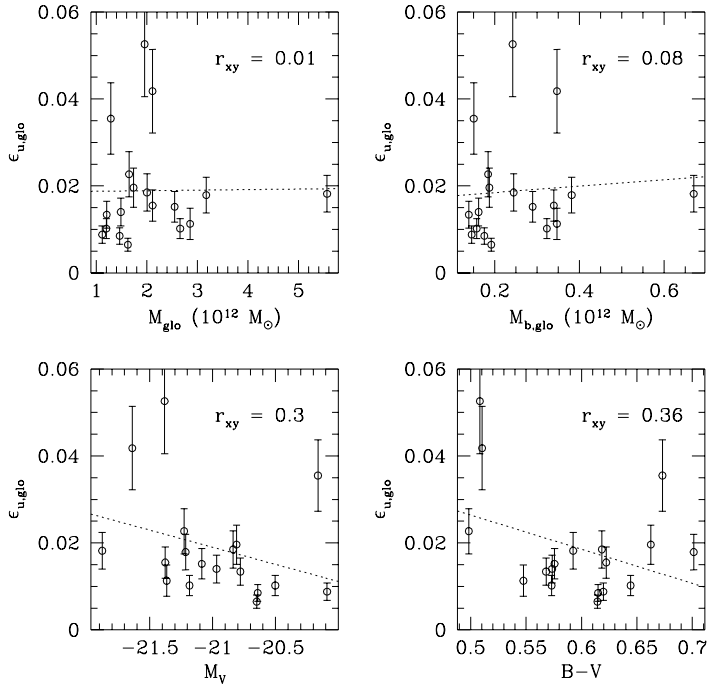


Figura 6.17: Variación de la eficiencia umbral con la masa virial, la masa bariónica dentro del radio virial, la magnitud visual absoluta y el color del GLO. Las líneas punteadas corresponden a ajustes lineales de las variables; r_{xy} es el coeficiente de correlación de las mismas.

La selección de los episodios de formación estelar se realizó, por consiguiente, determinando la eficiencia global de formación estelar $\epsilon_{sub,i}$ en el instante y la subestructura en que ocurre cada episodio de formación estelar i , a partir de

$$\epsilon_{sub,i} = \frac{SFR t_j \Delta t}{M_{gas,sub}(t_{j-1})}, \quad (6.14)$$

donde t_j es el paso de integración en que ocurre el episodio de formación estelar i . La condición

$$\epsilon_{sub,i} > \epsilon_{u,glo}, \quad (6.15)$$

donde $\epsilon_{u,glo}$ es el valor umbral de la eficiencia global de formación estelar del GLO correspondiente a la subestructura en cuestión, determina qué episodios ocurren a través de la formación estelar intensa. De este modo se implementó un nuevo modelo (#3) para la formación de cúmulos globulares en FFEI.

La construcción de los sistemas de cúmulos globulares para este modelo se llevó a cabo siguiendo el procedimiento discutido en la construcción de los modelos anteriores (ver sección 6.1). Se calcularon la masa total y número de CGS formados en cada episodio seleccionado usando las ecuaciones 6.3 y 6.5 respectivamente, y se determinaron sus metalicidades y edades como las de la población estelar generada en dicho episodio. Con ellos se calcularon los colores de los CGS, se construyeron las distribuciones de edades, metalicidades y colores, y se hallaron sus valores medios. Las distribuciones mencionadas para este modelo se presentan en las figuras 6.18, 6.19 y 6.20, y la relación de sus valores medios con las propiedades de los GLO en las figuras 6.21, 6.22 y 6.23. Las frecuencias específicas de los GLO en función de sus luminosidades se muestra en la figura 6.24.

El análisis de estos resultados muestra que el modelo #3 es distinto a los anteriores. Las edades de los CGS obtenidos con este modelo constituyen la mayor diferencia con ellos. Las distribuciones de edades se presentan ahora como una serie de picos discretos, con edades $\tau > 9$ Gyr en 13 de los 18 GLO. En los restantes 5 casos aparecen GCS a edades de entre 2 y 9 Gyr, que podrían representar cúmulos globulares de edad intermedia (en el resto de esta sección se distinguirá a estos CGS llamándolos CEI, por *cúmulos de edad intermedia*). Las edades medias de los CGS son similares a las de los cúmulos globulares galácticos (figura 6.21); el promedio de las mismas para los 18 GLO analizados es $\langle \tau \rangle_{cgs} = 10.73 \pm 0.01$ Gyr si se consideran todos los CGS, y $\langle \tau \rangle_{cgc} = 11.06 \pm 0.01$ Gyr si se excluyen los CEI. En

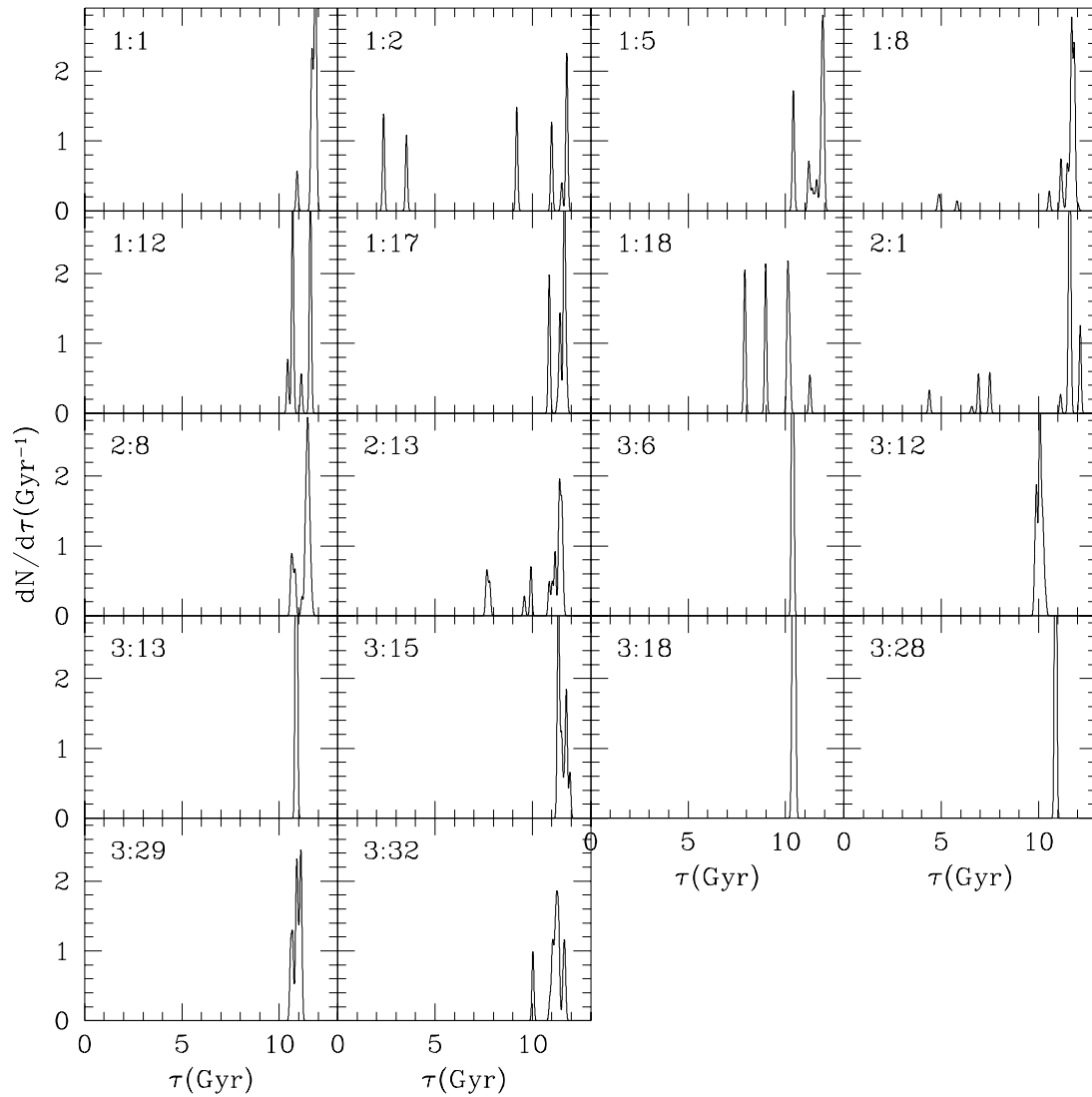


Figura 6.18: Distribución de edades de los CGS para el modelo #3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

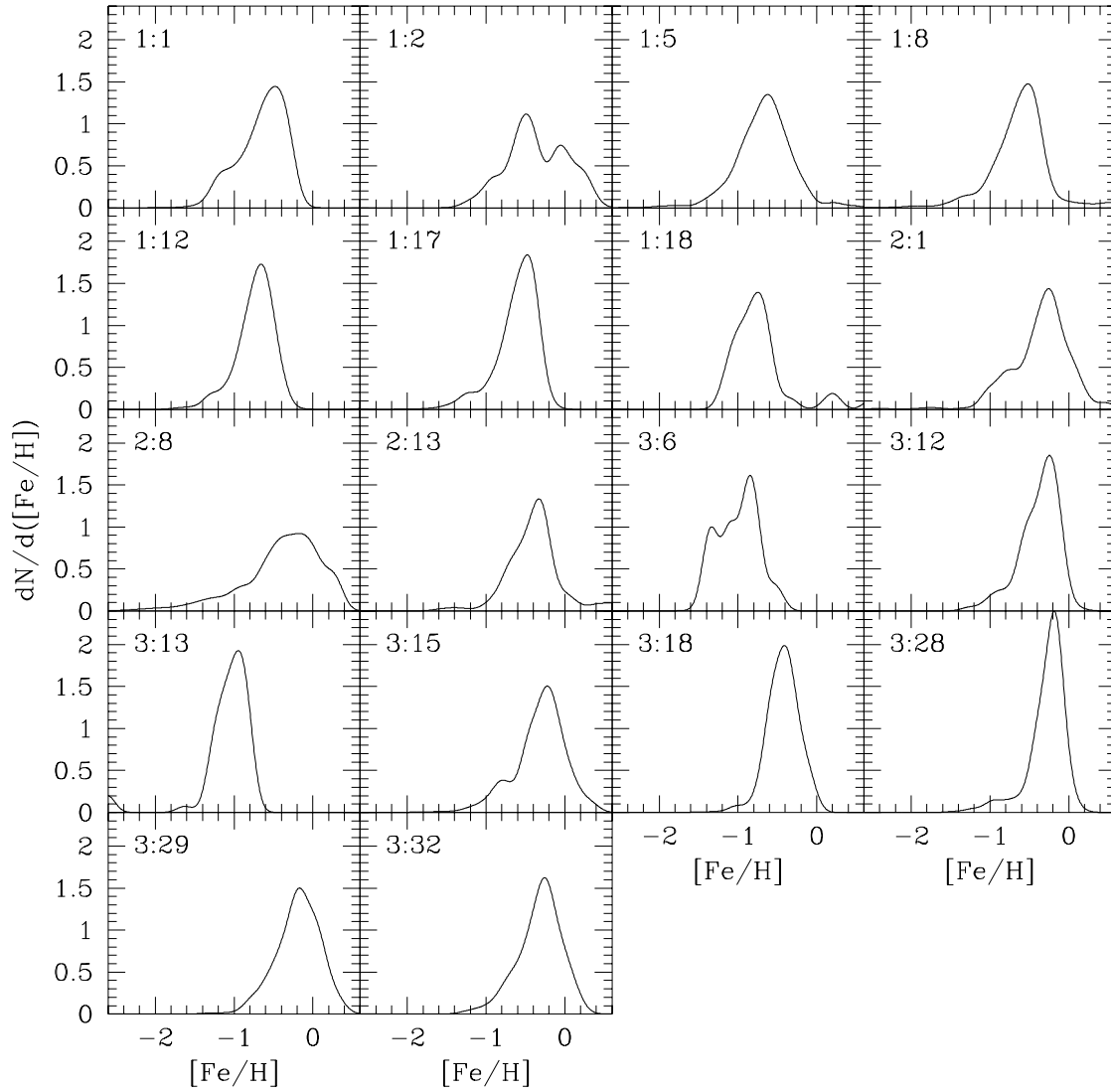


Figura 6.19: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

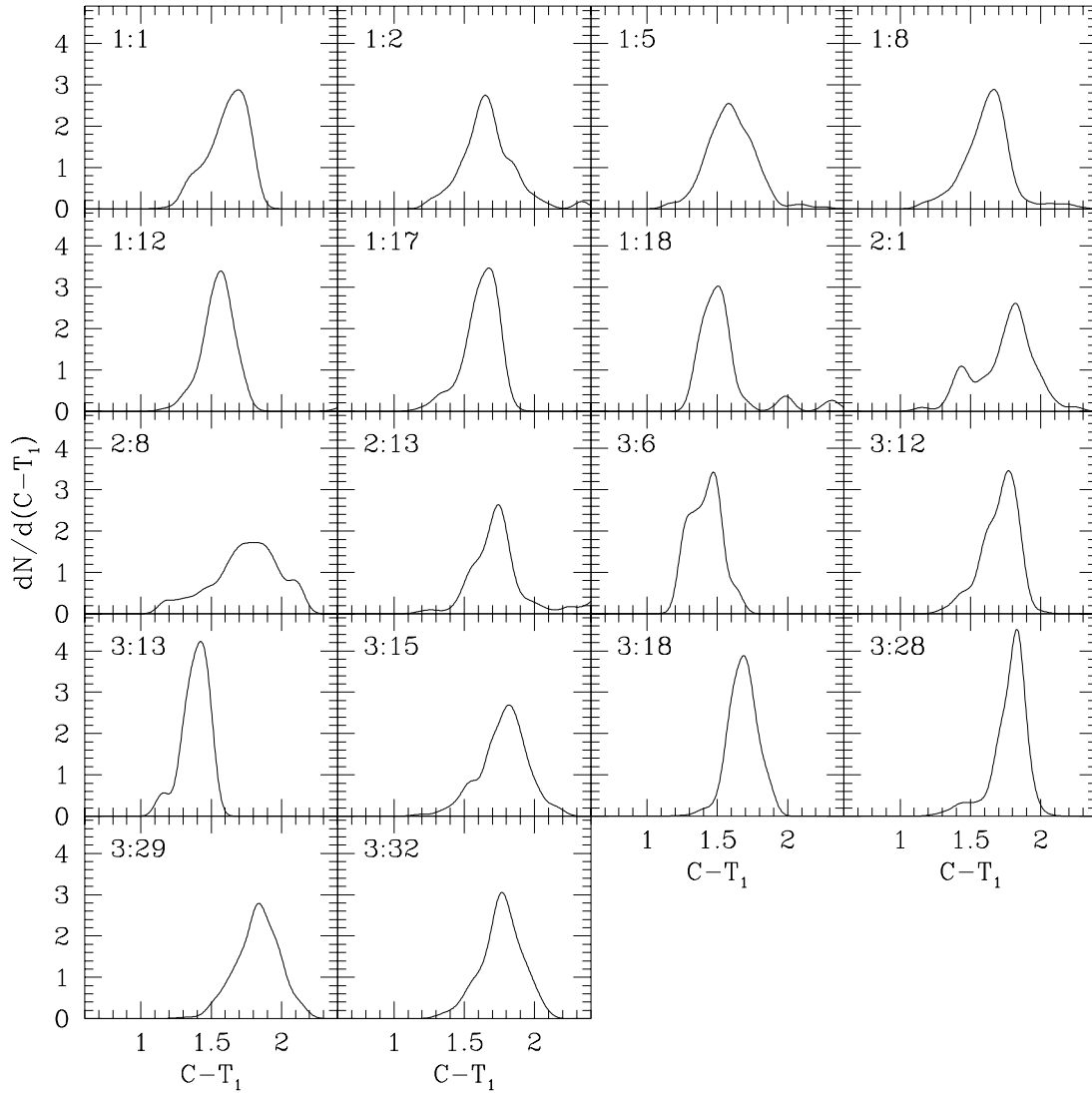


Figura 6.20: Distribución de colores de los CGS para el modelo #3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

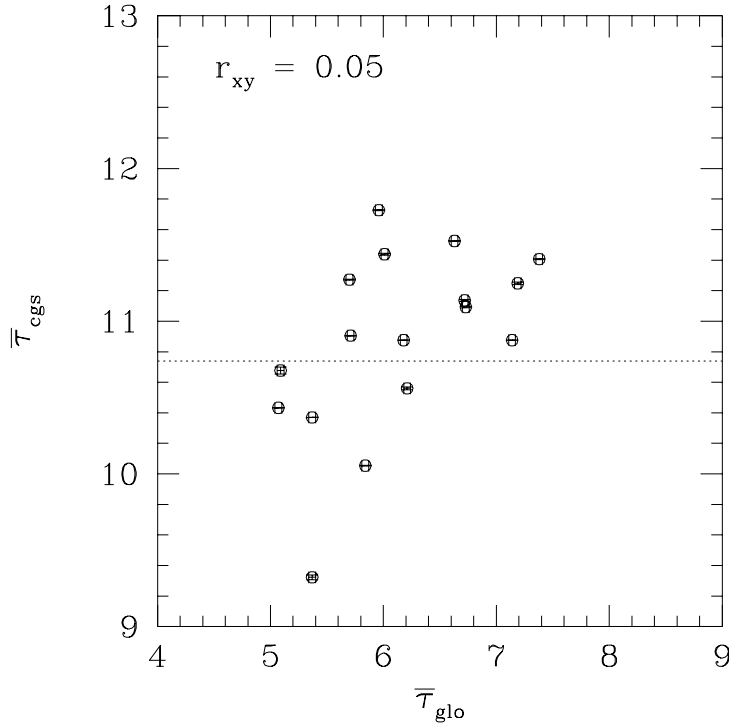


Figura 6.21: Relación entre los valores medios de las edades de los CGS y los GLO para el modelo #3. La línea punteada corresponde al promedio de los datos; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

ambos casos se halla un mejor acuerdo con el valor de 12-13 Gyr que se acepta para los cúmulos globulares galácticos, si se considera que las edades absolutas de los CGS dependen levemente del modelo cosmológico considerado. Es importante notar que las edades medias de los CGS no correlacionan con las de los GLO.

Las distribuciones de metalicidad presentan indicios de cierta estructura, a pesar de que no son claramente bimodales, excepto en un caso (GLO 2 de la simulación 1). En este caso dicha distribución presenta dos máximos bien definidos, uno de ellos prácticamente en el valor de la metalicidad solar. Es en este GLO en que se encuentra además la mayor cantidad de CEI. La remoción de estos últimos elimina prácticamente en este GLO el pico de metalicidad solar, en el resto de los GLO que contienen CEI, el cambio es pequeño y no afecta esencialmente a la distribución de metalicidades (figura 6.25). Las metalicidades medias de los CGS son elevadas, y no correlacionan con las de los GLO. El promedio de las

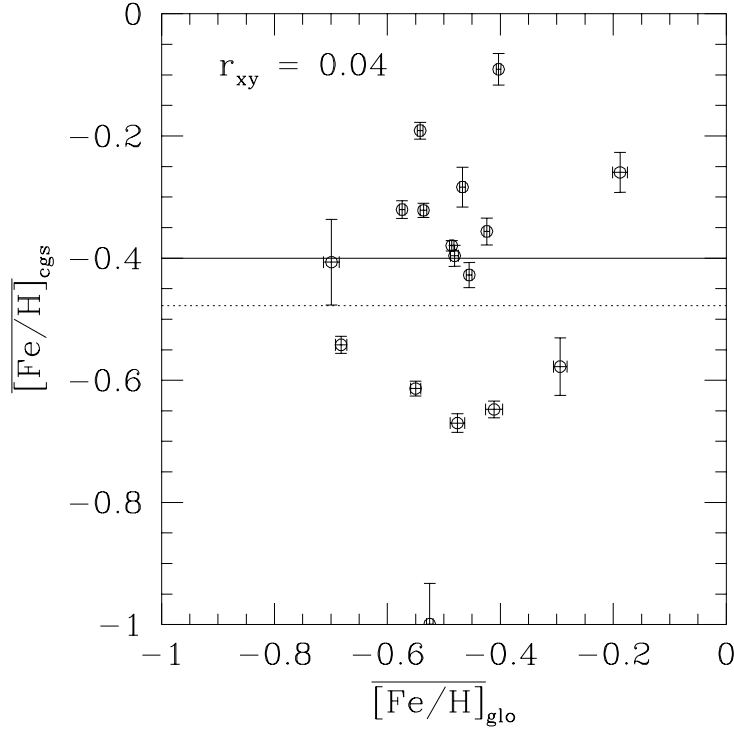


Figura 6.22: Relación entre los valores medios de las metalicidades de los CGS y los GLO para el modelo #3. La línea llena corresponde a la metalicidad de los cúmulos globulares rojos de la Vía Láctea, la línea punteada al promedio de los datos; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

mismas es $\langle [Fe/H] \rangle_{cgs} = -0.48 \pm 0.04$ o, eliminando los CEI, $\langle [Fe/H] \rangle_{cgs} = -0.53 \pm 0.04$. Ambos valores se encuentran en muy buen acuerdo con el de la metalicidad media de los cúmulos rojos de la Vía Láctea $\overline{[Fe/H]}_{r,VL} = -0.4 \pm 0.1$.

Las distribuciones de colores también se presentan unimodales, con algunos indicios de estructura y medias similares al color medio de los cúmulos rojos de la Galaxia, sin correlación con los colores de los GLO. El efecto de remover los CEI es menos pronunciado en estas distribuciones, pero es consistente con lo mencionado acerca de la metalicidad y edad de los CGS. El promedio de los valores medios de las distribuciones de color es $\langle C - T_1 \rangle_{cgs} = 1.60 \pm 0.02$ si se consideran todos los CGS, y $\langle C - T_1 \rangle_{cgs} = 1.66 \pm 0.02$ si se eliminan los CEI.

El número de CGS obtenidos es menor al de los modelos anteriores, $\langle S_N \rangle = 12 \pm 2$ considerando todos los CGS, y $\langle S_N \rangle = 11 \pm 2$ sin los CEI. Estas frecuencias específicas aún son altas, pero un cambio pequeño en el valor de α en la ecuación 6.3 podría llevarlas a valores

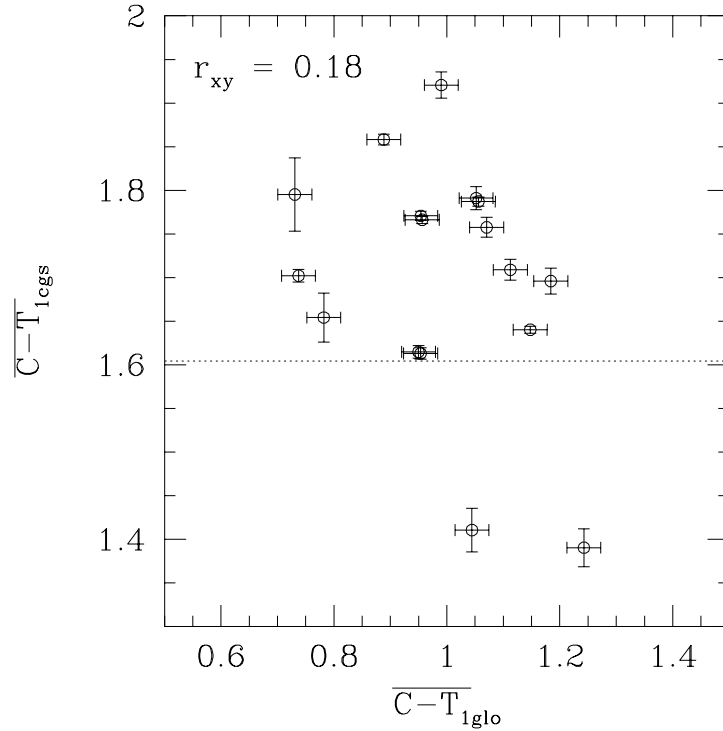


Figura 6.23: Relación entre los valores medios de los colores de los CGS y los GLO para el modelo #3. La línea punteada corresponde al promedio de los colores medios de los CGS de todos los GLO; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

en concordancia con las observaciones. El hecho de que no correlacionen con la luminosidad del GLO está de acuerdo con lo observado en los sistemas de cúmulos globulares.

De este análisis es posible concluir que los resultados de este modelo describen poblaciones estelares con edades consistentes con las de los cúmulos globulares, metalicidades similares a las de los cúmulos rojos de las galaxias y frecuencias específicas independientes de la luminosidad de los GLO. Sin embargo, las poblaciones de CGS que genera son levemente más numerosas que las reales, y no hay indicios en el modelo de una población de cúmulos globulares similares a los cúmulos azules de las galaxias; estos son los puntos más importantes que este modelo deja sin respuesta.

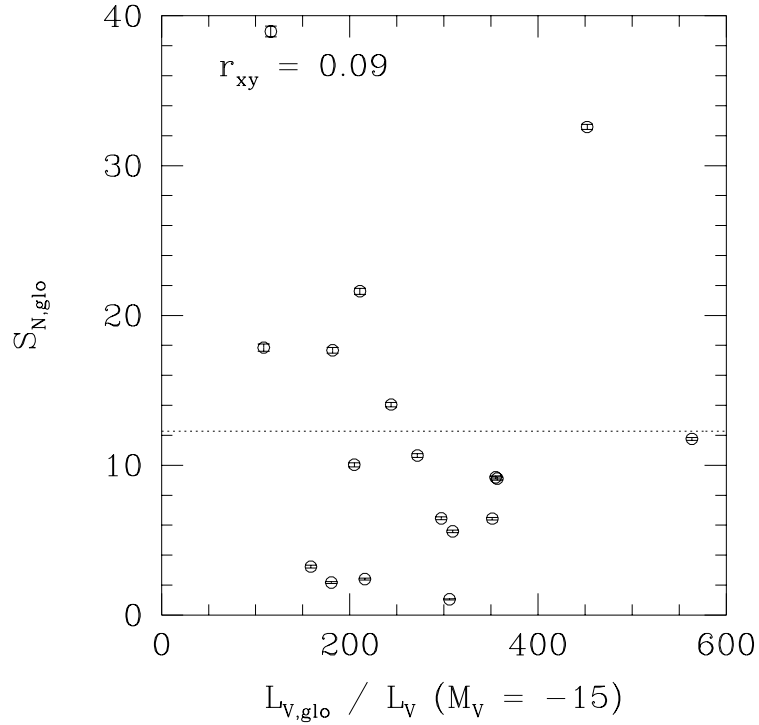


Figura 6.24: Relación entre las frecuencias específicas de los CGS y la luminosidad de los GLO para el modelo #3. La línea punteada corresponde al promedio de las frecuencias específicas de los CGS de todos los GLO; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

6.4 Supernovas

El éxito parcial del modelo #3 al reproducir las propiedades de una de las poblaciones de cúmulos globulares sugiere seguir la misma línea de investigación, combinando el resto de las hipótesis con las de este modelo. La inexistencia de CGS de baja metalicidad en dicho modelo es uno de los problemas del mismo. La causa de dicha falencia se buscó analizando el comportamiento de la metalicidad de las poblaciones generadas en los distintos episodios de formación estelar, y su relación con la eficiencia global de formación estelar de cada subestructura que conforma el árbol de fusiones de cada GLO. La figura 6.26 muestra lo que ocurre en el colapso de una subestructura típica. La tasa global de formación estelar aumenta desde cero hasta un máximo (indicado por la línea punteada en la figura 6.26), y luego decae hasta que el colapso termina (línea llena en la figura 6.26). La eficiencia de

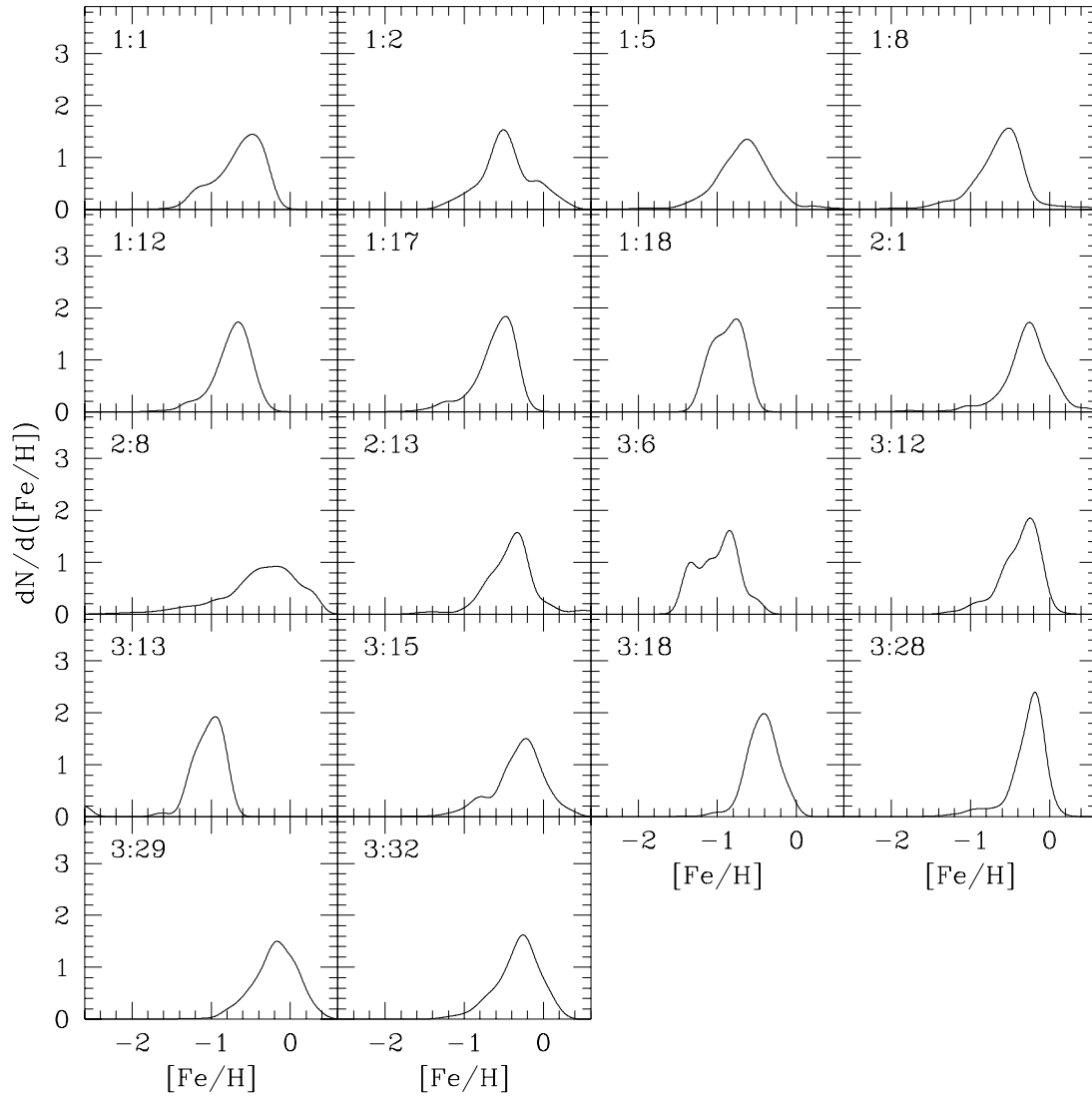


Figura 6.25: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #3, eliminando los CEI de la muestra.

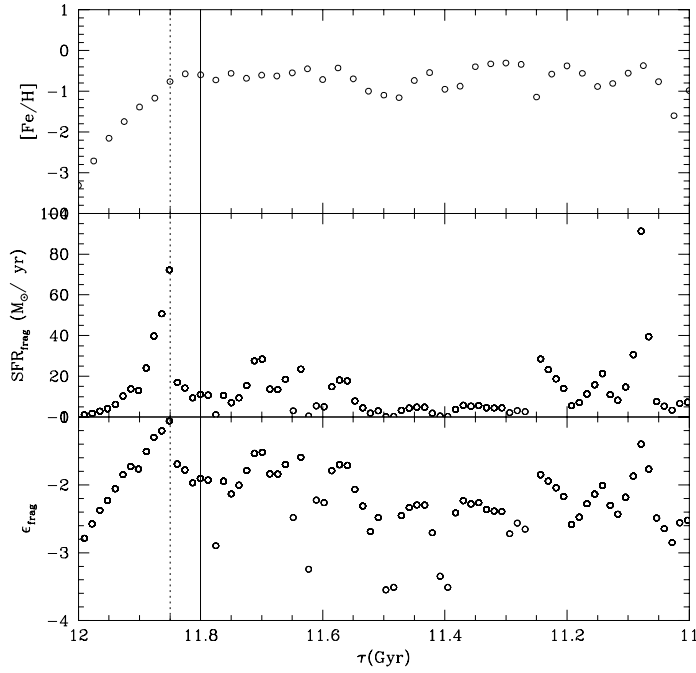


Figura 6.26: Crecimiento de la metalicidad media de una subestructura de un GLO durante su colapso. Nótese que la metalicidad media de la subestructura crece desde $[Fe/H] \simeq -4$ hasta $[Fe/H] \simeq -0.5$ prácticamente en 0.2 Gyr, y luego se mantiene en este valor. La línea punteada corresponde al máximo de la tasa de formación estelar en el colapso, y la línea llena al fin de dicho evento.

formación estelar sigue el comportamiento de la tasa de formación estelar. La metalicidad media de la subestructura crece rápidamente, desde $[Fe/H] \simeq -4$ hasta $[Fe/H] \simeq -0.5$ en apenas 0.2 Gyr, y luego se estabiliza en ese valor. El pico de formación estelar se alcanza cuando la metalicidad ya ha crecido al valor en que se estabiliza, por lo cual la mayor parte de la masa estelar tiene alta metalicidad. Dado que los modelos determinan la masa y el número de CGS proporcionalmente a la masa estelar total de las poblaciones generadas en cada episodio de formación estelar, lo anterior implica que la mayoría de los CGS tendrá altas metalicidades.

Existen dos caminos distintos para intentar una solución de este problema manteniendo la hipótesis fundamental del modelo #3, que los cúmulos globulares se forman durante FFEI, descritos por una alta eficiencia global de formación estelar. El primero consiste en

suponer que, si bien la física implementada en las simulaciones es suficiente para describir las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares, los parámetros libres de las mismas no son los ideales. Si se modificara el valor de la eficiencia de formación estelar en la ley de Schmidt (ecuación 4.14), la relación de las tasas de SNI a SNII, o el tiempo de vida de los progenitores de las SNIa, sería quizás posible hallar casos en los que la metalicidad no creciera tan rápidamente, de modo que se formaría una mayor cantidad de CGS de menor metalicidad. Esta posibilidad no se investigó debido a que los valores de los parámetros utilizados en las simulaciones analizadas están optimizados para lograr el mejor acuerdo posible con las propiedades químicas medias de las galaxias, de modo que una variación de los mismos implicaría la revisión completa de la relación entre los GLO y las galaxias, lo cual está fuera del objetivo del presente trabajo.

El segundo camino es considerar la posibilidad de que las simulaciones omitan algún proceso físico relevante para el origen de la existencia de dos poblaciones de cúmulos globulares. Como se mencionó en el capítulo 4, uno de los procesos más importantes no considerados es la inyección de energía al medio interestelar por parte de las supernovas. Este proceso podría inhibir la formación estelar en la parte final del colapso, disminuyendo la metalicidad media alcanzada por la subestructura y desplazando el máximo de formación estelar hacia el inicio del colapso. Ambos cambios generarían una mayor masa de estrellas de baja abundancia de elementos pesados. Dicho proceso no ha podido ser implementado consistentemente aún en simulaciones numéricas, por lo cual la única forma de incluirlo es parametrizarlo en función de los resultados de las mismas.

Se investigó entonces una manera sencilla de representar este proceso específicamente en lo que hace a su relación con el origen de los cúmulos globulares, usando los mismos resultados de las simulaciones. Para ello se construyó un nuevo modelo (#4) igual al anterior (#3), con la restricción adicional de considerar solamente para la formación de CGS aquellos episodios de formación estelar que, además de cumplir con las hipótesis del modelo #3, ocurren en un instante en que

$$\frac{d\epsilon_{sub}(t)}{dt} > 0 \tag{6.16}$$

para la subestructura en que ocurre dicho episodio. La idea detrás de esta restricción consiste en que, en el máximo de eficiencia la inyección de energía por unidad de masa al medio interestelar sería también máxima, deteniendo la formación de sistemas fuertemente ligados (*in extenso* cúmulos globulares) durante ese brote de formación estelar en la subestructura.

El resto del proceso de construcción de los sistemas de CGS en este modelo es igual al del modelo #3.

Los resultados del modelo #4 son prácticamente idénticos a los del modelo #3, por lo que no se discutirán aquí. Por completitud, los mismos se encuentran en el apéndice A. Se deduce de esto que esta forma de encarar el problema de la inyección de energía al medio interestelar por parte de las supernovas no representa la realidad física, o bien que dicho proceso no es relevante para la separación de las dos poblaciones de cúmulos globulares. En cualquiera de ambos casos, no es posible desarrollar más allá este modelo hasta tanto las simulaciones no implementen la inyección de energía al medio interestelar por parte de las supernovas en forma consistente con el resto de los procesos físicos simulados.

6.5 Nubes moleculares supergigantes

La hipótesis de la formación de cúmulos globulares en FFEI permitió reproducir, en el modelo #3, las propiedades de los cúmulos globulares de alta metalicidad. Sin embargo, en los resultados de dicho modelo no se encuentran poblaciones estelares similares a las de los cúmulos de baja metalicidad. Suponiendo que los cúmulos azules no están representados porque esta hipótesis no alcanza para describir, por sí sola, el mecanismo de formación de cúmulos globulares, se investigó una nueva serie de modelos agregando al modelo #3 la hipótesis de que los cúmulos globulares se originan en nubes moleculares supergigantes.

De acuerdo a lo expresado al comienzo del presente capítulo, las propiedades de las hipotéticas nubes moleculares supergigantes que habrían originado los cúmulos globulares no están bien determinadas. Se supone que ellas habrían tenido masas del orden de $10^8 - 10^9 M_{\odot}$, y tamaños del orden de los kiloparsecs (Harris & Pudritz 1994). La representación de estos objetos en las simulaciones presenta varias dificultades. La primera de ellas es el valor de sus masas, similares a las de las partículas de las simulaciones. La identificación de una nube supergigante con una partícula generaría problemas de diversa índole. En primer lugar, introduciría un corte artificial en la masa de las nubes, ya que las partículas no pueden representar masas mayores a $m_p = 2.64 \times 10^8 M_{\odot}$. Además, la resolución espacial de las simulaciones no es suficiente para describir estas nubes individualmente. Finalmente, el acoplamiento dinámico del gas y las estrellas de una partícula podría introducir artificios numéricos que invalidarían cualquier análisis realizado identificando una partícula con un objeto específico, tal como una nube molecular supergigante.

Se exploró entonces la posibilidad de representar estadísticamente a las nubes moleculares supergigantes a través de las partículas bariónicas con las mayores masas de gas de las simulaciones. Esto *no implica que cada partícula represente una nube de gas supermasiva*. Por el contrario, se supone que la población de nubes supermasivas (irresoluble numéricamente en sus integrantes individuales al nivel de las simulaciones) puede representarse con la población de partículas bariónicas con mayor masa de gas. Si esta representación es razonable, las propiedades estadísticas de las poblaciones estelares generadas en esas partículas deberían reproducir las propiedades de las poblaciones estelares originadas en las hipotéticas nubes moleculares supergigantes. Se construyó entonces un nuevo modelo (#5), siguiendo el mismo procedimiento utilizado para la obtención del modelo #3. Una vez seleccionados los episodios de formación estelar que ocurren en instantes de formación estelar intensa de acuerdo a la condición 6.15, se tomaron solamente aquellos que ocurren en partículas cuya masa de gas $m_{gas,i}$ es mayor a una masa umbral $m_{u,gas}$. La masa umbral se tomó como un parámetro libre, al que se dio los valores $m_{u,gas} = 0.2, 0.4, 0.6, 0.8, 0.9m_p$ en los modelos #5.1, #5.2, #5.3, #5.4 y #5.5 respectivamente. La masa y el número de CGS originados en dichos episodios se calcularon mediante las ecuaciones 6.3 y 6.5. Se asignaron las metalicidades y edades de los episodios a los CGS que se forman en ellos, y a partir de ellas se calculó el color de los mismos. Las distribuciones de edad, metalicidad y color se hallaron como se describe en la sección 6.1. Tal como en el modelo #3, se hallaron en estos modelos CEI (CGS con $\tau < 9$ Gyr) en 5 de los 18 GLO.

En primer lugar se analizó la dependencia de los resultados de estos modelos con la masa de gas umbral $m_{u,gas}$. Las figuras 6.27, 6.28 y 6.29 muestran la variación con $m_{u,gas}$ del promedio, para cada variante del modelo, de los valores medios de las distribuciones de edad, metalicidad y color de los CGS respectivamente. En ellas se incluyen también los correspondientes promedios para los CGS genuinos (es decir, eliminando los CEI de la muestra). El promedio de las edades medias de los CGS se mantiene aproximadamente constante al variar $m_{u,gas}$, disminuyendo levemente para $m_{u,gas} > 0.8m_p$ cuando se consideran los CEI, y aumentando en el caso contrario. Esto es un indicio de que los CEI tienen un peso relativamente importante en estas distribuciones para $m_{u,gas}$ altas. El promedio de las metalicidades medias de los CGS disminuye con $m_{u,gas}$, ya sea que se excluya o no a los CEI, desde $\langle [Fe/H] \rangle \simeq -0.5$ para $m_{u,gas} = 0.1$ a $\langle [Fe/H] \rangle \simeq -1$ para $m_{u,gas} = 0.9$. Consecuentemente, el color promedio de los CGS disminuye con $m_{u,gas}$ desde $\langle C - T_1 \rangle \simeq 1.6$ para $m_{u,gas} = 0.1$ a $\langle C - T_1 \rangle \simeq 1.4$ para $m_{u,gas} = 0.9$. A pesar de esta tendencia, el modelo

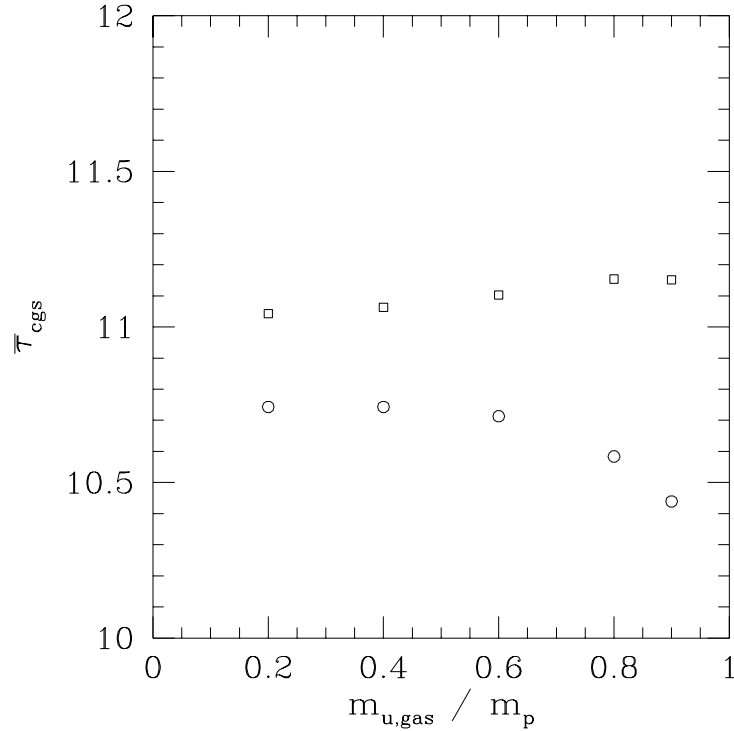


Figura 6.27: Variación con la masa de gas umbral del promedio de los valores medios de las edades de los CGS del modelo #5, incluyendo (círculos) y excluyendo (cuadrados) los CEI.

#5.5 muestra un leve incremento del color si se incluyen los CEI en la muestra, lo cual muestra otra vez el peso de los mismos en este modelo. El promedio de las frecuencias específicas de los GLO de estos modelos también presentan una dependencia con la masa de gas umbral, la cual se muestra en la figura 6.30. En ella es posible observar que la frecuencia específica promedio disminuye con $m_{u,gas}$, alcanzando valores consistentes con los observados en los sistemas de cúmulos globulares reales cuando $m_{u,gas} > 0.8$ aproximadamente.

Si ahora se compara el comportamiento de la muestra completa de CGS con el de la muestra de CGS genuinos (es decir, sin los CEI), se observa que esta última tiene edades promedio mayores a la muestra completa (lo cual es evidente de la definición de los CEI) y metalicidades promedio menores. Los colores promedio de los CGS genuinos son más rojos, lo que sugiere que el efecto de las edades sobre los colores es más importante que el de las metalicidades para los CEI. La frecuencia específica disminuye, como es de esperar, al eliminar los CEI.

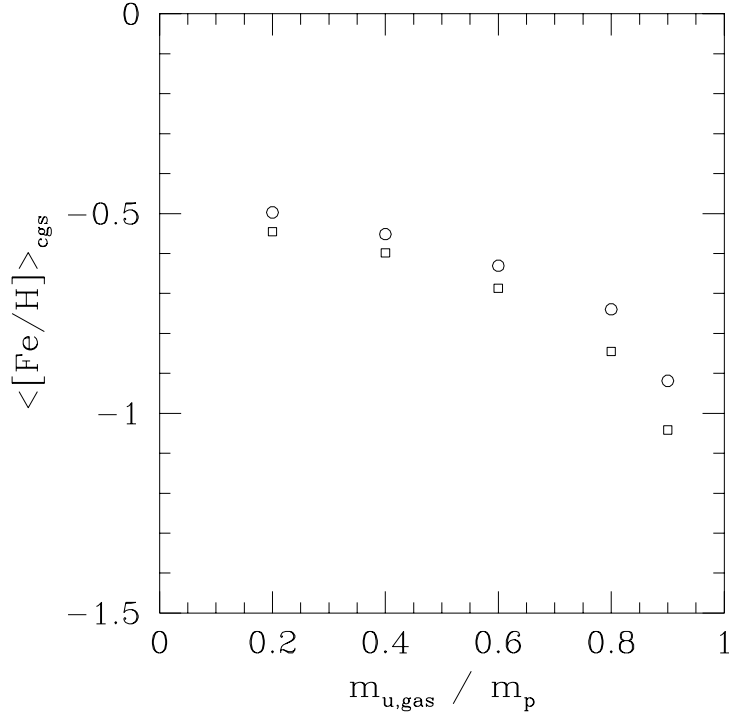


Figura 6.28: Variación con la masa de gas umbral del promedio de los valores medios de las metalicidades de los CGS del modelo #5, incluyendo (círculos) y excluyendo (cuadrados) los CEI.

Un ejemplo de las distribuciones obtenidas para los CGS en los dos casos extremos de $m_{u,gas}$ (modelos #5.1 y #5.5) se encuentra en las figuras 6.31, 6.32, 6.33, 6.34, 6.35 y 6.36 (las demás se hallan en el apéndice A). Las distribuciones de edad (figuras 6.31 y 6.34) y las edades medias (figura 6.37) son prácticamente idénticas, observándose solamente cambios menores en las alturas de los picos. Las edades medias son similares a las del modelo #3, lo cual muestra que las mismas dependen esencialmente de la distribución temporal de los FFEI, y no de la masa de gas umbral. En ninguno de los modelos se hallan correlaciones de las edades medias de los CGS con las de los GLO.

Las distribuciones de metalicidad, en cambio, presentan diferencias considerables. En el modelo #5.1 (figura 6.32) la mayoría de los CGS son de alta metalicidad, no existiendo indicios de la presencia de dos poblaciones. Las metalicidades medias de los CGS de este modelo (figura 6.38) se encuentran en el rango $-1.0 < \overline{[Fe/H]}_{cgs} < 0.1$. En este sentido, las

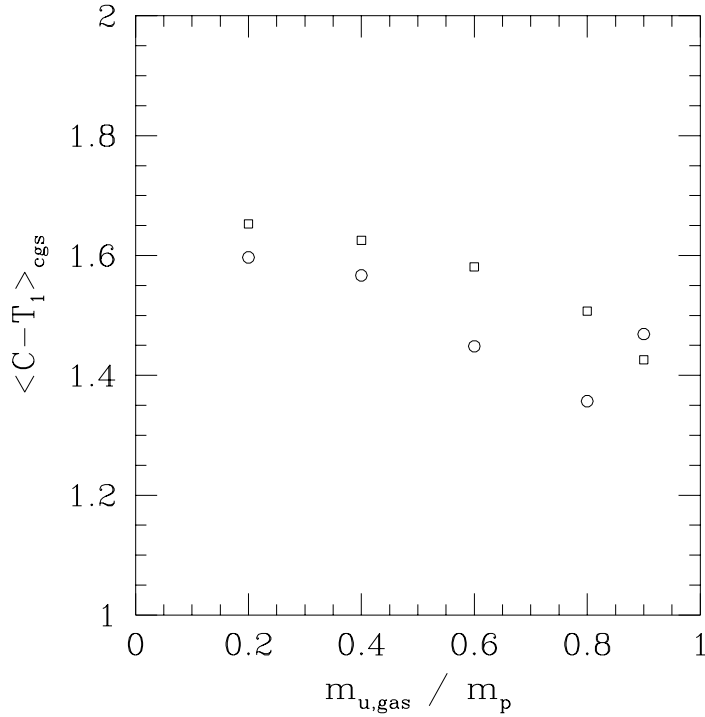


Figura 6.29: Variación con la masa de gas umbral del promedio de los valores medios de los colores de los CGS del modelo #5, incluyendo (círculos) y excluyendo (cuadrados) los CEI.

distribuciones de metalicidad del modelo #5.1 son similares a las del modelo #3. El modelo #5.5 (figura 6.35), en cambio, presenta un fracción considerable de CGS con metalicidades bajas ($[Fe/H] < -1$), y las metalicidades medias de sus CGS se hallan en el intervalo $-1.5 < \overline{[Fe/H]} < -0.5$. En ninguno de los casos hay correlaciones entre las metalicidades medias de los CGS y los GLO. Las distribuciones de metalicidad del modelo #5.5 tienen además una cierta estructura que podría deberse a la existencia de distintas poblaciones de CGS.

Las distribuciones de color (figuras 6.33 y 6.36), por otra parte, son consistentes con las de metalicidad. En el modelo #5.1 prácticamente no tienen estructura, ocurriendo lo opuesto en una alta fracción de los GLO del modelo #5.5. Los colores medios (figura 6.39) son más rojos para el modelo #5.1 que para el #5.5, en ninguno de los dos casos muestran correlación con los colores de los GLO.

La figura 6.40 presenta la frecuencia específica de cada uno de los GLO en función de

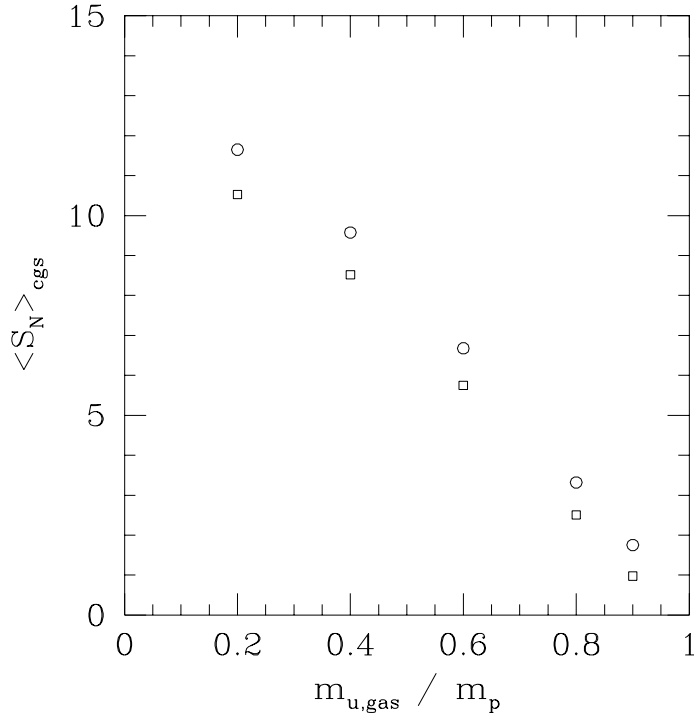


Figura 6.30: Variación con la masa de gas umbral del promedio de las frecuencias específicas de los CGS incluyendo (círculos) y excluyendo (cuadrados) los CEI.

su luminosidad para los modelos #5.1 y #5.5, no observándose en ninguno de los dos casos dependencia alguna de S_N con esta última. En el modelo #5.5, la mayoría de los GLO tienen frecuencias específicas con valores menores a $S_N \simeq 2$, consistentes con las observaciones, aunque existen dos casos con frecuencias específicas mucho mayores.

Si se consideran ahora solamente los CGS genuinos en el modelo #5.5 (es decir, se eliminan los CEI, figuras 6.41 y 6.42), parte de la estructura presente en la distribución de metalicidades alrededor de la metalicidad solar desaparece; lo mismo ocurre con parte de la estructura presente en el extremo rojo de la distribución de colores. Las metalicidades medias de los CGS disminuyen, lo que muestra que los CEI representan poblaciones de alta metalicidad, y los colores medios se vuelven más azules. Las distribuciones de metalicidad y color, sin embargo, conservan esencialmente la estructura descripta. Las frecuencias específicas de los sistemas de CGS disminuyen obviamente al eliminar los CEI. En particular, los GLO de alta frecuencia específica pasan a tener S_N similares a las de los demás.

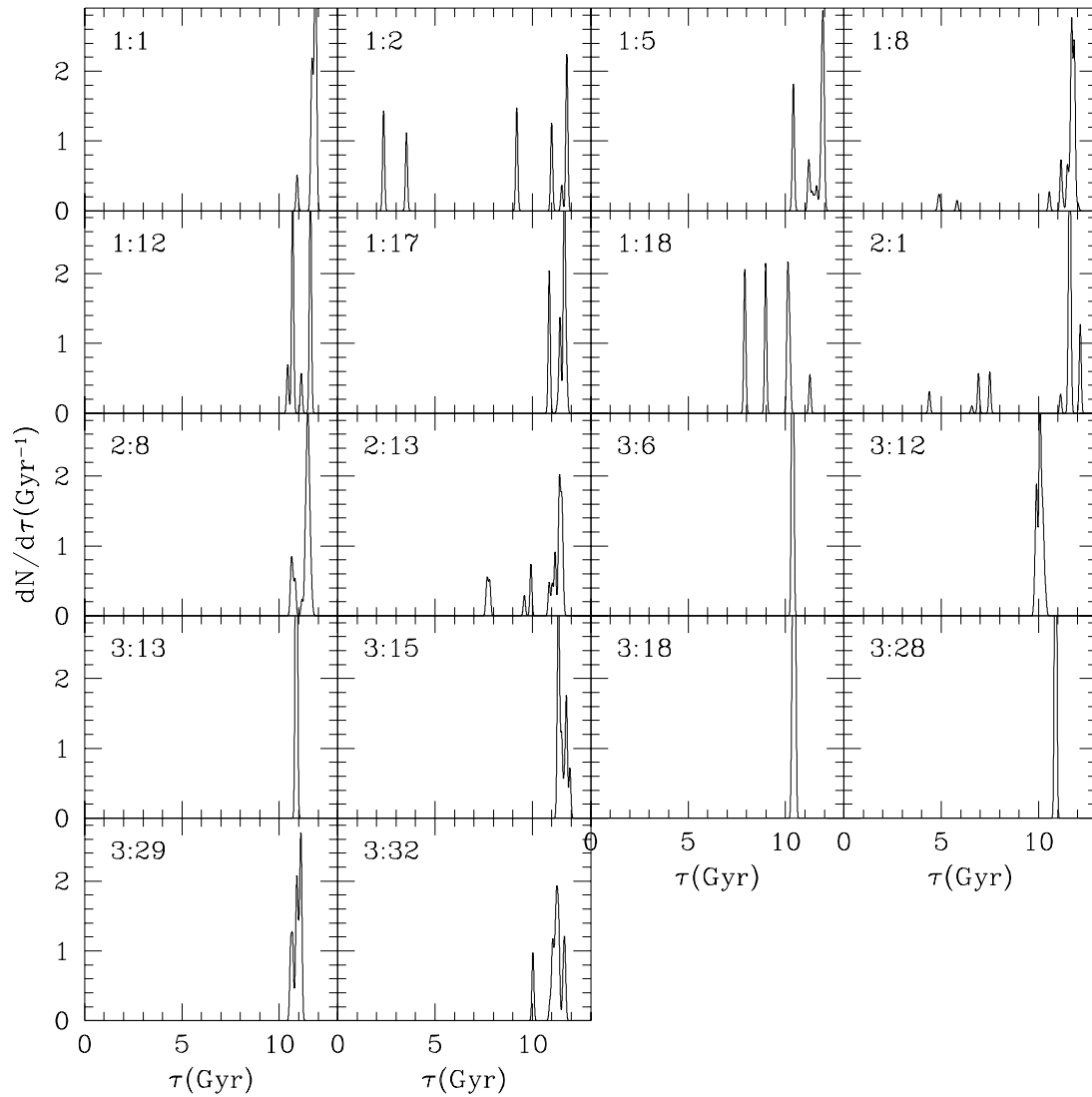


Figura 6.31: Distribución de edades de los CGS para el modelo #5.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

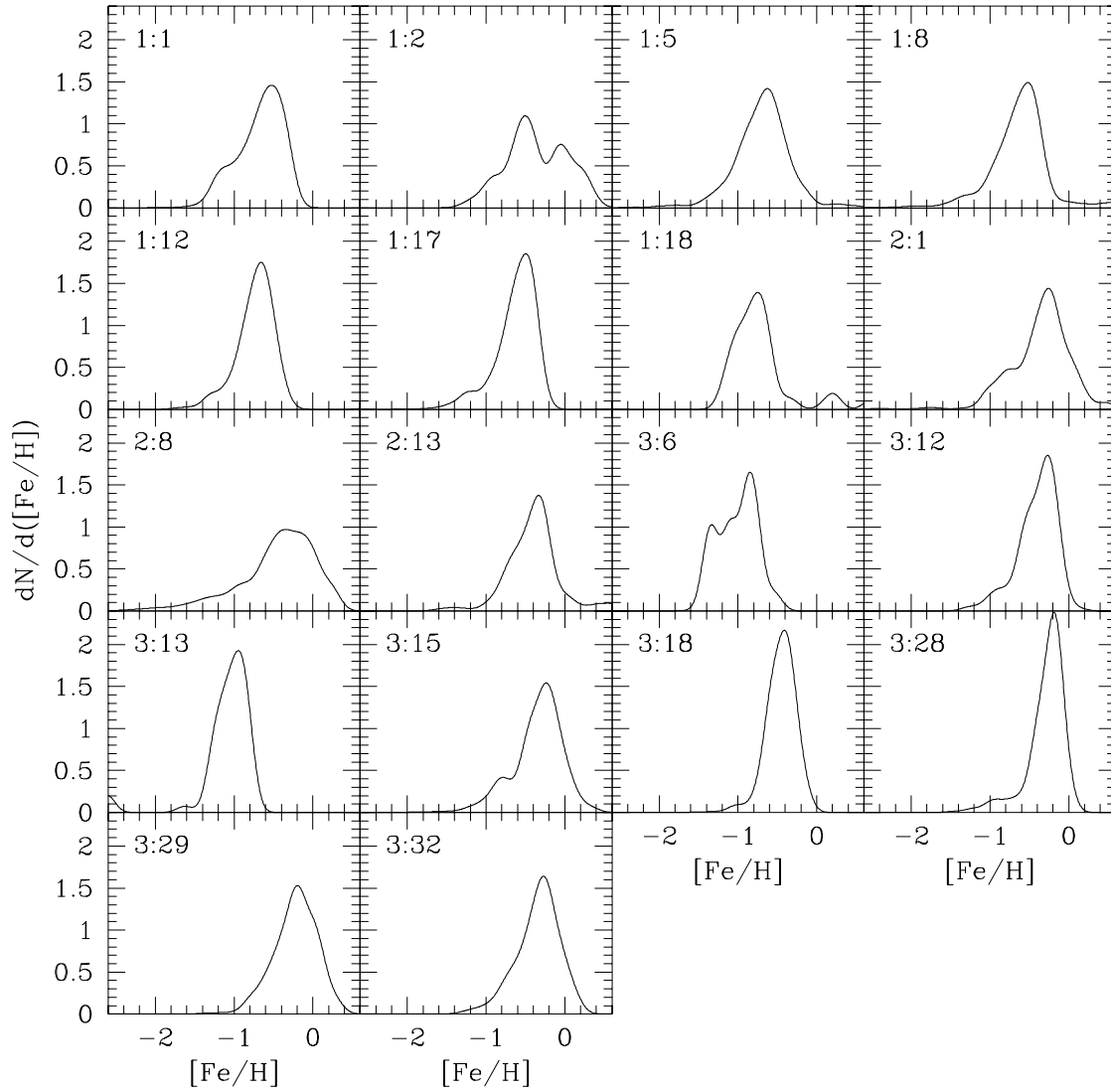


Figura 6.32: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #5.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

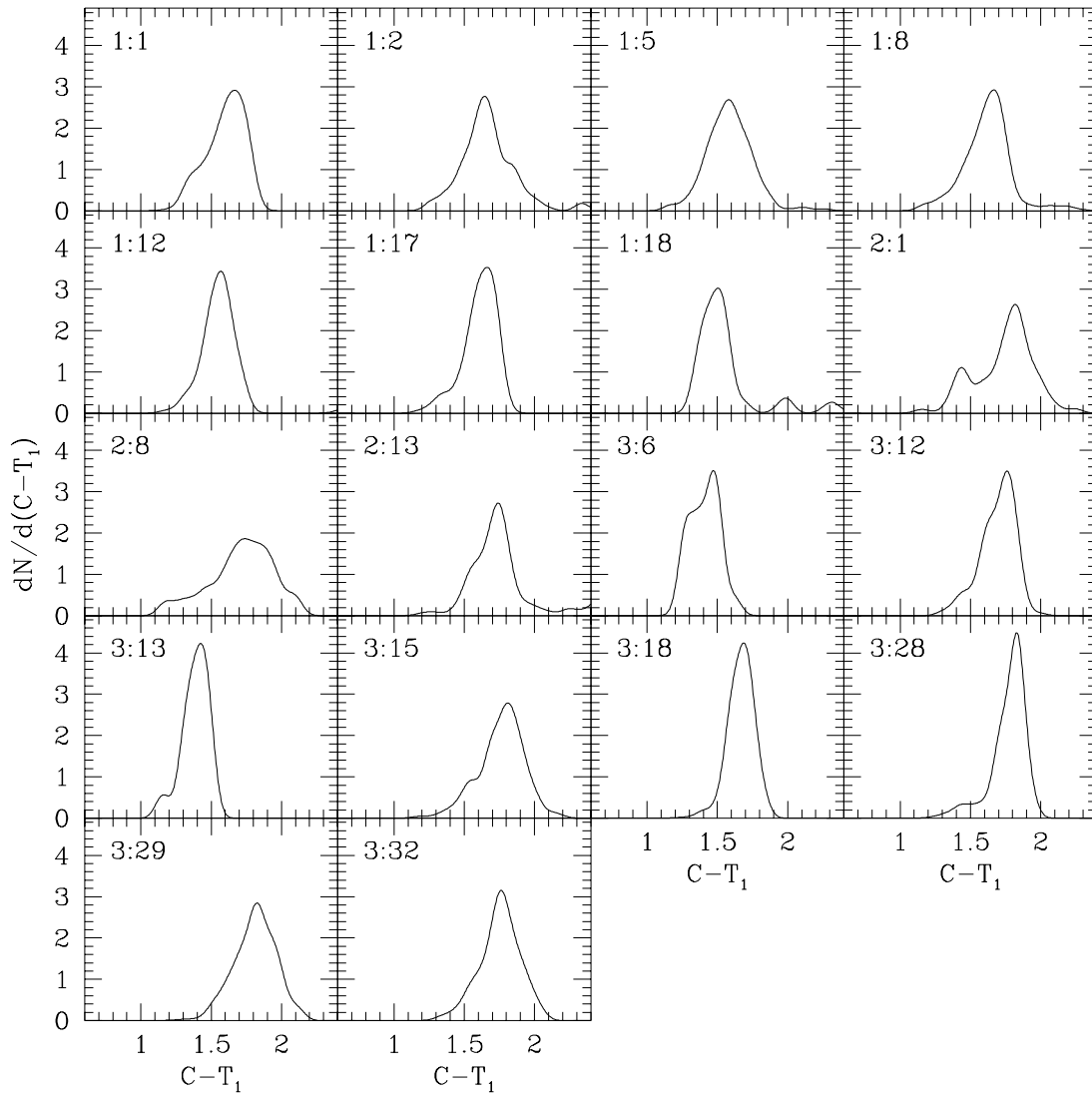


Figura 6.33: Distribución de colores de los CGS para el modelo #5.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

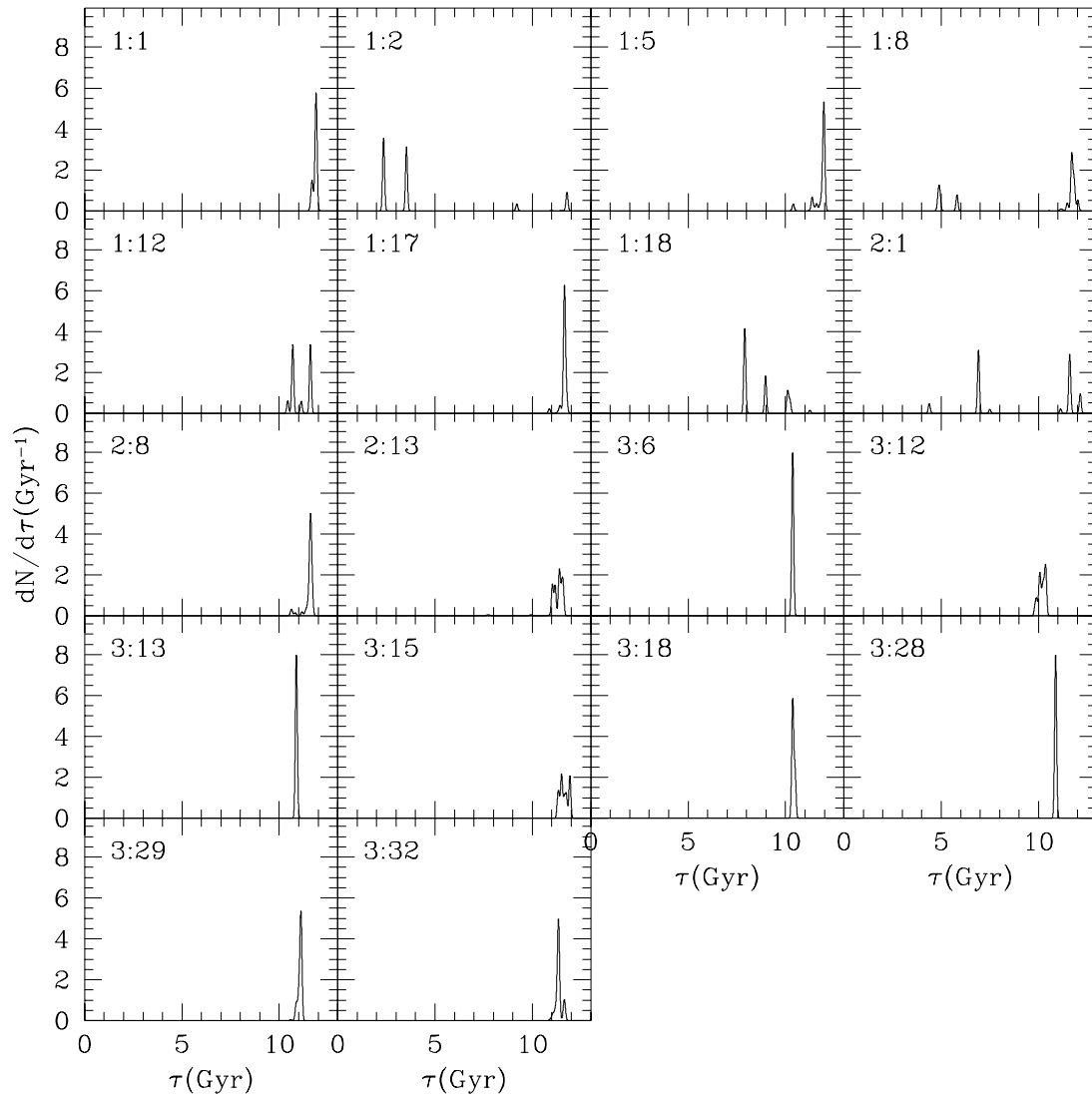


Figura 6.34: Distribución de edades de los CGS para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

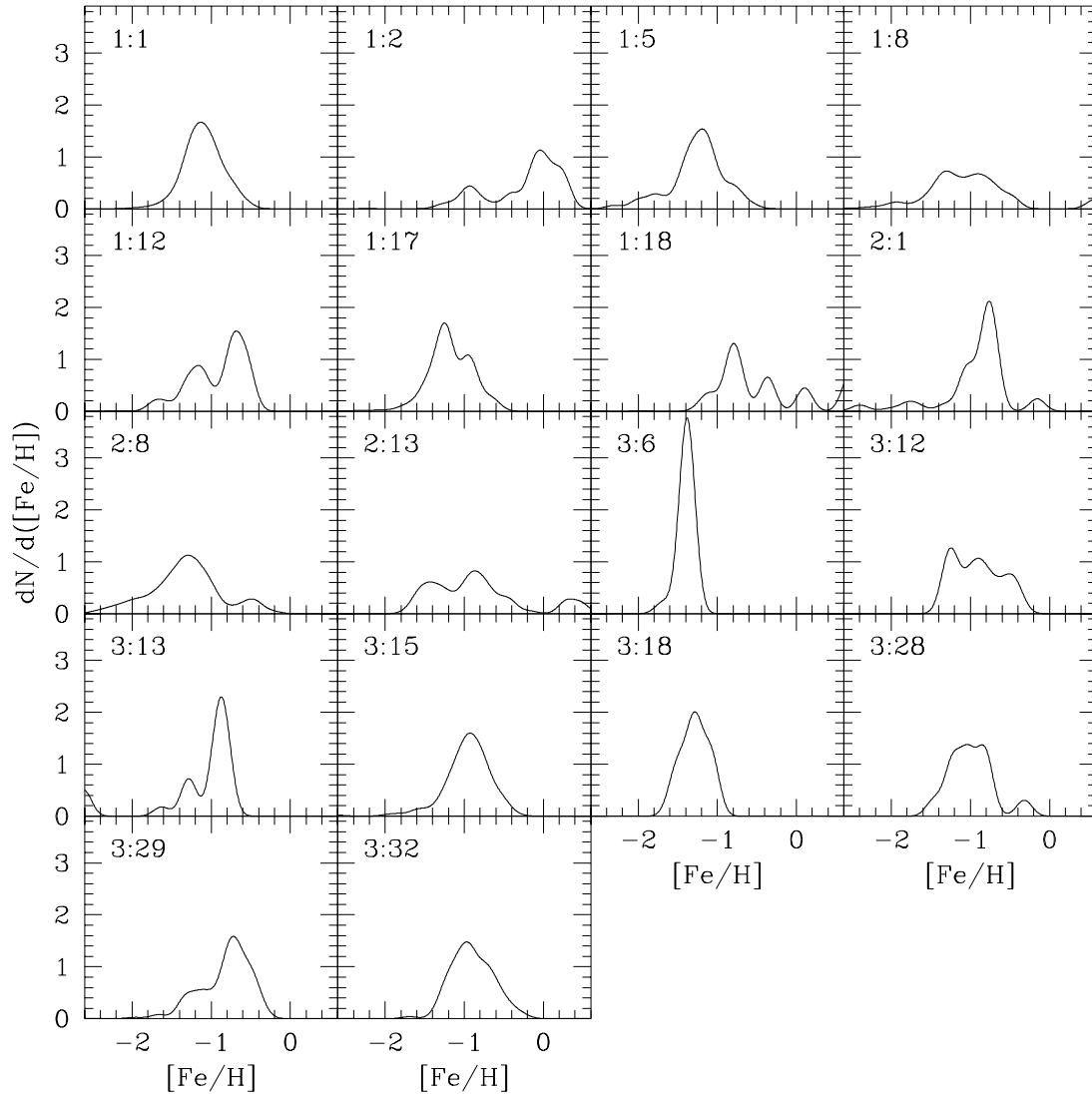


Figura 6.35: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

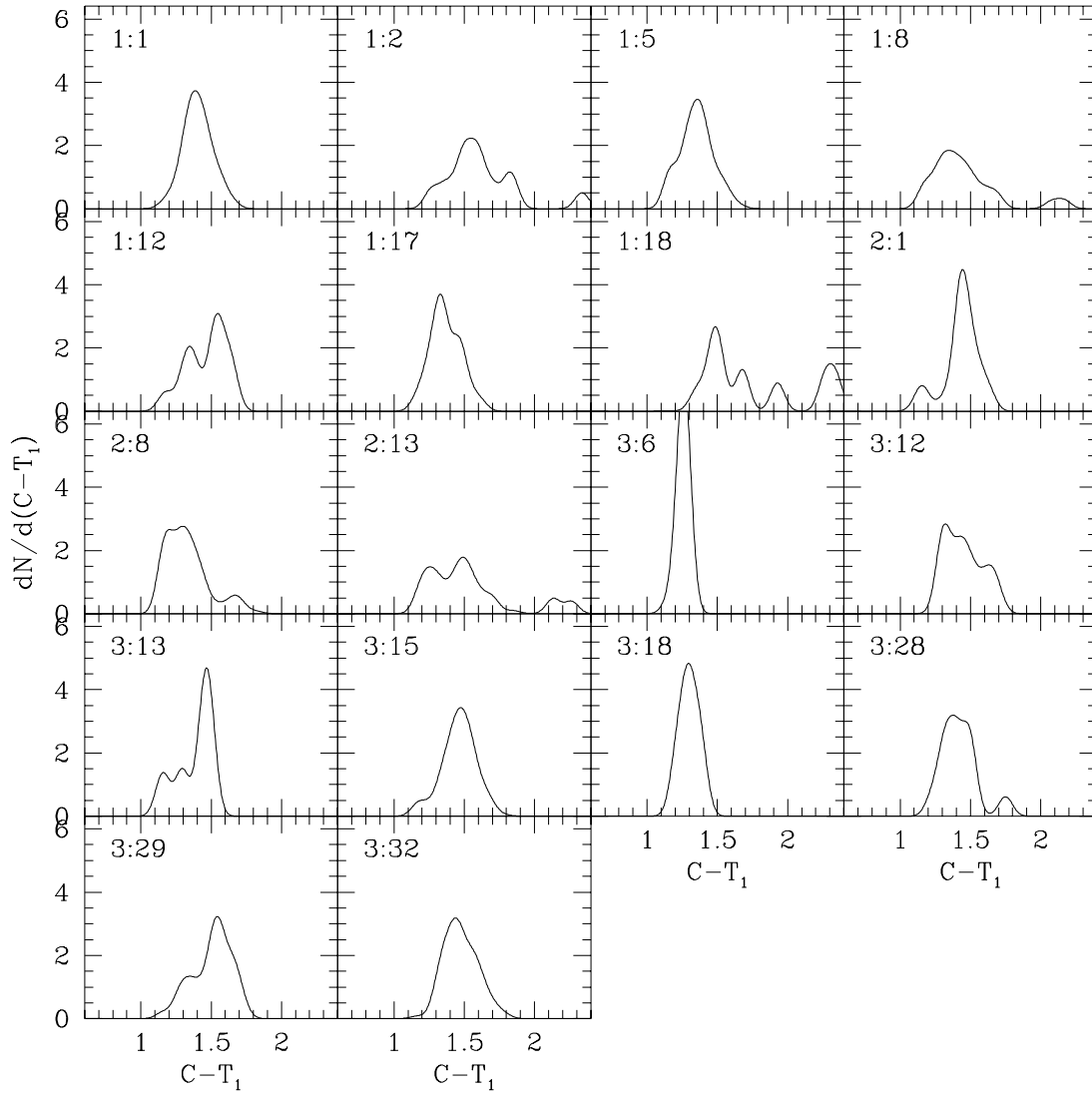


Figura 6.36: Distribución de colores de los CGS para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

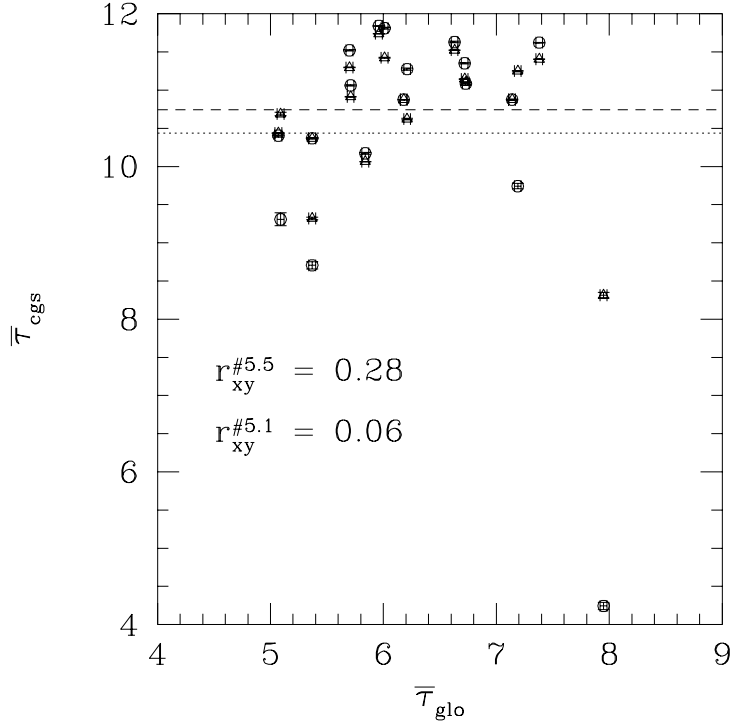


Figura 6.37: Relación entre los valores medios de las edades de los CGS y los GLO para los modelos #5.1 (triángulos) y #5.5 (círculos). Las líneas de trazos y punteada corresponden al promedio de los datos del modelo #5.1 y #5.5 respectivamente; $r_{xy}^{\#5.1}$ y $r_{xy}^{\#5.5}$ son los correspondientes coeficientes de correlación.

La existencia de una estructura en las distribuciones de metalicidad y color del modelo #5.5, reminiscente de la observada en los sistemas de cúmulos globulares, merece un análisis más profundo. Con el fin de cuantificar esta estructura, se buscó descomponer las distribuciones de metalicidades y colores de los CGS genuinos de cada GLO en una suma de distribuciones unimodales que correspondan a las distintas poblaciones de CGS existentes en el mismo (en esta parte del trabajo no se consideraron los CEI). En teoría, esto puede hacerse mediante un ajuste, a dichas distribuciones de metalicidades de cada GLO, de una función del tipo

$$f_N(x) = \sum_{j=1}^N \frac{A_{N,j}}{(2\pi\sigma_{N,j}^2)^{1/2}} \exp\left(-\frac{(x - \mu_{N,j})^2}{2\sigma_{N,j}^2}\right), \quad (6.17)$$

donde x representa la metalicidad o el color de los CGS, dependiendo de la distribución

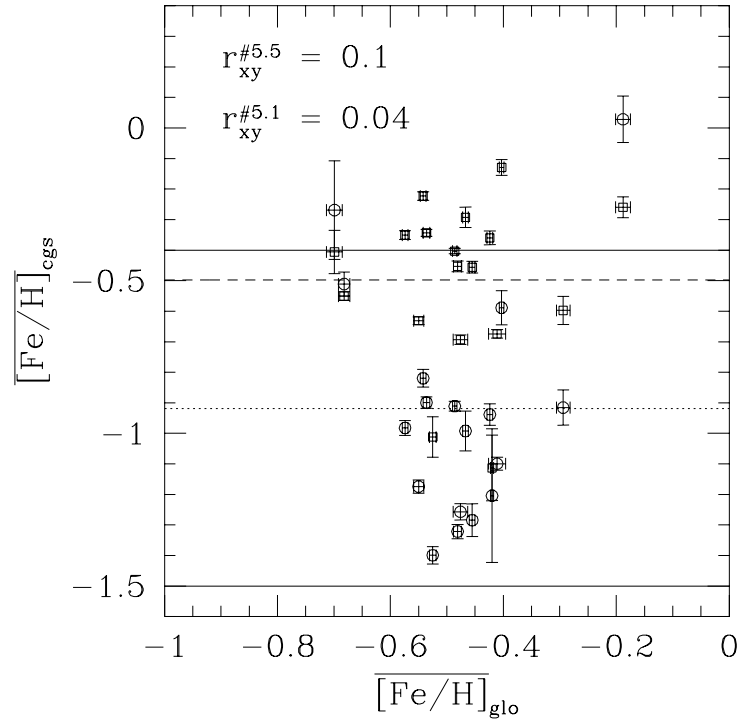


Figura 6.38: Relación entre los valores medios de las metalicidades de los CGS y los GLO para los modelos #5.1 (cuadrados) y #5.5 (círculos). Las líneas de trazos y punteada corresponden al promedio de los datos del modelo #5.1 y #5.5 respectivamente; $r_{xy}^{\#5.1}$ y $r_{xy}^{\#5.5}$ son los correspondientes coeficientes de correlación. Las líneas llenas superior e inferior corresponden a las metalicidades medias de los cúmulos globulares rojos y azules de la Vía Láctea respectivamente.

con que se trabaja, N es el número de poblaciones que se suman, y $\mu_{N,j}$, $\sigma_{N,j}$ y $A_{N,j}$ el valor medio de x , la dispersión de x y la fracción de CGS de cada una de las N poblaciones respectivamente. Los valores de $A_{N,j}$ deben cumplir que $A_{N,j} > 0$ y

$$\sum_{i=j}^N A_j = 1, \quad (6.18)$$

ya que tanto las distribuciones de metalicidades de los GLO como las de colores están normalizadas. La representación de las distribuciones de cada una de las poblaciones por una gaussiana (o cualquier otra función con forma de campana) es una aproximación necesaria para realizar el ajuste, aunque puede introducir artificios si las metalicidades o los colores

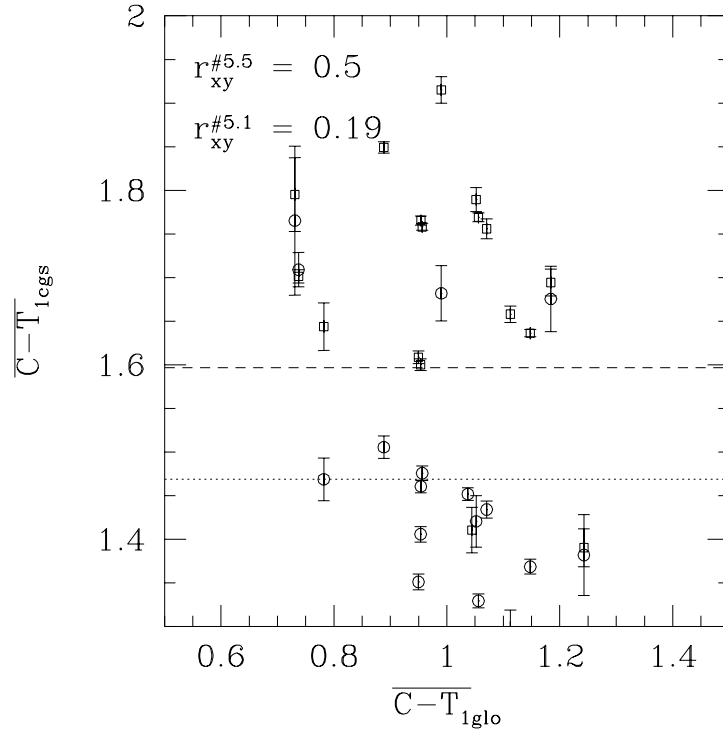


Figura 6.39: Relación entre los valores medios de los colores de los CGS y los GLO para los modelos #5.1 (cuadrados) y #5.5 (círculos). Las líneas de trazos y punteada corresponden al promedio de los datos de los modelos #5.1 y #5.5 respectivamente; $r_{xy}^{\#5.1}$ y $r_{xy}^{\#5.5}$ son los correspondientes coeficientes de correlación.

de los cúmulos globulares reales no se distribuyen de esta manera.

En la práctica, este tipo de ajuste debe realizarse con cierto cuidado. No es posible realizar el mismo a las distribuciones suavizadas de metalicidades y colores definidas por las ecuaciones 6.7 y 6.8, ya que éstas son funciones continuas. Hacer el ajuste sobre las distribuciones originales sin suavizar, dadas por los histogramas de metalicidades y colores de los CGS puede introducir incertezas estadísticas considerables, generadas esencialmente por la presencia de grupos de CGS con exactamente las mismas características, originados en el mismo episodio de formación estelar. Sin embargo, pueden evitarse ambos problemas con un procedimiento diferente de suavizado. El mismo consiste en simular los efectos del proceso de medición, sumando a la metalicidad y color de cada CGS un pequeño ruido aleatorio, y luego construir los histogramas del nuevo conjunto de metalicidades y colores. El ruido

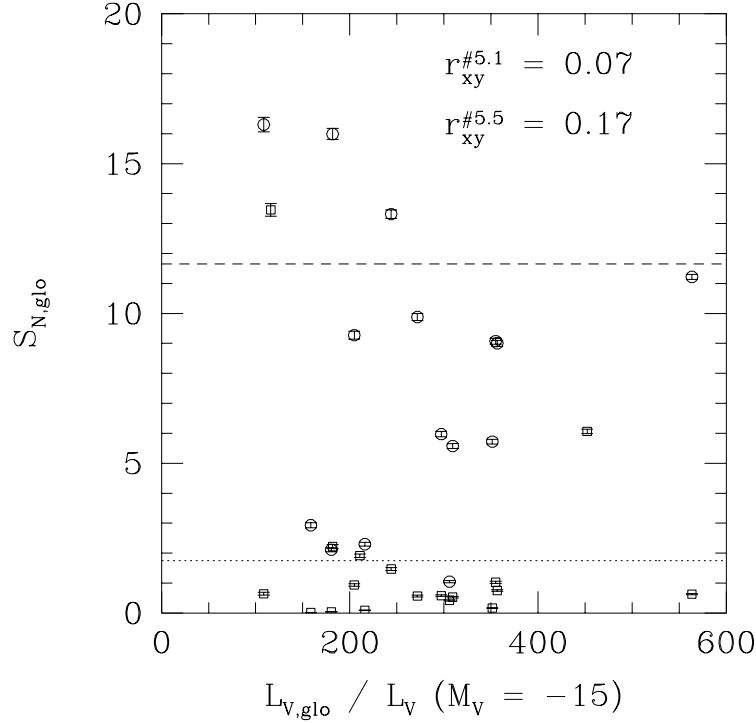


Figura 6.40: Relación entre las frecuencias específicas de los sistemas de CGS y la luminosidad de los GLO para los modelos #5.1 (cuadrados) y #5.5 (círculos). Las líneas de trazos y punteada corresponden al promedio de los datos del modelo #5.1 y #5.5 respectivamente; $r_{xy}^{\#5.1}$ y $r_{xy}^{\#5.5}$ son los correspondientes coeficientes de correlación.

aleatorio suaviza las distribuciones al separar las metalicidades y colores de los grupos de CGS mencionados. El mismo se tomó con una distribución uniforme en el intervalo $[-\sigma_m, \sigma_m]$ para las metalicidades y $[-\sigma_c, \sigma_c]$ para los colores, donde $\sigma_m = 0.07$ dex y $\sigma_c = 0.05$ mag son del orden de las incertezas en la medición de metalicidades y colores respectivamente. De este modo se suaviza la distribución en forma consistente con el proceso por el cual se obtienen los datos observacionales, haciendo los resultados comparables con las mediciones. Se evita además la obtención de distribuciones con saltos abruptos, en presencia de las cuales el problema del ajuste está mal condicionado.

El histograma de metalicidades $(dN/d[Fe/H])_k$ se calculó entonces con $n_k = 41$ intervalos $I_{k,m} = [[Fe/H]_0 + (k - 0.5)\Delta[Fe/H], [Fe/H]_0 + (k + 0.5)\Delta[Fe/H]]$, con $\Delta[Fe/H] = 0.1$ dex y $[Fe/H]_0 = -3$,

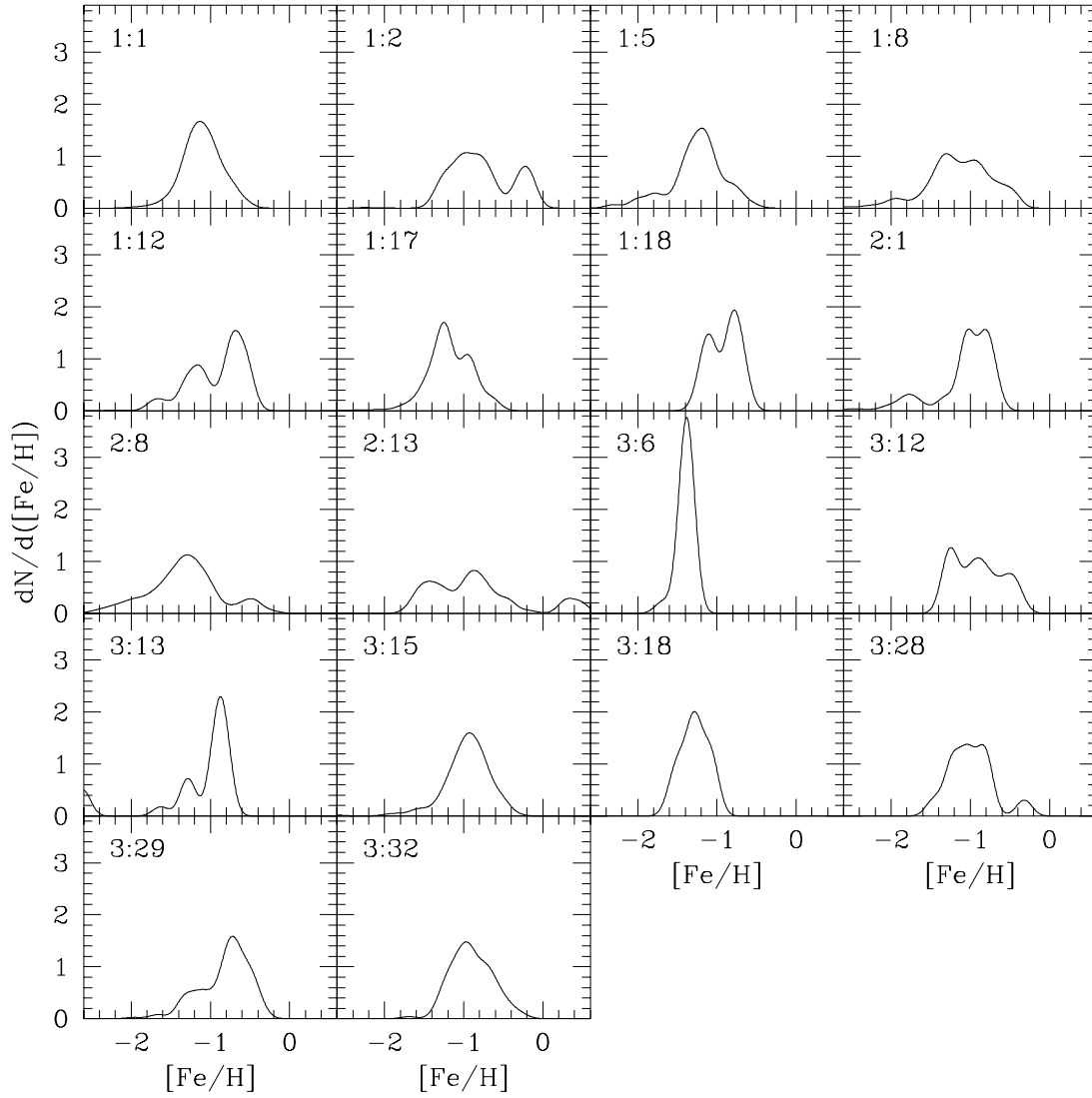


Figura 6.41: Distribución de metalicidades de los CGS genuinos para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

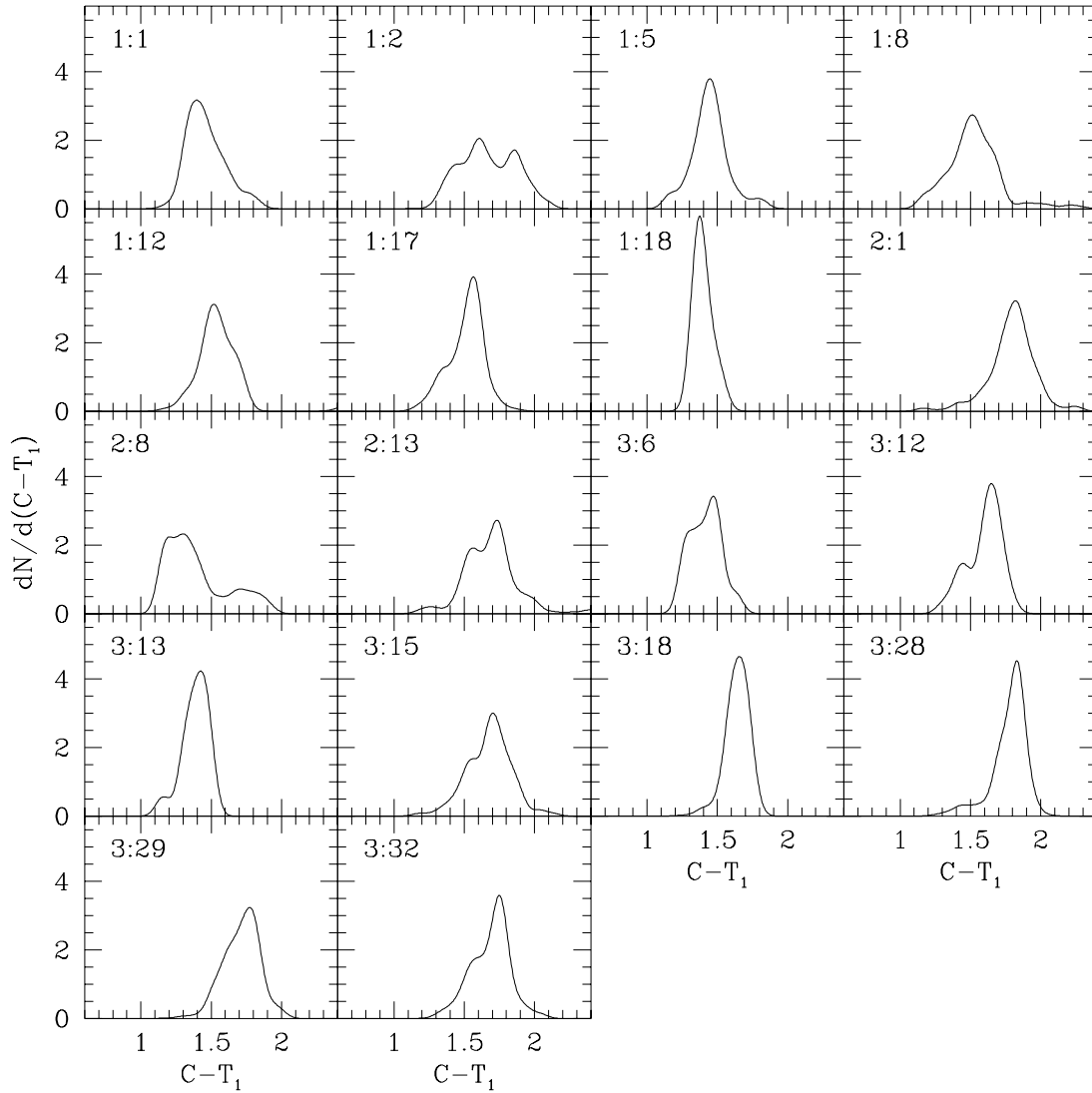


Figura 6.42: Distribución de colores de los CGS genuinos para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

$$\left(\frac{dN}{d[Fe/H]}\right)_k = \frac{1}{N_{cgs}\Delta[Fe/H]} \sum_{i:[Fe/H]_i \in I_{k,m}} 1, \quad (6.19)$$

donde N_{cgs} es el número total de CGS de cada GLO y la suma se realizó sobre todos los CGS del GLO (el índice i identifica los CGS). El mismo procedimiento se utilizó para hallar el histograma de colores $(dN/d(C - T_1))_k$, tomando el mismo valor para n_k e intervalos $I_{k,c} = [(C - T_1)_0 + (k - 0.5)\Delta(C - T_1), (C - T_1)_0 + (k + 0.5)\Delta(C - T_1)]$, con $\Delta(C - T_1) = 0.05$ mag y $(C - T_1)_0 = 0.5$,

$$\left(\frac{dN}{d(C - T_1)}\right)_k = \frac{1}{N_{cgs}\Delta(C - T_1)} \sum_{i:(C - T_1)_i \in I_{k,c}} 1, \quad (6.20)$$

donde nuevamente la suma se realizó sobre todos los CGS del GLO (el índice i identifica los CGS).

A estos histogramas se ajustaron las funciones f_N definidas por la ecuación 6.17 mediante el método de cuadrados mínimos con un algoritmo de Levenberg-Marquardt (ver, por ejemplo, Press *et al.* 1990) para $N = 1, 2$. Para cada ajuste se calculó el estimador de la *bondad de ajuste*,

$$\chi_N^2 = \sum_{k=0}^{n_k} \frac{(f_N(x) - (dN/dx)_k)^2}{(dN/dx)_k}, \quad (6.21)$$

donde se supone que la incerteza del histograma $(dN/dx)_k$ es poissoniana. Nótese que la distribución de χ_N^2 es chi-cuadrado con $g_N = n_k - 3N + 1$ grados de libertad. Se implementó entonces un test de hipótesis para determinar si el ajuste de f_2 es mejor que el de f_1 , es decir, si las distribuciones obtenidas son bimodales o no. Para ello se calculó el estimador

$$y = \frac{g_2\chi_1^2}{g_1\chi_2^2} \quad (6.22)$$

que tiene una distribución F con (g_1, g_2) grados de libertad (ver, por ejemplo, Frodesen, Skjeggstad & Tøfte 1979). Si el ajuste de f_1 es mejor que el de f_2 , el estimador y toma valores pequeños, por consiguiente se decidió rechazar la hipótesis de que las distribuciones son unimodales si $y > y_u$, donde el valor umbral $y_u = 1.72$ se determinó de modo que el nivel de confianza del test fuera del 95%. Las figuras 6.43 y 6.44 presentan los ajustes obtenidos para las distribuciones de metalicidades y colores respectivamente, mientras que las figuras 6.45 y 6.46 presentan el resultado de los tests de hipótesis para metalicidades y colores respectivamente.

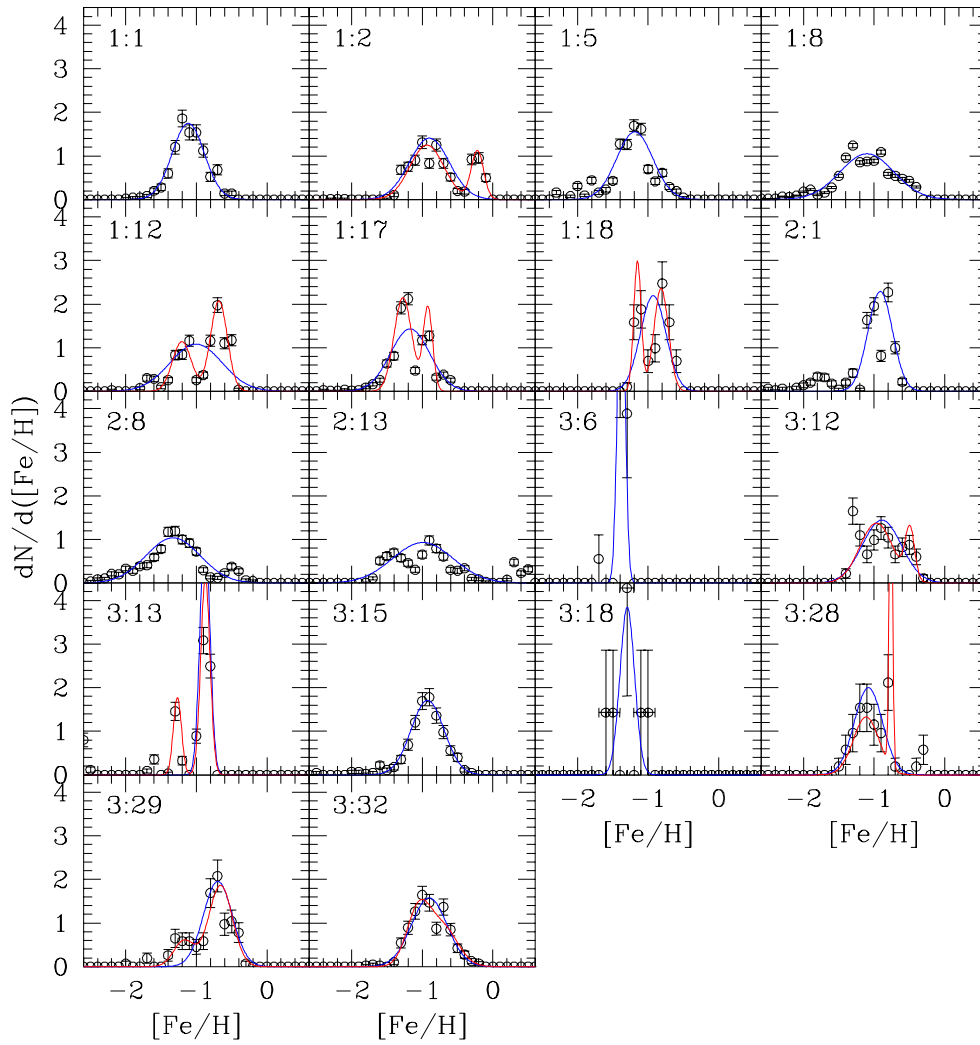


Figura 6.43: Ajustes obtenidos para las distribuciones de metalicidades de los CGS genuinos del modelo #5.5. Las líneas azules corresponden al ajuste de f_1 , las rojas al ajuste de f_2 . Por claridad, estas últimas solamente se grafican cuando ajustan los datos mejor que las primeras, de acuerdo al test mencionado en el texto. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

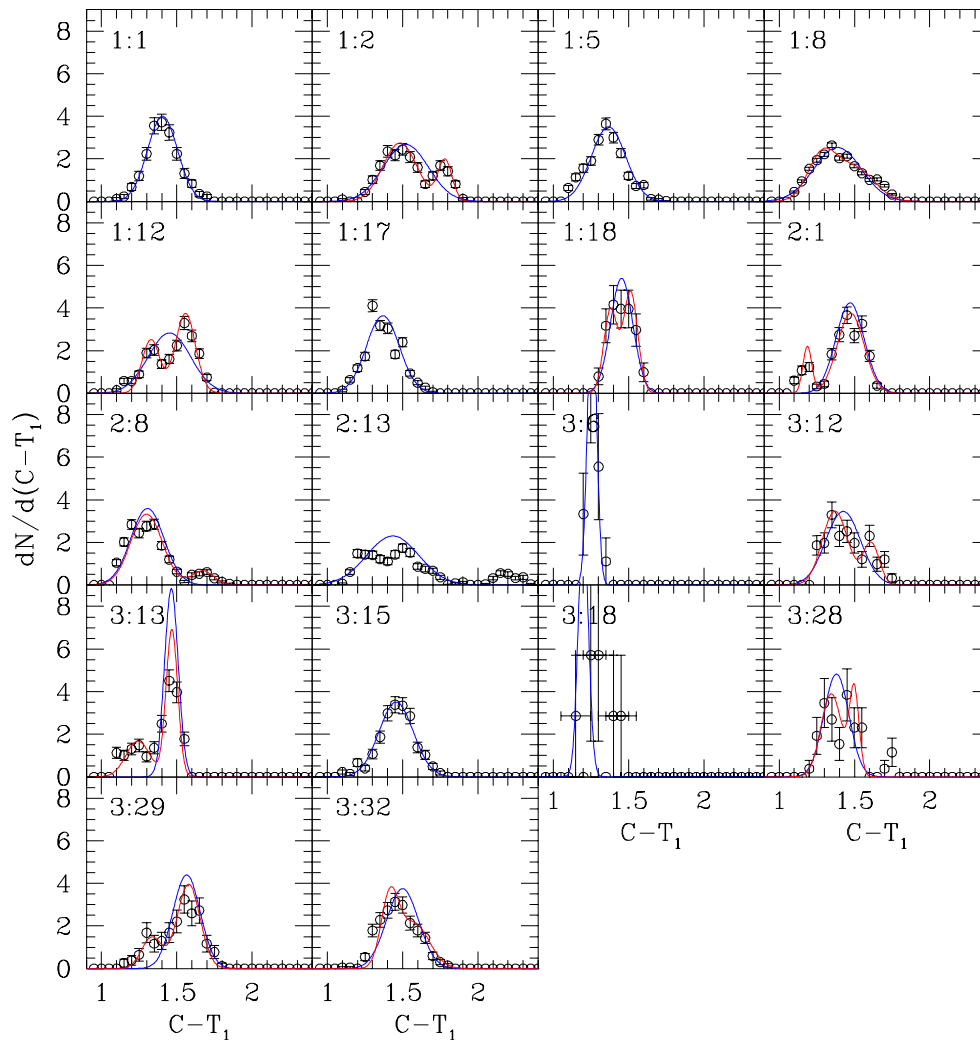


Figura 6.44: Ajustes obtenidos para las distribuciones de colores de los CGS genuinos del modelo #5.5. Las líneas azules corresponden al ajuste de f_1 , las rojas al ajuste de f_2 . Por claridad, estas últimas solamente se grafican cuando ajustan los datos mejor que las primeras, de acuerdo al test mencionado en el texto. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

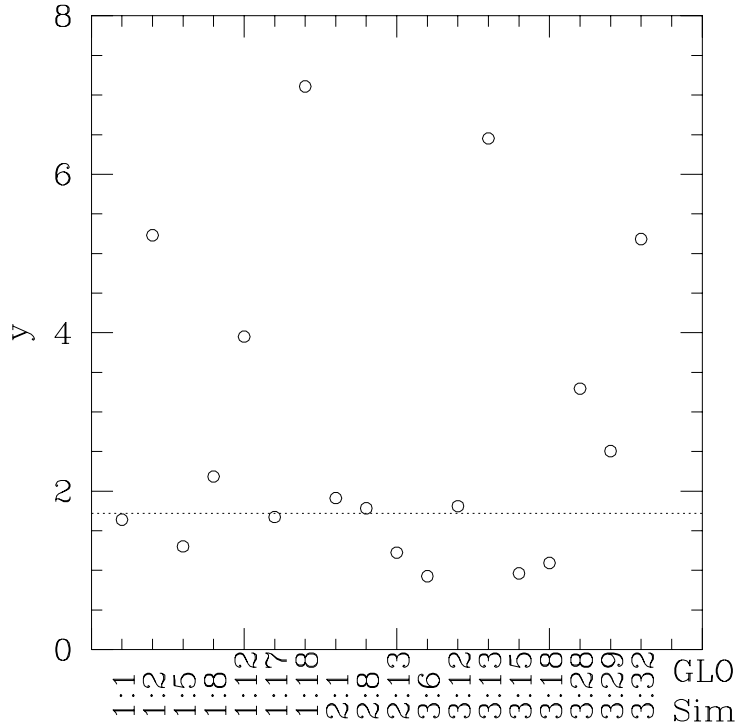


Figura 6.46: Resultados del test de hipótesis para determinar la uni- o bimodalidad de las distribuciones de colores del modelo #5.5. La línea punteada representa el valor umbral y_u por encima del cual, la hipótesis de unimodalidad puede rechazarse con un nivel de confianza del 95% frente a la de bimodalidad.

hecho de que exista una fracción apreciable de distribuciones bimodales está de acuerdo con lo observado en las galaxias. Es interesante notar que la separación en dos poblaciones no difiere si se hace a través de la distribución de metalicidades o de la de colores, lo cual sugiere que existen realmente dos poblaciones diferentes de CGS, y que los colores de los mismos reflejan el comportamiento de sus metalicidades. Un indicio de ello se presenta en la figura 6.47, que muestra la relación entre la fracción $A_{N_{pop,1}}$ de CGS en la población de menor color y la misma fracción en la población de menor metalicidad. La fuerte correlación existente entre ambas sugiere que hay una relación unívoca entre las dos poblaciones de metalicidad y las dos poblaciones de color.

Las distribuciones bimodales del modelo #5.5 tienen sus máximos de menor metalicidad en el rango $-1.4 < [Fe/H]_b < -0.9$, mientras que los de alta metalicidad se presentan en el intervalo $-0.9 < [Fe/H]_a < -0.2$ (figura 6.48). Estos intervalos son consistentes con los

Sim	GLO	N_{pob}	$A_{N_{pob},1}$	$\mu_{N_{pob},1}$	$\sigma_{N_{pob},1}$	$\mu_{2,2}$	$\sigma_{2,2}$
1	1	1	1.00	-1.11	0.23	-	-
1	2	2	0.75	-0.93	0.24	-0.22	0.09
1	5	1	1.00	-1.19	0.26	-	-
1	8	1	1.00	-1.10	0.38	-	-
1	12	2	0.38	-1.21	0.13	-0.68	0.12
1	17	2	0.68	-1.27	0.13	-0.92	0.07
1	18	2	0.39	-1.15	0.05	-0.82	0.10
2	1	1	1.00	-0.91	0.17	-	-
2	8	1	1.00	-1.33	0.38	-	-
2	13	1	1.00	-0.99	0.43	-	-
3	6	1	1.00	-1.38	0.05	-	-
3	12	2	0.81	-0.97	0.05	-0.49	0.01
3	13	2	0.26	-1.27	0.06	-0.87	0.07
3	15	1	1.00	-0.92	0.23	-	-
3	18	1	1.00	-1.30	0.10	-	-
3	28	2	0.60	-1.11	0.18	-0.76	0.02
3	29	2	0.22	-1.17	0.15	-0.66	0.17
3	32	2	0.54	-1.05	0.17	-0.70	0.21

Tabla 6.2: Características de las distintas poblaciones identificadas en las distribuciones de metalicidades de los CGS del modelo #5.5. 1. Simulación; 2. GLO; 3. Número de poblaciones; 4. Fracción de CGS en la población de menor metalicidad media; 5,7. Metalicidad media de cada una de las poblaciones; 6,8. Dispersión de las metalicidades de cada una de las poblaciones.

de las metalicidades medias de las dos poblaciones de cúmulos globulares de la Vía Láctea, como muestra la figura 6.48. Sin embargo, los CGS de baja metalicidad son levemente más ricos en elementos pesados que los cúmulos globulares galácticos, y lo opuesto ocurre con los de alta metalicidad. Los máximos de las distribuciones unimodales se encuentran en el mismo intervalo que los máximos de baja metalicidad de las distribuciones bimodales, lo que sugiere que ambos tipos de poblaciones son similares. Si se consideran por un lado el conjunto de poblaciones de baja metalicidad (incluyendo las de los GLO unimodales) y por otro el de las poblaciones de alta metalicidad, se encuentra que las metalicidades medias del primer conjunto no presentan dependencia con la metalicidad del GLO, mientras que las del segundo *sí* muestran una dependencia con ella. La pendiente de esta correlación es cercana a 0.92 ± 0.41 , siendo los CGS aproximadamente 0.2 dex más pobres en elementos

Sim	GLO	N_{pob}	$A_{N_{pob},1}$	$\mu_{N_{pob},1}$	$\sigma_{N_{pob},1}$	$\mu_{2,2}$	$\sigma_{2,2}$
1	1	1	1.00	1.41	0.10	-	-
1	2	2	0.78	1.48	0.11	1.78	0.05
1	5	1	1.00	1.37	0.11	-	-
1	8	2	0.52	1.29	0.10	1.51	0.13
1	12	2	0.37	1.33	0.06	1.56	0.07
1	17	1	1.00	1.37	0.11	-	-
1	18	2	0.44	1.38	0.04	1.51	0.05
2	1	2	0.16	1.19	0.03	1.48	0.09
2	8	2	0.88	1.30	0.11	1.68	0.07
2	13	1	1.00	1.43	0.17	-	-
3	6	1	1.00	1.26	0.03	-	-
3	12	2	0.74	1.37	0.08	1.61	0.05
3	13	2	0.34	1.24	0.08	1.47	0.04
3	15	1	1.00	1.46	0.11	-	-
3	18	1	1.00	1.20	0.03	-	-
3	28	2	0.67	1.35	0.07	1.50	0.03
3	29	2	0.24	1.33	0.07	1.58	0.08
3	32	2	0.46	1.41	0.06	1.57	0.10

Tabla 6.3: Características de las distintas poblaciones identificadas en las distribuciones de colores de los CGS del modelo #5.5. 1. Simulación; 2. GLO; 3. Número de poblaciones; 4. Fracción de CGS en la población de menor color medio; 5,7. Color medio de cada una de las poblaciones; 6,8. Dispersión de los colores de cada una de las poblaciones.

pesados que los GLO. Estos resultados son consistentes con las observaciones, que hallan que los colores de los cúmulos globulares rojos son idénticos a los de los halos de las galaxias (Forbes & Forte 2001), y no encuentran correlaciones entre el color de los cúmulos globulares azules y los de los halos (Forbes, Brodie & Grillmair 1997). Nótese que la imposibilidad de descomponer las poblaciones estelares de los GLO en una componente esferoidal y un disco impide determinar la relación entre los colores de los CGS y los de la componente esferoidal de los GLO, que sería la comparación más directa con las observaciones.

En resumen, los modelos #5.1 a #5.5 muestran que, si se consideran solamente las poblaciones estelares surgidas en FFEI y en las partículas con mayor masa de gas, es posible reproducir en líneas generales las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares, aunque subsisten algunas discrepancias. Los CGS obtenidos a partir de estos modelos presentan edades, metalicidades y colores consistentes con los de los cúmulos globulares. Las distribu-

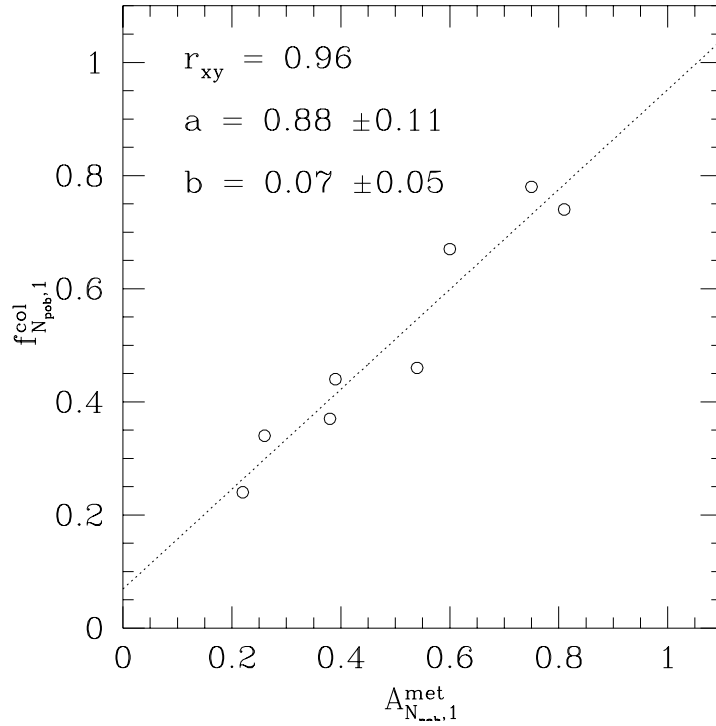


Figura 6.47: Relación entre las fracciones de CGS de la población de menor color y la de menor metalicidad de los GLO en el modelo #5.5. La línea punteada corresponde a un ajuste lineal de los datos, a y b son la pendiente y la ordenada al origen del mismo, respectivamente; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

ciones de metalicidad y color tienen una estructura con más de una población en una alta fracción de los GLO, siendo las metalicidades y los colores de estas poblaciones similares a los de los cúmulos rojos y azules de la Vía Láctea. Las frecuencias específicas tienen valores similares a las observadas, no presentando dependencia con la luminosidad del GLO.

6.6 Resumen

En este capítulo se describió la construcción de los modelos para los sistemas de cúmulos globulares. Las hipótesis de dichos modelos son:

- Los cúmulos globulares se forman conjuntamente con estrellas no ligadas.
- El proceso que origina los cúmulos globulares es universal.

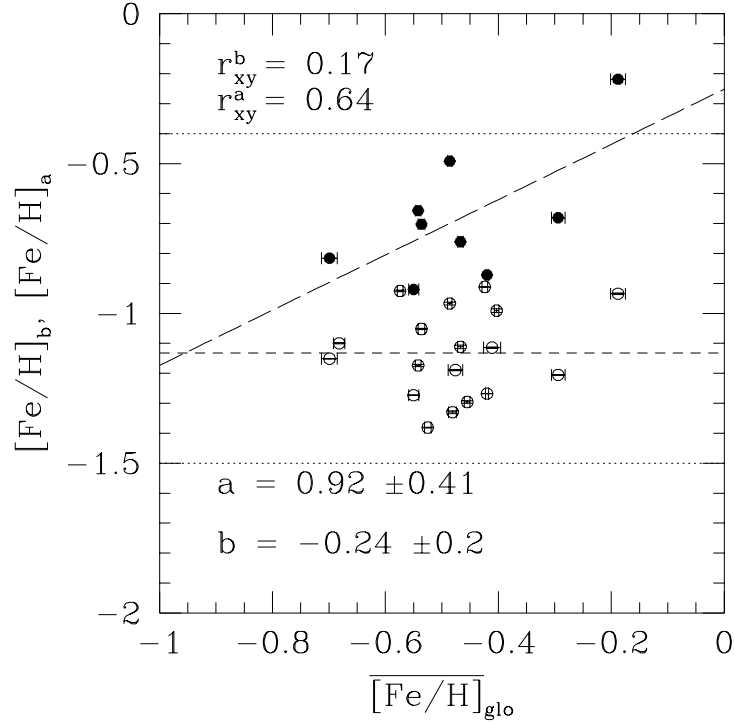


Figura 6.48: Posición de las modas de baja (círculos) y alta (cuadrados) metalicidad de las distribuciones bimodales de metalicidad en el modelo #5.5. Las líneas punteadas superior e inferior corresponden a las metalicidades de los cúmulos rojos y azules de la Vía Láctea respectivamente; la línea de trazos cortos a la metalicidad media de los CGS de baja metalicidad y la de trazos largos a un ajuste lineal de la relación entre la moda de alta metalicidad y la metalicidad de los GLO; a y b son la pendiente y ordenada al origen de este ajuste, respectivamente. Los coeficientes r_{xy}^b y r_{xy}^a expresan la correlación entre las modas de baja y alta metalicidad y la metalicidad de los GLO. Las modas de los GLO unimodales se incluyen en el conjunto de las modas de baja metalicidad.

- La formación de cúmulos globulares ocurre durante fenómenos de formación estelar intensa.
- Los sitios de formación de cúmulos globulares son nubes supermasivas.
- La masa de gas transformada en cúmulos globulares en cada episodio de formación de los mismos depende de la masa estelar total formada.
- Las abundancias químicas de los cúmulos globulares son aquellas del medio a partir del cual se formaron.

Estas hipótesis fueron implementadas en las simulaciones en forma de diferentes criterios que permitieron seleccionar los episodios de formación estelar en que se originan los CGS, y determinar las propiedades de los mismos. La tabla 6.4 resume los criterios empleados para construir los distintos modelos, y los valores utilizados para los parámetros libres de los mismos.

Los modelos #1 y #2 se basan en considerar el origen de CGS en los FFEI, representando estos últimos a través de la tasa de formación estelar (local y global, respectivamente) de las simulaciones. Los mismos no reproducen las características de los sistemas de cúmulos globulares. El modelo #3, en cambio, representa los FFEI a través de la eficiencia de formación estelar global. Este modelo genera sistemas de CGS con edades medias consistentes con las de los cúmulos globulares. Las frecuencias específicas obtenidas son altas, aunque una pequeña variación de la fracción de masa estelar ligada en cúmulos globulares en cada episodio de formación estelar puede hacerlas consistentes con las observaciones. Las metalicidades y colores de los CGS son similares a los de los cúmulos globulares rojos de las galaxias. El modelo #4 intenta, sin éxito, mejorar las distribuciones de metalicidad del modelo #3 introduciendo en forma paramétrica la inyección de energía al medio interestelar por parte de las supernovas. El modelo #5, en cambio, agrega al modelo #3 la hipótesis de que los CGS se forman en nubes moleculares supergigantes, representando la población de estas nubes a través de la población de partículas con mayor masa de gas en las simulaciones. Este modelo conserva el acuerdo entre las edades medias de los CGS y las de los cúmulos globulares. La variante #5.5 muestra que con un umbral de corte alto para la masa de gas de las partículas, la frecuencia específica alcanza valores consistentes con las observaciones y es independiente de la luminosidad del GLO. Las distribuciones de metalicidades y colores adquieren una estructura que sugiere la existencia de distintas poblaciones de CGS en el

Modelo	Variante	$m_{*,u}$ (\bar{m}_{cg})	β	$\epsilon_{u,glo}$	$m_{u,gas}$ (m_p)	SN	α
1	1	3	$-\infty$	0	0	N	0.1
1	2	10	$-\infty$	0	0	N	0.1
1	3	30	$-\infty$	0	0	N	0.1
1	4	100	$-\infty$	0	0	N	0.1
1	5	300	$-\infty$	0	0	N	0.1
2	1	0	1	0	0	N	0.1
2	2	0	2	0	0	N	0.1
2	3	0	3	0	0	N	0.1
3	-	0	$-\infty$	G	0	N	0.1
4	-	0	$-\infty$	G	0	S	0.1
5	1	0	$-\infty$	G	0.2	N	0.1
5	2	0	$-\infty$	G	0.4	N	0.1
5	3	0	$-\infty$	G	0.6	N	0.1
5	4	0	$-\infty$	G	0.8	N	0.1
5	5	0	$-\infty$	G	0.9	N	0.1

Tabla 6.4: Características de los modelos construídos. 1. Modelo; 2. Variante; 3. Umbral para la masa estelar originada en un episodio de formación estelar; 4. Umbral de la tasa de formación estelar global (en desviaciones estándar); 5. Umbral para la eficiencia de formación estelar global (G = dependiente del GLO); 6. Umbral para la masa de gas de las partículas; 7. Inclusión de la inyección de energía al medio por parte de las supernovas (S = si, N = no); 8. Fracción de masa estelar ligada en CGS en cada episodio de formación estelar.

50% de los GLO. Dicha estructura resulta bimodal, aunque las metalicidades y colores de ambas modas, si bien se asemejan a las de los cúmulos globulares, no coinciden exactamente con ellas. La moda de baja metalicidad, sin embargo, es independiente de las propiedades del GLO, y la de alta metalicidad correlaciona con la metalicidad del mismo, lo cual está de acuerdo con las observaciones.

De acuerdo al análisis realizado a lo largo del presente capítulo, se considera que el modelo #5.5 es el que mejor reproduce las propiedades de los sistemas de cúmulos globulares. Por consiguiente, en el siguiente capítulo se adoptará este modelo y se intentará determinar el origen de las propiedades observadas de los cúmulos globulares, analizando la relación de las propiedades de los CGS con la historia dinámica, de formación estelar y química de los GLO.

Capítulo 7

El origen de las propiedades de los CGS

El capítulo previo mostró que es posible reproducir algunas propiedades de los sistemas de cúmulos globulares suponiendo que estos objetos se forman en nubes moleculares supergigantes durante fenómenos de formación estelar intensa (modelo #5.5). En el presente capítulo se investigarán los procesos que dan origen a las propiedades de estos CGS.

7.1 La edad de los cúmulos globulares

La distribución de edades de los CGS del modelo #5.5 se presentó en la figura 6.34. En el 72% de los GLO de este modelo (13/18), *todos* los CGS tienen edades superiores a 9 Gyr. En el 28% restante también predominan los CGS viejos, aunque se observan algunos CGS con edades de entre 2 y 9 Gyr, a los que se denominó CEI. La relación entre la fracción de CEI y las propiedades de los GLO se presenta en la figura 7.1. Ella muestra que la existencia de CEI no depende unívocamente de la masa virial, la masa estelar dentro del radio virial ni el número de subestructuras que forman el árbol de fusiones. Sin embargo, si se limita la muestra de los GLO a aquellos que contienen CEI, la fracción de CEI en el GLO correlaciona con las tres variables. La correlación más fuerte (con un coeficiente de correlación $r_{xy} = 0.99$) ocurre con la masa estelar dentro del radio virial del GLO. Dicha correlación tiene pendiente negativa, lo que muestra que, cuando se dan las condiciones para su formación, los CEI se producen más fácilmente en las estructuras con menos masa estelar. Estos resultados no indican, sin embargo, cuáles son esas condiciones. Es importante notar que si bien la correlación es importante, está basada solamente en los 5 GLO que contienen

CEI; por lo que sería necesario realizar un estudio con una muestra mayor para corroborarla.

La edad media de los CGS genuinos en el modelo #5.5 es $\bar{\tau}_{cgs} = 11.0 \pm 0.1$ Gyr. Ésta está de acuerdo con la edad media de los cúmulos globulares galácticos, 11.2 ± 0.2 Gyr (Salaris & Weiss 2002). A pesar de que las edades absolutas de los CGS dependen del modelo cosmológico adoptado, y las determinadas para los cúmulos globulares galácticos dependen de las isocronas de los modelos de síntesis de poblaciones estelares, el acuerdo entre ambos valores es muy bueno. Además, la edad media de los CGS de un GLO no muestra dependencia con la edad media de las poblaciones estelares del mismo (figura 6.37), ni con su masa virial, su masa estelar dentro del radio virial o el número de subestructuras de su árbol de fusiones (figura 7.2). La falta de correlación entre estas variables constituye una predicción del modelo que permitirá ponerlo a prueba cuando se disponga de datos observacionales sobre las edades de los cúmulos globulares en distintas galaxias.

La concordancia de las edades de los CGS con las de los cúmulos globulares se observó en todos los modelos a partir del #3. Las distribuciones de edad de ese modelo no presentan mayores diferencias con la del modelo #5.5, de lo que se deduce que estas distribuciones están relacionadas con la hipótesis común a los modelos #3, #4 y #5: la formación de cúmulos globulares en fenómenos de formación estelar intensa. En este contexto, los FFEI han sido definidos como aquellos fenómenos que dan lugar a un modo de formación estelar de *alta eficiencia global*.

El origen de este modo de formación estelar se buscó en la historia dinámica del árbol de fusiones. Con este fin se analizó el comportamiento de la eficiencia global de formación estelar de las subestructuras de cada GLO en función de su masa virial. La figura 7.3 muestra el mismo para *todos* los episodios de formación estelar de la subestructura más masiva de un GLO típico (el GLO 8 de la simulación 1). Para interpretar esta figura, nótese que la masa total es una función esencialmente monótona del tiempo, por lo que el eje de abscisas no es otra cosa que una línea temporal. En la extrema izquierda se encuentran entonces los primeros episodios de formación estelar que ocurren durante el colapso de la subestructura. A medida que pasa el tiempo, la masa de la subestructura crece por acreción de materia. En determinados instantes ocurren *fusiones* con otras subestructuras, las cuales aumentan abruptamente la masa de la misma, generando brechas en la figura. Estas brechas corresponden al momento en que la subestructura menos masiva penetra en el radio virial de la más masiva; la fusión propiamente dicha continúa hasta tanto las componentes bariónicas de ambas se transformen en una única. Esta figura muestra claramente que los picos de eficiencia

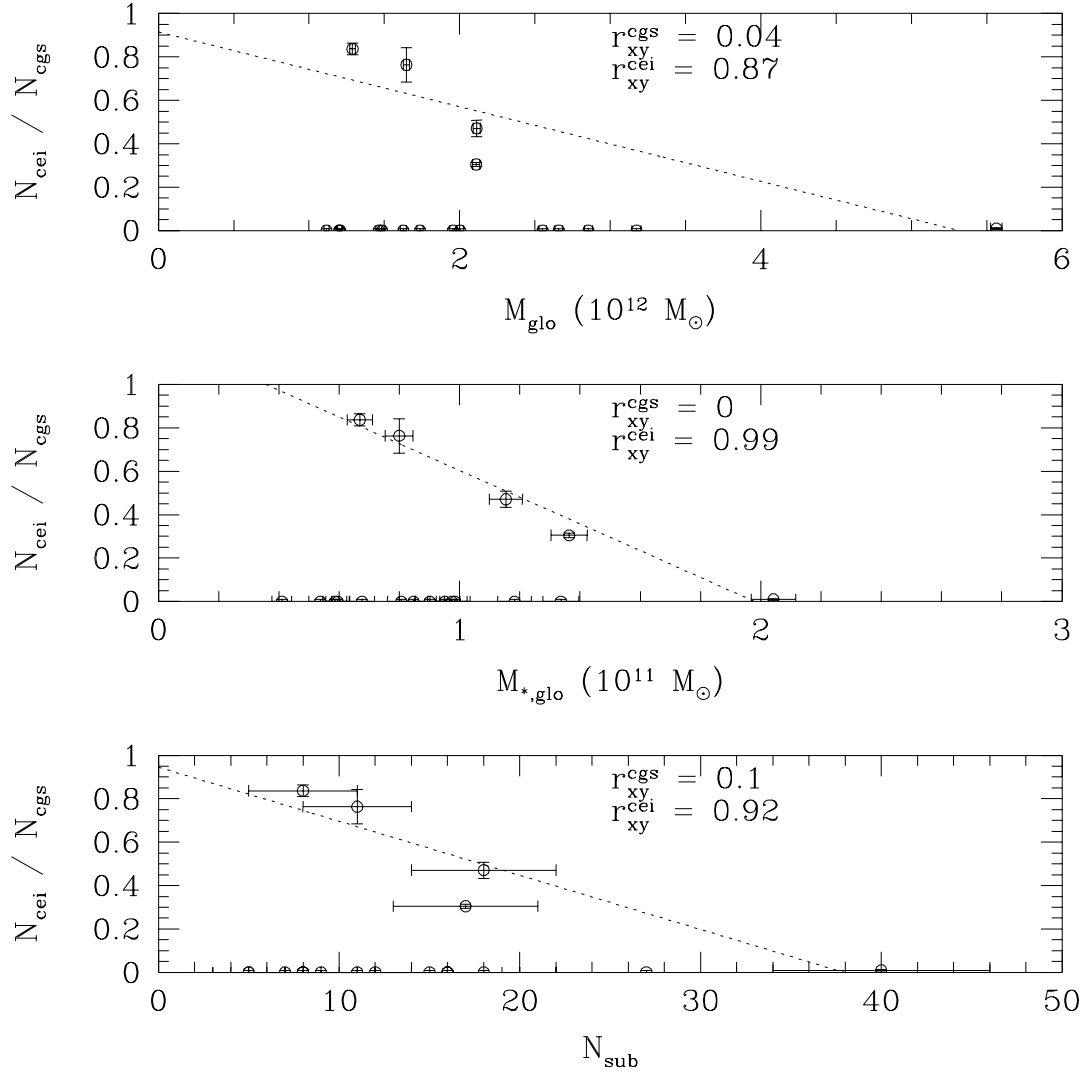


Figura 7.1: Dependencia de la fracción de CEI con la masa virial, la masa estelar dentro del radio virial y el número de subestructuras que conforman su árbol de fusiones. Las líneas punteadas corresponden a ajustes lineales de las distintas variables, considerando solamente los GLO que contienen CEI; r_{xy}^{cgs} es el coeficiente de correlación entre $N_{\text{cei}}/N_{\text{cgs}}$ y las correspondientes variables cuando se toma la muestra completa de GLO, r_{xy}^{cei} es el mismo coeficiente cuando solamente se consideran los GLO que contienen CEI.

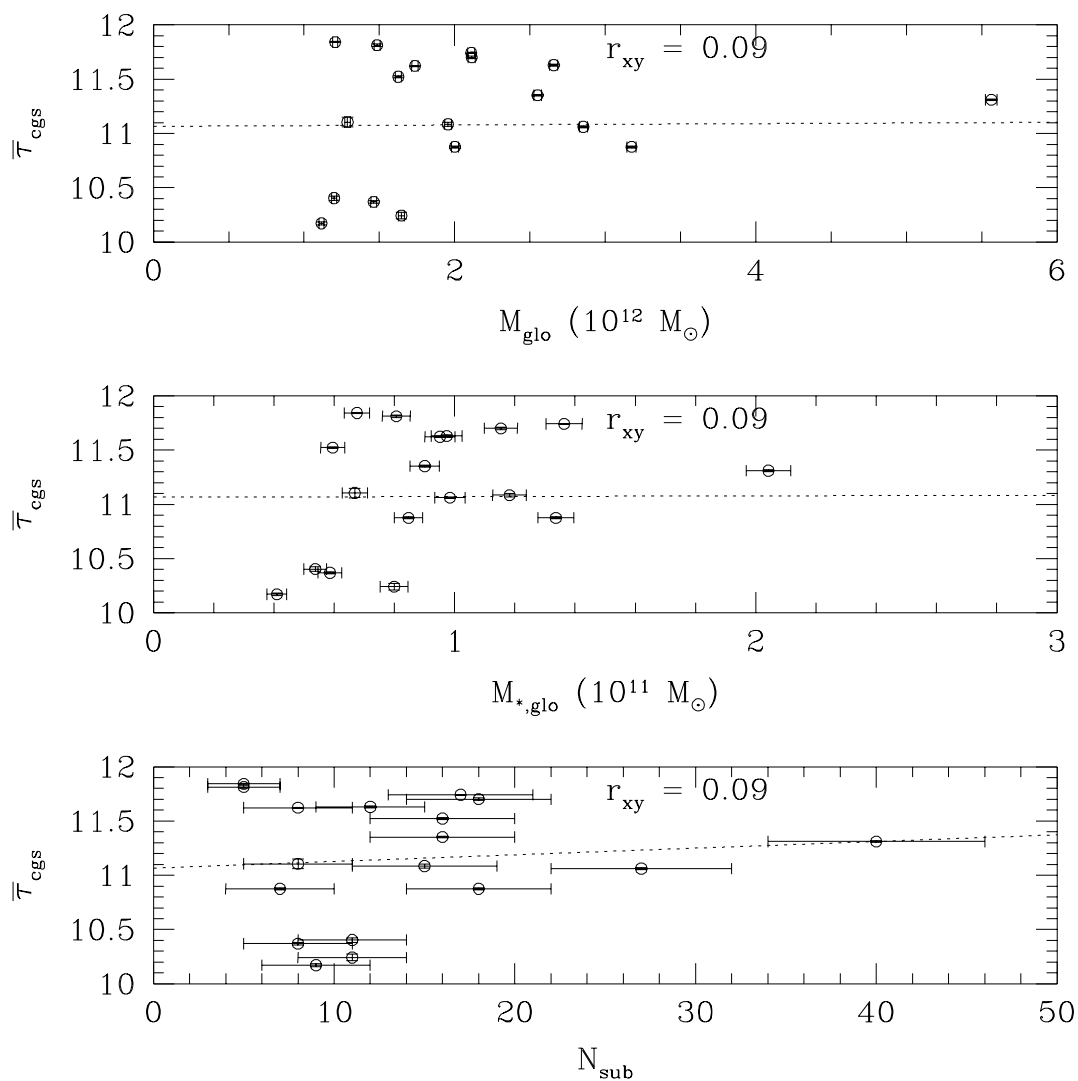


Figura 7.2: Dependencia de la edad media de los CGS genuinos con la masa virial, la masa estelar dentro del radio virial y el número de subestructuras que conforman su árbol de fusiones. Las líneas punteadas corresponden a ajustes lineales de las distintas variables; r_{xy} es el coeficiente de correlación de las correspondientes variables.

ocurren en dos situaciones: en el colapso de las subestructuras y durante las fusiones, de lo que se concluye que los FFEI son generados por *fenómenos violentos* relacionados con la dinámica *global* de las subestructuras. En otras palabras, los resultados del modelo indican que los cúmulos globulares se formarían tanto en los colapsos de las subestructuras galácticas como en las fusiones de las mismas.

Es importante precisar en este punto el término *colapso*; en el presente trabajo se lo utiliza para distinguir el primer brote de formación estelar de cada subestructura, en el cual las abundancias medias de su medio interestelar crecen abruptamente desde valores primordiales a valores cercanos a los solares (ver figura 6.26). En muchas estructuras el primer brote de formación estelar ocurre a causa de su interacción con otra subestructura, durante una fusión o un encuentro, mientras que en otras subestructuras dicho brote de formación estelar no se origina en estas interacciones; reservamos el uso del término *colapso* para este último caso.

Si bien todos los colapsos dan origen a FFEI, no ocurre lo mismo para las fusiones. Este comportamiento puede explicarse a partir de la misma figura 7.3, observando que la eficiencia global de formación estelar de la subestructura decrece en promedio con la masa virial de la misma. Si bien las fusiones tienen una eficiencia superior al promedio, el crecimiento de la subestructura hace que estos eventos sean cada vez menos eficientes, por lo que después de cierto tiempo aún los más eficientes de ellos no alcanzan el umbral necesario para formar CGS. Por consiguiente, el hecho de que las edades de los CGS sean altas estaría ligado al crecimiento de las subestructuras, que disminuye la eficiencia global de los episodios de formación estelar, inhibiendo el modo de formación estelar intensa. Una segunda causa de la existencia de fusiones que no dan origen a CGS es la dispersión intrínseca de la eficiencia global de los episodios de formación estelar que generan, que hace que algunas fusiones superen el umbral, mientras que otras no lo alcancen. Esta dispersión puede depender de las condiciones bajo las cuales ocurre la fusión o de la dinámica interna de la misma, por lo que se realizó un análisis de las características de estos eventos.

Las características de las fusiones y colapsos se determinaron a partir del árbol de fusiones de cada GLO, que provee el instante de los colapsos y del inicio de las fusiones, y a partir de la variación temporal, durante una fusión, de las distribuciones radiales de masa bariónica de las subestructuras, que permiten determinar el instante en que finalizan las fusiones, combinándose las componentes bariónicas de las subestructuras participantes en una sola. De este modo se halló nuevamente que los FFEI ocurren siempre durante el colapso de las

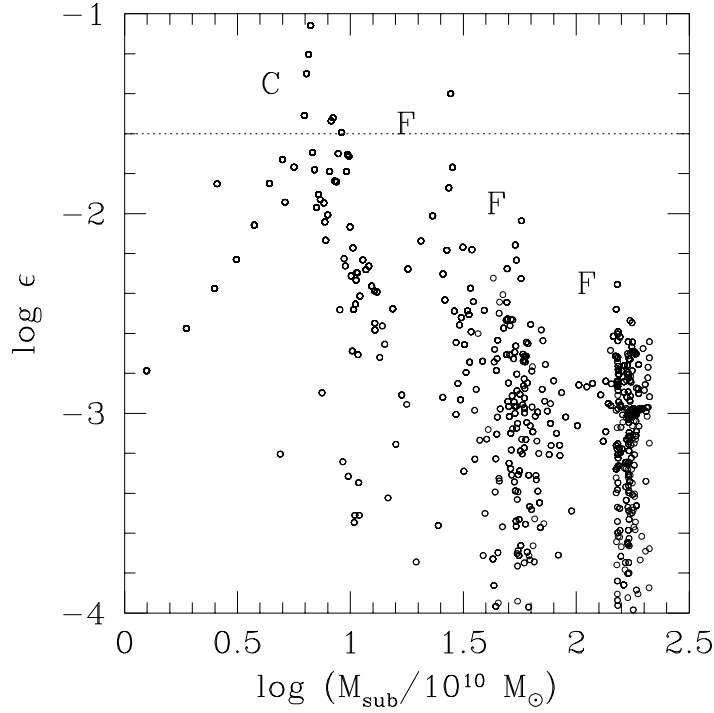


Figura 7.3: Relación entre la eficiencia global de formación estelar de la subestructura más masiva de un GLO y la historia dinámica de la misma. La línea punteada corresponde al umbral $\epsilon_{u, glo}$ por encima del cual los episodios se consideran FFEI, la 'C' indica el colapso de la subestructura y las 'F' los instantes en que comienza una fusión.

subestructuras o durante el transcurso de una fusión. En este último caso es posible además, siguiendo a Tissera *et al.* (2002), discriminar dos tipos de FFEI; aquellos que ocurren durante la etapa de *decaimiento orbital* del satélite en el potencial de la subestructura más masiva, y los que acontecen durante la *combinación final de las componentes bariónicas* de las subestructuras. Al primer grupo es posible agregar además aquellos episodios generados en encuentros de subestructuras que no se fusionan, como el representado en la figura 5.4.

Se observó mediante este procedimiento que los colapsos de las subestructuras de un GLO siempre producen FFEI. Respecto a las fusiones, fue posible determinar que solamente el 6% de las mismas generan FFEI, lo cual concuerda con lo expresado anteriormente. Además, las fusiones que generan FFEI en la etapa de decaimiento orbital no lo hacen en la etapa de combinación de las componentes bariónicas, lo que está de acuerdo con el resultado de

Tissera *et al.* (2002), quienes hallan que los brotes de formación estelar son más eficientes en la etapa de decaimiento orbital. Para determinar cómo influyen las características de la fusión en la generación de FFEI, se analizó la relación de los FFEI con diferentes parámetros que caracterizan la fusión. El primero de ellos es la relación de masas de las subestructuras que participan en la fusión,

$$f_m = M_{sat}(t_f)/M_{pri}(t_f), \quad (7.1)$$

donde M_{pri} es la masa virial de la subestructura más masiva (primaria), M_{sat} la de la menos masiva (satélite), y t_f el instante de inicio de la fusión. El segundo parámetro es la fracción de gas de la subestructura primaria,

$$f_g = M_{gas,pri}(t_f)/M_{b,pri}(t_f), \quad (7.2)$$

donde $M_{gas,pri}$ es la masa de gas dentro del radio virial de dicha subestructura y $M_{b,pri}$ la masa bariónica dentro de su radio virial. Por último, se analizó la relación de los FFEI con la masa estelar dentro del radio virial de la subestructura primaria $M_{*,pri}$, normalizada a la masa estelar dentro del radio virial del GLO correspondiente,

$$f_* = M_{*,pri}(t_f)/M_{*,glo}. \quad (7.3)$$

La figura 7.4 muestra la relación de los FFEI (símbolos llenos en la figura) con f_m y el instante en que se inicia la fusión t_f . Las fusiones que no generan FFEI también se muestran en la figura (círculos vacíos). Se distingue en ella además los FFEI que ocurren durante el decaimiento orbital del satélite (cuadrados llenos) de los que ocurren durante la combinación final de las componentes bariónicas (círculos llenos). La figura 7.5 muestra la relación de los FFEI (símbolos llenos en la figura) con f_g y f_* .

Se observa en la figura 7.4 que para $t > 9$ Gyr los FFEI son producidos tanto por decaimiento orbital como por las combinaciones de las componentes bariónicas. Para $t \leq 9$ Gyr solamente son generados por el decaimiento orbital del satélite. Se deduce, por lo tanto, que los CEI son producto de la existencia de brotes de formación estelar durante esta etapa. Los CGS genuinos, en cambio, son producidos por ambos procesos. Los promedios de f_m para la muestra completa de fusiones (línea llena vertical en la figura 7.4) y para los FFEI originados en etapas de decaimiento orbital (línea vertical de trazos) son similares (0.19 y 0.25 respectivamente), lo que muestra que no hay una relación entre f_m y el origen de

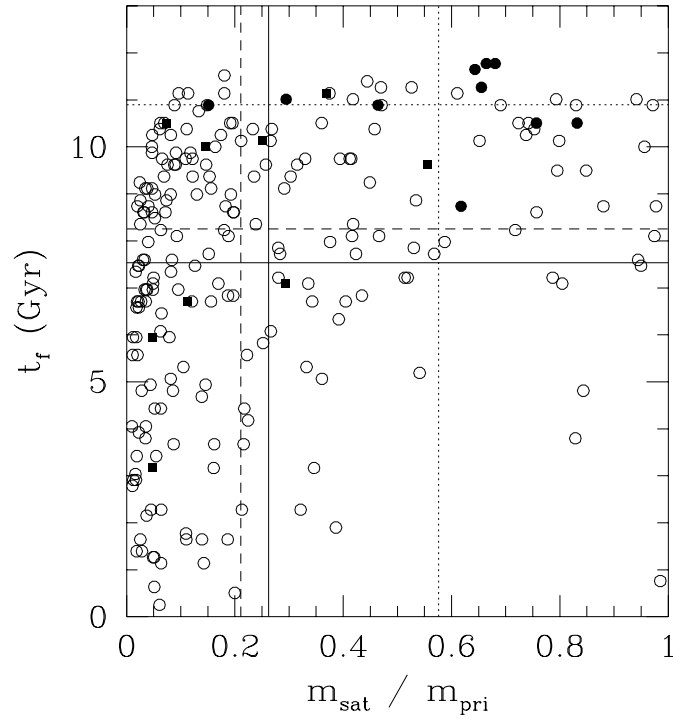


Figura 7.4: Relación entre los FFEI, la fracción de masa de las subestructuras que participan en una fusión y el instante de inicio de la misma. Los FFEI están representados por cuadrados llenos cuando ocurren en la etapa de decaimiento orbital del satélite, y por círculos llenos cuando ocurren en la etapa de combinación de las componentes bariónicas. Los círculos vacíos representan fusiones que no originan FFEI. Las líneas punteadas y de trazos corresponden a los valores medios de estos parámetros para los FFEI producidos por la combinación de las componentes bariónicas y los producidos por el decaimiento orbital, respectivamente. Las líneas llenas corresponden al promedio de todas las fusiones.

los FFEI en estas etapas. El promedio de f_m para los FFEI originados en las etapas de combinación de las componentes bariónicas (línea punteada vertical), en cambio, es superior a los anteriores, y sugiere que los FFEI ocurridos en estas etapas están asociados a fusiones masivas (aquellas en la que la masa virial del satélite es una fracción importante de la masa virial de la subestructura primaria). Sin embargo, la imposibilidad de separar claramente las fusiones que originan FFEI con las que no lo hacen a través de f_m sugiere que existen otras variables de las que depende la ocurrencia de FFEI.

La figura 7.5 sugiere, en cambio, que f_* y f_g tienen una relación importante con los FFEI. Los FFEI ocurridos en las combinaciones finales de las componentes bariónicas ocurren solamente para $f_* \simeq 0$ y $f_g \simeq 1$, es decir, solamente cuando la subestructura primaria es pequeña y prácticamente gaseosa. Los valores promedio de f_* son 0.26 para la muestra completa de fusiones, 0.006 para los FFEI generados en la combinación de las componentes bariónicas y 0.33 para los generados en etapas de decaimiento orbital. Esto sugiere que una pequeña masa estelar, que implica una baja estabilidad de la subestructura, es una condición necesaria para originar FFEI en la etapa de combinación de las componentes bariónicas de una fusión. Los FFEI generados por las etapas de decaimiento orbital, en cambio, no requieren de esta condición. Los valores medios de f_g (0.80, 0.68 y 0.99 para la muestra completa, los FFEI producidos en las etapas de decaimiento orbital y de combinación de las componentes bariónicas, respectivamente) muestran que las etapas de combinación de las componentes bariónicas solamente producen FFEI en subestructuras completamente gaseosas, mientras que las etapas de decaimiento orbital pueden producirlos en subestructuras con menor fracción de gas.

Este análisis muestra entonces que las fusiones generan FFEI en estructuras con una fracción pequeña de su masa en forma de estrellas de dos modos distintos; en estructuras gaseosas al fusionarse las componentes bariónicas, y en estructuras con menor fracción de gas en la etapa de decaimiento orbital. Sin embargo, la imposibilidad de separar, a través de los parámetros dinámicos globales de las fusiones, aquellas que generan FFEI de las que no lo hacen, sugiere que la dinámica interna de los procesos de fusión juega un rol importante en el origen de los FFEI.

7.2 La distribución de metalicidades

El modelo #5.5 genera CGS con metalicidades en el rango $-3 \leq [Fe/H] \leq 1$, con el mayor número de los mismos contenido en el intervalo $-2 \leq [Fe/H] \leq 0$. Esto es consistente

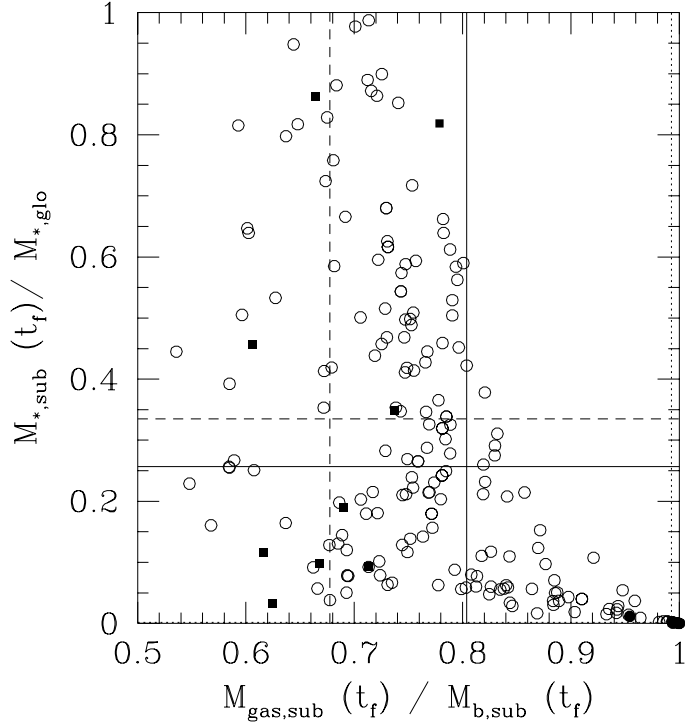


Figura 7.5: Relación entre los FFEI, la fracción de gas de las subestructuras primaria en una fusión y su masa estelar dentro del radio virial en el instante de inicio de la misma. Los FFEI están representados por cuadrados llenos cuando ocurren en la etapa de decaimiento orbital del satélite, y por círculos llenos cuando ocurren en la etapa de combinación de las componentes bariónicas. Los círculos vacíos representan fusiones que no originan FFEI. Las líneas punteadas y de trazos corresponden a los valores medios de las variables para los FFEI producidos por la combinación de las componentes bariónicas, y los producidos por el decaimiento orbital, respectivamente. Las líneas llenas corresponden al promedio de todas las fusiones.

con las metalicidades de los cúmulos globulares (Harris 1996). Las distribuciones de metalicidades presentan una estructura bi- o multimodal (figura 6.43) en el 50% de los GLO. Esta bimodalidad se asemeja a la observada en los sistemas de cúmulos globulares en algunos aspectos, pero difiere en otros. En primer lugar, el intervalo en que se encuentran las modas de alta y baja metalicidad, $-1.4 < [Fe/H]_b < -0.9$ y $-0.9 < [Fe/H]_a < -0.2$ respectivamente, son consistentes con los observados (ver, por ejemplo, Côté, Marzke & West 1998 y sus referencias). En segundo lugar, la moda de la población de CGS de baja metalicidad es independiente de las propiedades del GLO, mientras que la de la población de CGS de alta metalicidad correlaciona con la metalicidad del mismo. Esta correlación presenta una pendiente $d[Fe/H]_{cgs}/d[Fe/H]_{glo} = 0.92 \pm 0.41$, siendo los CGS aproximadamente 0.2 dex más pobres en elementos pesados que los GLO. Esta correlación es consistente con los resultados de Forbes & Forte (2001), quienes encuentran que los colores de los cúmulos globulares son idénticos a los de los halos de las galaxias elípticas. La falta de correlación entre las modas de baja metalicidad y las propiedades de los GLO también son consistentes con las observaciones (Forbes, Brodie & Grillmair 1997). Sin embargo, si se compara el promedio de las modas de las distintas poblaciones de CGS con las de la Vía Láctea (figura 6.48), se encuentra que las modas de menor metalicidad de los CGS tienen metalicidades más altas que las de las galaxias, y lo opuesto ocurre con las de mayor metalicidad. En otras palabras, las distribuciones de metalicidades de los CGS tienen sus modas más próximas que las de los cúmulos globulares. Además, el número de CGS en la población de baja metalicidad se encuentra entre 0.2 y 0.8, lo cual es razonable para las galaxias elípticas, aunque en promedio es bajo para las galaxias espirales, en las que los CGS de baja metalicidad dominan en número.

El origen de la distribución de metalicidades se analizó determinando la contribución a la distribución de metalicidades de cada uno de los dos tipos de eventos que da origen a CGS, es decir, colapsos y fusiones (figura 7.6). De dicha descomposición resulta que, en aquellos GLO en que las distribuciones de metalicidades se presentan bimodales, *no hay una separación de las dos poblaciones de CGS en función del tipo de evento en que son generadas*, excepto en un caso (el GLO 2 de la simulación 1). En otras palabras, no ocurre que los colapsos den origen a los CGS de baja metalicidad y las fusiones a los restantes, tal como proponen los escenarios de Ashman & Zepf (1992) o Beasley *et al.* (2002). En cambio, las fusiones aportan una cantidad prácticamente despreciable de CGS a los GLO. La mayoría de los CGS son generados por el colapso de las subestructuras, excepto en dos de los 18 GLO. A

partir de este resultado, se analizó la distribución de metalicidades individual del colapso de cada subestructura en cada GLO; la figura 7.7 presenta el resultado de este análisis. En primer lugar, se observa que son pocas las subestructuras que tienen colapsos en un GLO, su número es siempre menor a 4. Sin embargo, tampoco se observa una descomposición de la distribución de metalicidades de cada GLO en poblaciones unimodales que correspondan al colapso de cada subestructura. Por consiguiente, tampoco ocurre que la bimodalidad de las distribuciones de metalicidades de cada GLO se genere a partir de una mezcla de distribuciones unimodales generadas en el colapso de cada una de sus subestructuras, como propone el escenario de Forte, Martínez & Muzzio (1982) y Côté, Marzke & West (1998). En cambio, la mayoría de los colapsos de las subestructuras (aunque no todos) ya generan una distribución bimodal intrínseca de metalicidades. Los resultados del presente modelo se asemejan, por lo tanto, al escenario propuesto por Forbes, Brodie & Grillmair (1997).

7.3 La distribución de colores

Las distribuciones de colores de los GLO para el modelo #5.5 se presentaron en la figura 6.36. En la sección 6.5 se mostró que las mismas se encuentran en relación directa con las distribuciones de metalicidad (figura 6.35), siendo las primeras uni o bimodales de acuerdo a si las últimas lo son. Los colores medios de los CGS azules ($C - T_1 \simeq 1.4$) son un poco más rojos que los de los cúmulos globulares azules de la Vía Láctea ($C - T_1 \simeq 1.3$), y los colores medios de los CGS rojos ($C - T_1 \simeq 1.6$) son un poco más azules que los de los cúmulos globulares rojos de la Vía Láctea ($C - T_1 \simeq 1.7$), consecuentemente con lo expresado acerca de las metalicidades. Esto acerca los picos combinándolos de modo que la bimodalidad es menos notable.

El hecho de que la distribución de colores es consecuencia directa de la de metalicidades puede verse en la figura 7.8, que presenta la relación color-metalicidad para los CGS. Esta relación surge esencialmente de que los CGS tienen edades del orden de 10 Gyr con una dispersión de unos 3 Gyr solamente, lo cual elimina prácticamente los efectos de la edad de la relación edad-metalicidad-color, y de que las metalicidades de la mayoría de los CGS no son tan bajas como para llegar a la región en que los colores saturan (ver la discusión en la sección 5.3.3).

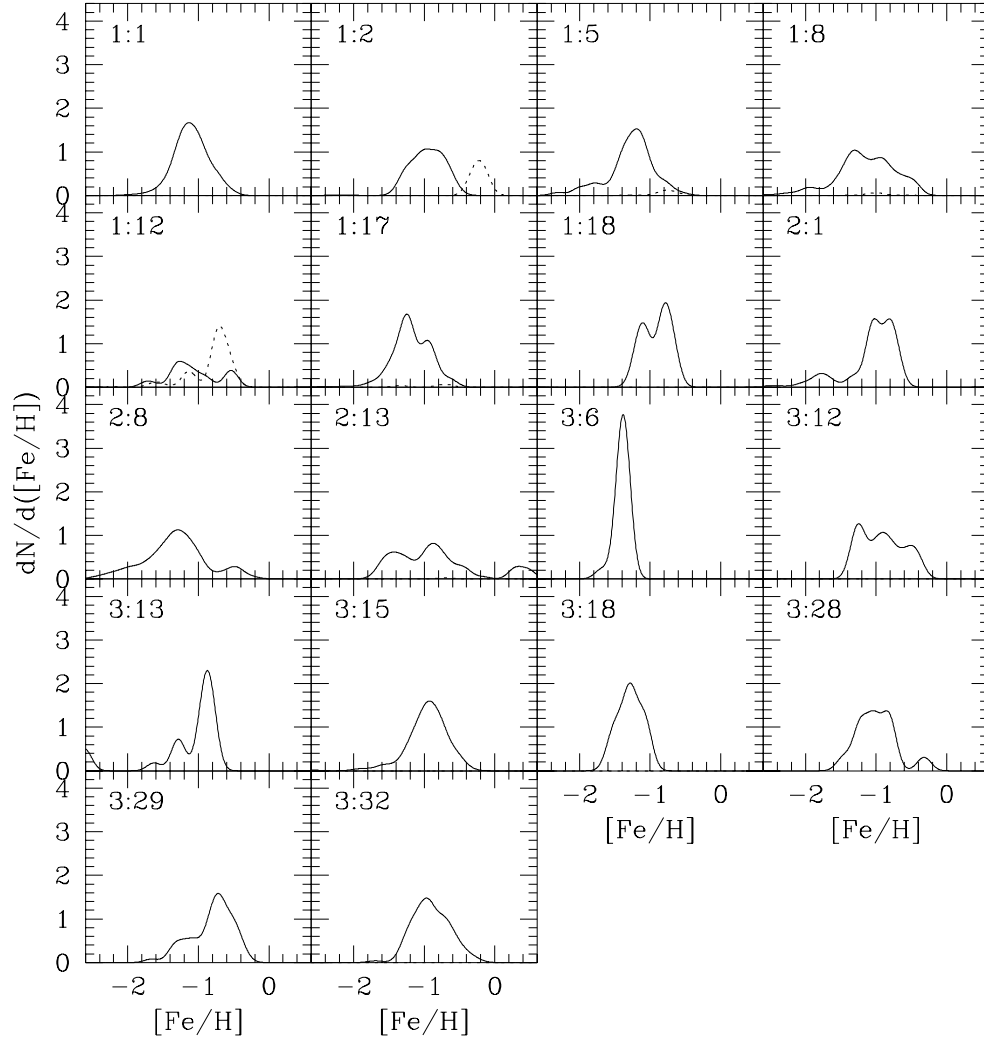


Figura 7.6: Distribuciones de metalicidades de los GLO discriminadas por eventos. Las líneas llenas corresponden a los colapsos, y las líneas punteadas a las fusiones.

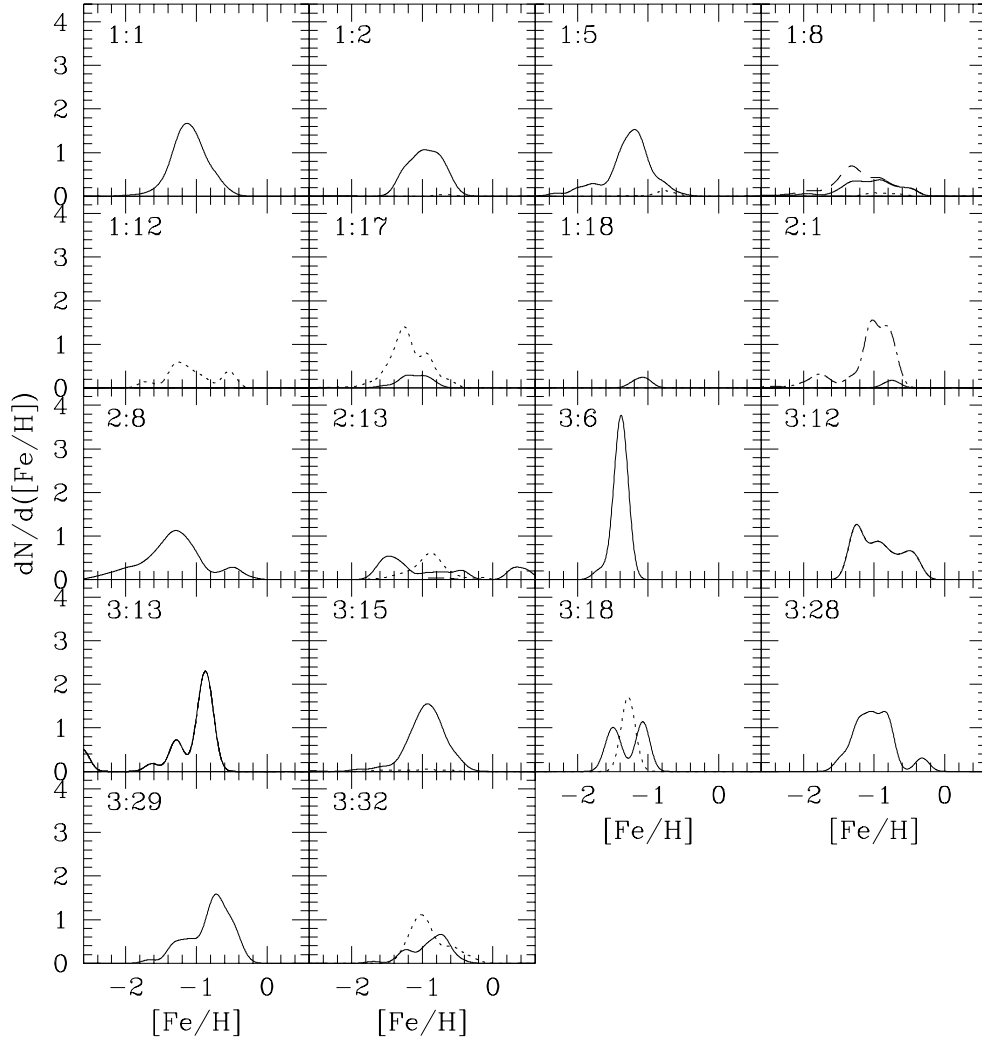


Figura 7.7: Distribuciones de metalicidades de los colapsos de las subestructuras de cada GLO discriminadas por subestructura. Los diferentes tipos de líneas corresponden cada uno a una subestructura diferente.

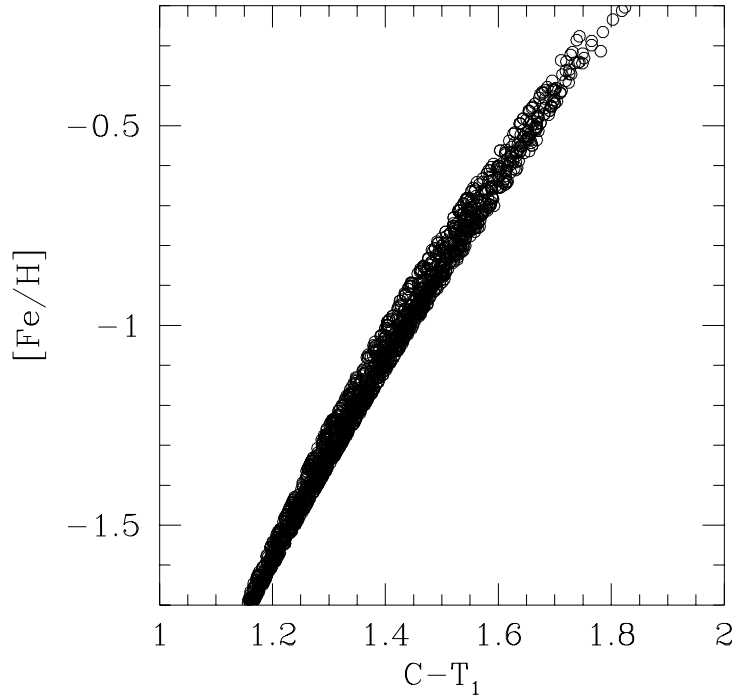


Figura 7.8: Relación color-metalicidad para los CGS.

7.4 La frecuencia específica

El modelo #5.5 presenta un buen acuerdo entre las frecuencias específicas de los sistemas de CGS y las de los sistemas de cúmulos globulares. Los valores obtenidos para las mismas $S_{N, glo} \simeq 2$ (ver figura 6.40) son del mismo orden de magnitud de los de las galaxias espirales, lo cual es razonable ya que las simulaciones describen las propiedades de las galaxias de campo. Es importante recordar que el valor $\alpha = 0.1$ que fue utilizado en la ecuación 6.3 para calcular la masa de CGS originados en cada FFEI es un orden de magnitud estimado en base a los valores propuestos por Harris & Pudritz (1994) & McLaughlin & Pudritz (1996). El hecho de que con esta estimación el modelo #5.5 obtenga el orden de magnitud de las frecuencias específicas de los sistemas de cúmulos globulares constituye un éxito del mismo. Más allá de ello, se debe tener en cuenta que el valor exacto de α puede diferir levemente del utilizado en este modelo. La inexistencia de una correlación entre la frecuencia específica y la luminosidad de los GLO (figura 6.40) también corresponde a lo observado. La figura

7.9 muestra que tampoco existe dependencia alguna entre la frecuencia específica y la masa virial, la masa estelar dentro del radio virial o el número de subestructuras que forman el árbol de fusiones de un GLO. La no correlación con la masa virial permite suponer que la resolución numérica no introduce en este muestra de GLO resultados espúreos, y por otro lado constituye una predicción del modelo, que puede ser puesta a prueba observacionalmente. La independencia de S_N de la masa estelar es consistente con la correspondiente independencia de S_N de la luminosidad. La no correlación con el número de subestructuras del árbol de fusiones sugiere una independencia de S_N respecto del entorno del GLO. A primera vista, esto podría parecer estar en conflicto con las observaciones, sin embargo, el hecho de que los GLO representen galaxias de campo implica que el entorno es muy similar en todos ellos. Por consiguiente la independencia obtenida en el modelo no puede considerarse en contradicción con la dependencia observada de S_N con el entorno, ya que esta última se da en un rango de entornos mucho más amplio que el simulado.

La independencia de la frecuencia específica de las propiedades de las galaxias suele justificarse en la constancia de la eficiencia total de formación de cúmulos globulares (Rosenblatt, Faber & Blumenthal 1988, McLaughlin 1999), definida como el cociente entre la masa de cúmulos globulares de una galaxia y su masa bariónica. El valor de esta eficiencia es aún tema de debate, aunque se acepta que es del orden de magnitud de 0.001 (McLaughlin 1999, Forte 2003). La figura 7.10 muestra el valor de esta eficiencia ϵ_{glo}^{tot} obtenido para los GLO en función de la masa bariónica del GLO. Se observa en ella que no hay una correlación entre ambas variables, lo que corresponde a lo observado, y que el promedio de los valores de ϵ_{glo}^{tot} obtenidos en el modelo está de acuerdo con los determinados por los autores citados.

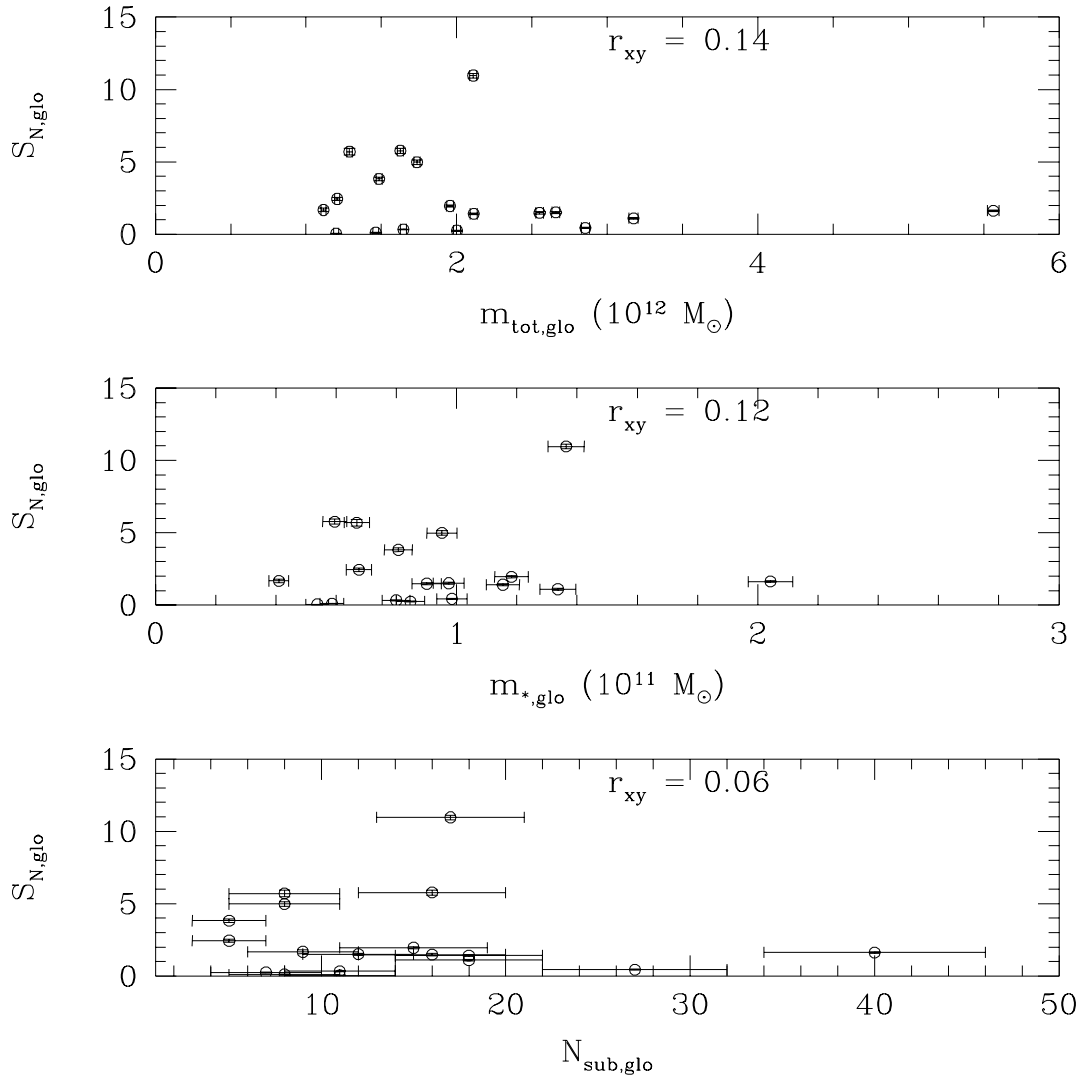


Figura 7.9: Relación entre la frecuencia específica de los sistemas de CGS de los GLO y la masa virial, la masa estelar dentro del radio virial y el número de subestructuras que compone el árbol de fusiones de los mismos; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre las diferentes variables.

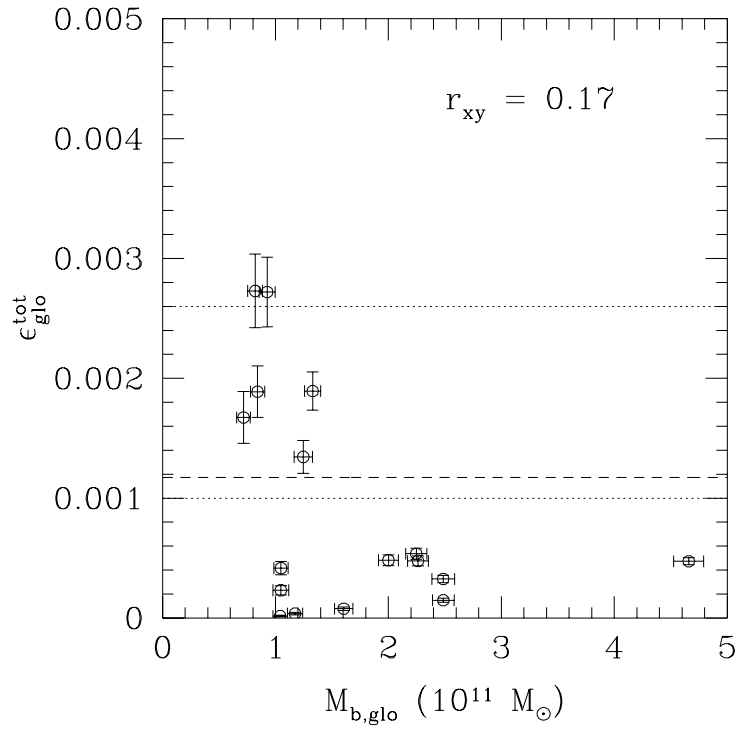


Figura 7.10: Relación entre la eficiencia total de formación de CGS y la masa bariónica dentro del radio virial de los GLO. Las líneas punteadas superior e inferior corresponden a los valores determinados por McLaughlin (1999) y Forte (2003) respectivamente, mientras que la línea de trazos corresponde al promedio sobre todos los GLO; r_{xy} es el coeficiente de correlación entre ambas variables.

Capítulo 8

Conclusiones

Se desarrollaron en el presente trabajo diferentes modelos para describir el origen de los cúmulos globulares en base a los resultados de simulaciones numéricas de formación de estructura por agregación jerárquica. El procedimiento para construirlos consistió en acoplar a la descripción de la formación de la estructura dada por las simulaciones numéricas un procedimiento de selección de poblaciones estelares cuyo objetivo es distinguir, entre las poblaciones originadas por la historia de formación estelar de cada sistema galáctico simulado, aquellas en las que se habrían formado los cúmulos globulares. Este procedimiento de selección está basado en hipótesis sencillas. Aquellas que mejor reproducen las propiedades observadas de los cúmulos globulares son:

- Los cúmulos globulares se forman conjuntamente con estrellas no ligadas.
- El proceso físico que origina los cúmulos globulares es universal.
- La formación de cúmulos globulares ocurre durante fenómenos que producen altas eficiencias de formación estelar.
- Los sitios de formación de cúmulos globulares son nubes moleculares supergigantes.
- La masa de gas transformada en cúmulos globulares en cada episodio de formación de los mismos depende de la masa estelar total formada en dicho episodio.
- Las abundancias químicas de los cúmulos globulares son aquellas del medio interestelar a partir del cual se formaron.

La selección de poblaciones implementada a partir de estas hipótesis permitió construir los sistemas de CGS de los distintos GLO, analizar sus propiedades, la relación de las mismas con las propiedades de los GLO, e investigar posibles explicaciones al origen de las mismas. Es importante recordar que los GLO en las simulaciones utilizadas describen las galaxias de campo, por lo que la comparación del modelo con las observaciones se hizo teniendo en cuenta este hecho.

Las edades medias de los CGS obtenidos son altas ($\bar{\tau}_{cgs} = 11.0 \pm 0.1$ Gyr) y consistentes con las de los cúmulos globulares galácticos ($\bar{\tau} = 11.2 \pm 0.2$, Salaris & Weiss 2002). La concordancia de estos valores es muy buena, si se tienen en cuenta que las edades absolutas de los CGS dependen del modelo cosmológico utilizado, y que las edades medidas de los cúmulos globulares dependen de diversas hipótesis asociadas a los métodos de medición, por ejemplo, las realizadas en los modelos de síntesis de poblaciones estelares para construir las isocronas que se ajustan a los diagramas color-magnitud. El orden de magnitud de las edades de los CGS está de acuerdo además con el hecho de que, en todas las galaxias, los cúmulos globulares tienen propiedades consistentes con la hipótesis de que son objetos con edades del orden de 12 Gyr. Se concluye entonces que los CGS constituyen una buena representación de los cúmulos globulares, en lo que respecta a las edades de los mismos.

El 28% de los GLO muestran la presencia de CGS con edades de entre 2 y 9 Gyr (CEI). Si bien se observan cúmulos globulares de edad intermedia en algunas galaxias, aún los datos acerca de los mismos son escasos. Tampoco son muchos los CEI obtenidos en los modelos, por lo que se considera que no es posible realizar aún una comparación del modelo con las observaciones en cuanto a estos objetos. Es interesante notar, sin embargo, que los pocos CEI generados en los modelos sugieren que habría una correlación entre el número de estos objetos y la masa estelar de los GLO, en el sentido que el primero decrece cuando aumenta la última. Si bien esta correlación está basada en solamente 5 puntos, tiene un alto coeficiente de correlación (0.99), que sugiere investigar más profundamente este punto en el futuro. Para ello sería necesario analizar un mayor número de simulaciones, de modo de aumentar la estadística de estos objetos. En caso de verificarse la correlación, esta constituiría una predicción para poner a prueba el modelo frente a las observaciones. A este respecto, es notable que en el Grupo Local se observen cúmulos de edad intermedia en una galaxia poco masiva, la Nube Mayor de Magallanes, mientras que estos objetos no se observan en las dos galaxias mayores (la Vía Láctea y M31).

La inexistencia de correlaciones entre la edad media de los CGS y la masa virial, la masa estelar dentro del radio virial y el número de subestructuras que componen el árbol de fusiones del GLO constituye otra predicción del modelo, la cual permitirá contrastarlo con las observaciones cuando sea posible obtener mediciones confiables de las edades de un gran número de cúmulos globulares extragalácticos.

El origen de las altas edades de los CGS en este modelo puede hallarse en los fenómenos que forman estos objetos. Los CGS se forman en dos tipos de eventos relacionados con la dinámica global de los GLO; los colapsos de sus subestructuras y las fusiones de las mismas. El 100% de los colapsos forma cúmulos globulares, mientras que solamente lo hace el 6% de las fusiones. En particular, para que una fusión genere CGS es necesario que la subestructura principal tenga solamente una pequeña fracción de la masa estelar del GLO, aunque esta no es una condición suficiente. Dado que esta condición corresponde a las subestructuras presentes al comienzo del proceso de agregación jerárquica, y que los colapsos ocurren también al inicio de este proceso, los CGS adquieren naturalmente edades altas en este modelo. Las fusiones que ocurren en subestructuras compuestas por gas en su casi totalidad ($f_g \simeq 1$) lo hacen en la etapa de combinación de las componentes bariónicas, mientras que con bajas fracciones de gas ($f_g \simeq 0.65$) lo hacen en la etapa de decaimiento orbital del satélite. Unas pocas fusiones generan también CGS en la etapa de decaimiento orbital del satélite, aún en subestructuras con fracciones de masa estelar grandes; estas son las que dan origen a los CEI. Esto muestra que la aparición de brotes de formación estelar eficiente no estaría afectada por la resolución numérica. El hecho de que no todas las fusiones con las características mencionadas formen CGS sugiere que las propiedades dinámicas internas de los sistemas que se fusionan también son importantes para determinar la formación o no de CGS. Esto es consistente con resultados anteriores, que probaron que la inducción de formación estelar por efectos de campos de marea es importante en sistemas inestables con una componente esferoidal menor (Barnes & Hernquist 1996, Mihos & Hernquist 1996, Tissera *et al.* 2002). Estos autores también mostraron que la eficiencia de transformación de gas en estrellas de estos brotes es mayor que la producida por las fusiones mismas.

La distribución de metalicidades de los GLO son unimodales en el 50% de los GLO y bi- o multimodales en el restante 50%. Las posiciones de las modas de alta y baja metalicidad en estas últimas se encuentran dentro del intervalo observado en las galaxias, aunque en promedio, las metalicidades de las modas de baja metalicidad de los CGS ($[Fe/H]_{cgs}^b = -1.13$) son más altas que las de los cúmulos globulares de las galaxias como la Vía Láctea ($[Fe/H]_{VL}^b =$

-1.5) y lo opuesto ocurre con las de alta metalicidad ($[Fe/H]_{cgs}^a = -0.68$, mientras que $[Fe/H]_{VL}^a = -0.4$). Esto tiende a acercar ambas modas, borrando la bimodalidad de las distribuciones de metalicidad. Esta discrepancia puede deberse a la resolución numérica de las simulaciones. Los CGS se forman al inicio del proceso de agregación jerárquica, cuando las estructuras son pequeñas y sus componentes bariónicas están descritas por pocas partículas. En estos casos, los procesos hidrodinámicos, de formación estelar y químicos pueden estar pobremente resueltos, con lo cual las metalicidades pueden exhibir incertezas considerables. La implementación futura de simulaciones de mayor resolución permitirá determinar si esta es la causa de la discrepancia en las metalicidades de las modas de los CGS, o si, por el contrario, el modelo falla al reproducir la bimodalidad. A pesar de esta discrepancia, es notable que los resultados del modelo coincidan con la observaciones en la existencia de una correlación entre la moda de alta metalicidad de los CGS y la metalicidad de los GLO, y la falta de dicha correlación para los GLO. Esto es consistente con lo observado por Forbes & Forte (2001), quienes hallan una relación similar entre los colores de los cúmulos globulares y el de los halos de las galaxias, y con la inexistencia de correlaciones entre la moda de baja metalicidad de los sistemas de cúmulos globulares y las propiedades de las galaxias (Forbes, Brodie & Grillmair 1997).

Si la bimodalidad hallada corresponde realmente a la bimodalidad observada en los sistemas de cúmulos globulares, los modelos sugieren que la misma no se origina de manera sencilla como plantea la mayoría de los escenarios discutidos en el capítulo 3. En cambio, se presenta una combinación de todos ellos. Las fusiones de subestructuras (uno de los ingredientes del escenario de Beasley *et al.* 2002, y una versión modificada del escenario de Ashman & Zepf 1992) contribuyen con pocos CGS. Los colapsos forman la mayor parte de los objetos, y además muchos de ellos presentan una bimodalidad intrínseca. En este sentido, los modelos apoyan el escenario de Forbes, Brodie & Grillmair (1997). Sin embargo, el hecho de que muchos GLO se forman a partir de *más de un fragmento mayor* hace que la combinación de estos fragmentos mezcle sus CGS, ayudando a originar (o mantener) la bimodalidad. En este sentido es importante uno de los procesos básicos del escenario de Côté, Marzke & West (1998), las fusiones no disipativas que mezclan CGS de distintos fragmentos. En general dicho proceso no opera como sugieren estos autores, combinando dos poblaciones unimodales distintas para generar una bimodal, sino combinando poblaciones uní o bimodales, lo cual no siempre mantiene la bimodalidad. En breve, *el modelo sugiere que parte de la bimodalidad es intrínseca al colapso de las subestructuras, y parte se origina*

en las fusiones de las mismas, ya sea combinando las poblaciones de cúmulos globulares de las subestructuras que se fusionan, o formando nuevos cúmulos globulares.

Existe una relación entre las metalicidades y colores de los CGS, similar a la que se observa para los cúmulos globulares (Geisler & Forte 1990). Esta relación, que presenta muy poca dispersión, surge de que las edades de los CGS son grandes (superiores a 9 Gyr) y tienen poca dispersión. Esto elimina el efecto de la edad en la relación edad-metalicidad-color. Además, las metalicidades de prácticamente todos los CGS se encuentran fuera del rango de saturación de los colores, lo cual elimina los posibles efectos de esta saturación sobre la relación. Las distribuciones de colores de los GLO comparten, por consiguiente, las propiedades de las distribuciones de metalicidad. El modelo del presente trabajo sugiere que *la no linealidad de la relación metalicidad-color no es una explicación válida de la bimodalidad de las distribuciones de colores* de los CGS. La misma surge *de la bimodalidad en la distribución de metalicidades* de los mismos. En este punto es importante recordar que los colores de los CGS fueron calculados utilizando modelos de síntesis de poblaciones estelares, y por consiguiente conllevan las incertezas de los mismos. Un punto clave al modelar los colores de los cúmulos globulares es obtener una buena descripción de la rama horizontal de los mismos. Miller Bertolami & Forte (2003) muestran que aún los modelos fallan en esta descripción, por lo que la comparación de los colores de los CGS con los observados debe realizarse con cuidado.

El número de CGS generados por estas hipótesis es consistente con el número de cúmulos globulares observados en las galaxias. La frecuencia específica de los GLO analizados es consistente con las medidas en las galaxias espirales, y no presenta correlaciones con la luminosidad del GLO, lo cual está de acuerdo con lo observado (Elmegreen 1999 y sus referencias). El modelo predice además que la frecuencia específica es independiente de la masa virial de las galaxias, lo cual permite contrastarlo con las observaciones. El modelo también obtiene un valor consistente con las observaciones (McLaughlin 1999, Forte 2003) para la eficiencia de formación de cúmulos globulares y reproduce la independencia de esta variable respecto de las propiedades de las galaxias. La frecuencia específica de los GLO depende del valor adoptado para el coeficiente α de la ecuación 6.3. El mismo fue tomado de estimaciones hechas por Harris & Pudritz (1994) y McLaughlin & Pudritz (1996), las cuales podrían variar (aunque no en orden de magnitud) según estos autores. Este cambio afectaría solamente a las frecuencias específicas, y no a las restantes propiedades de los GLO, aunque conservaría el orden de magnitud de las mismas, y las conclusiones de este modelo no serían

afectadas. Si, en lugar de ser una constante universal, α dependiera de variables locales del episodio de formación estelar en cuestión, todas las conclusiones del modelo podrían ponerse en duda. El cambio diferencial en el número de CGS formados en cada episodio afectaría las distribuciones de metalicidad, edad, y color, y las variables dependientes de ellas. Si bien no existen indicios observacionales ni resultados teóricos que sugieran un α variable, es importante tener en cuenta esta posibilidad en modelos futuros.

Por último, es importante aclarar que las simulaciones no permiten describir la distribución espacial y cinemática de los CGS. Esto se debe a varios factores, entre ellos la falta de la implementación de procesos como la inyección de energía al medio interestelar por parte de las supernovas, que tendría efectos importantes sobre la dinámica del gas, y el acoplamiento entre la dinámica del gas y las estrellas de una misma partícula, que afecta la dinámica de los CGS. Una mejora de estos puntos es necesaria para poder analizar las distribuciones espaciales y cinemáticas de los modelos, las cuales permitirían contrastar mejor el mismo con las observaciones, a partir de los datos recientemente obtenidos con los telescopios de clase 8m.

En resumen, las hipótesis presentadas generan un modelo (el #5.5) que logra un acuerdo razonable con las propiedades de los cúmulos globulares, aunque subsisten discrepancias importantes, sobre todo en lo que respecta a la distribución de metalicidades. Con el fin de mejorar este modelo y obtener una descripción más precisa del origen de los cúmulos globulares y de sus propiedades, se considera necesario profundizar la investigación en las siguientes direcciones. En primer lugar, la utilización de simulaciones de mayor resolución, para disminuir los efectos numéricos y mejorar la descripción de la dinámica, hidrodinámica, la formación estelar y la evolución química en las primeras etapas de la formación de estructuras. La inclusión en las simulaciones de la descripción de la transferencia energética de las supernovas al medio interestelar permitiría además mejorar la descripción del comportamiento de este medio y los procesos relacionados con él. Esto resultaría en una descripción más fiel de las propiedades de las galaxias, incluyendo una descripción confiable de la morfología de las mismas, necesaria para el estudio de los sistemas de cúmulos globulares. El desacople de la dinámica del gas y las estrellas en las simulaciones (al menos de las estrellas que forman los cúmulos globulares) permitiría además dar una descripción consistente de la estructura espacial y cinemática de los sistemas de cúmulos globulares. En cuanto a las hipótesis de los modelos para los cúmulos globulares, el avance más importante podría lograrse incluyéndolas dentro de las simulaciones, como condiciones para la formación de

cúmulos globulares similares a las que determinan la formación estelar. En este caso, sería posible plantear las mismas como condiciones sobre las variables físicas de cada región de formación estelar, y no como condiciones sobre las propiedades globales de las galaxias. Por último, la mejora de los modelos de síntesis de poblaciones estelares permitiría obtener una correspondiente mejora en los colores y magnitudes de los CGS, que son los que finalmente se comparan con las observaciones.

Capítulo 9

Agradecimientos

A Ligia, cuyo inmenso amor me permitió superar todas las dificultades y disfrutar una infinidad de buenos momentos, y a mi futura/o hija/o, fruto de ese amor, que vino a llenar de luz nuestras vidas.

A Fabiana, Mireya, Juan Pedro, por el amor, la comprensión y el apoyo incondicional que me brindaron desde siempre.

A Alejandro, Lita y Fernando, por el afecto con que me recibieron, y el aliento que me dieron durante toda esta etapa.

A María Florencia, Mariela, Silvana, Verónica, Felipe, Francisco, Francisco, Marcelo, Mariano, Maximiliano, Ricardo, Tomás y Víctor, cuya amistad me acompañó más allá de los tiempos y las distancias.

A Patricia y Juan Carlos, por haberme guiado en este largo camino, ayudándome a sortear obstáculos, alentando mis aciertos y rescatándome de mis errores.

A Analía, Cecilia, Irene, Josefa, Lilia, Patricia, Silvina, Andrés, Favio, Juan Carlos y Sergio, por las gratas horas de trabajo y las enriquecedoras discusiones compartidas.

A los directores, investigadores, docentes y personal no docente y administrativo de la Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas de la Universidad Nacional de La Plata y del Instituto de Astronomía y Física del Espacio del CONICET, por haberme brindado un espacio agradable y ameno donde crecer en esta profesión.

Referencias

- Aaronson, M.; Cohen, J.G.; Mould, J. & Malkan, M. (1978); *ApJ* **223**, 824.
- Ashman, K.M. & Zepf, S.E. (1992); *ApJ* **384**, 50.
- Barmby, P; Huchra, J.P.; Brodie, J.P.; Forbes, D.A.; Schroder, L.L. & Grillmair, C.J. (2000);
AJ **119**, 727.
- Barnes, J.E. & Hernquist, L. (1996); *ApJ* **471**, 115.
- Beasley, M.A.; Sharples, R.M.; Bridges, T.J.; Hanes, D.A.; Zepf, S.E., Ashman, K.M. &
Geisler, D. (2000); *MNRAS* **318**, 1249.
- Beasley, M.A.; Baugh, C.M.; Forbes, D.A.; Sharples, R.M. & Frenk, C.S. (2002);
MNRAS **333**, 383.
- Bruzual, A.G. & Charlot, S. (1993); *ApJ* **405**, 538.
- Canterna, R. (1976); *AJ* **81**, 228.
- Cellone, S.; Forte, J.C. & Pellizza González, L.J. (1997); comunicación privada.
- Cohen, J.G. & Ryzhov, A. (1997); *ApJ* **486**, 230.
- Cole, S.; Lacey, C.G.; Baugh, C.M. & Frenk, C.S. (2000), *MNRAS*, **319**, 168.
- Côté, P.; Marzke, R.O. & West, M.J. (1998); *ApJ* **501**, 554.
- Côté, P.; McLaughlin, D.E.; Hanes, D.A.; Bridges, T.J.; Geisler, D.; Merritt, D.; Hesser, J.E.;
Harris, G.L.H. & Lee, M.G. (2001); *ApJ* **559**, 828.
- Côté, P.; McLaughlin, D.E.; Cohen, J.G. & Blakeslee, J.P. (2003); *ApJ* **591**, 850.
- Couchman, H.M.P. (1991); *ApJ* **368**, L23.
- Dehnen, W. & Binney, J.J. (1998), *MNRAS* **294**, 429.
- Dinescu, D.I.; Girard, T.M.; van Altena, W.F. & López, C.E. (2003); *AJ* **125**, 1373.
- Durrell, P.R.; Harris, W.E.; Geisler, D. & Pudritz, R.E. (1996); *AJ* **112**, 972.
- Eggen, O.J.; Lynden-Bell, D. & Sandage, A.R. (1962); *ApJ* **136**, 748.
- Elmegreen, B.G. (1999); *ApSS* **269**, 469.
- Elson, R.A.W. & Santiago, B.X. (1996); *MNRAS* **278**, 617.

Fall, S.M. & Rees, M.J. (1977); MNRAS **181**, 37P.

Fall, S.M. & Rees, M.J. (1985); ApJ **298**, 18.

Forbes, D.A.; Brodie, J.P. & Grillmair, C.J. (1997); AJ **113**, 1652.

Forbes, D.A. & Forte, J.C. (2001); MNRAS **322**, 257.

Forbes, D.A.; Beasley, M.A.; Brodie, J.P. & Kissler-Patig, M. (2001); ApJ **563**, L143.

Forte, J.C.; Strom, S.E. & Strom, K.M. (1981); ApJ **245**, L9.

Forte, J.C.; Martínez, R.E. & Muzzio, J.C. (1982); AJ **87**, 1465.

Forte, J.C.; Geisler, D.; Ostrov, P.G.; Piatti, A.E. & Gieren, W. (2001); AJ **121**, 1992.

Forte, J.C.; Geisler, D.; Kim, E.; Lee, M.G.; Ostrov, P. (2002); en *Extragalactic star clusters*,
D. Geisler, E.K. Grebel & D. Minniti (eds.), San Francisco.

Forte, J.C. (2003); comunicación privada.

Frodesen, A.G., Skjeggstad, O. & Tøfte, H. (1979); *Probability and Statistics in Particle Physics*,
Universitetsforlaget, Oslo.

Gebhardt, R. & Kissler-Patig, M. (1999); AJ **118**, 1526.

Geisler, D. & Forte, J.C. (1990); ApJ **350**, L5.

Geisler, D.P.; Dirsch, B.; Richtler, T.; Alonso, V.; Forte, J.C.; Gebhardt, K.; Grebel, E.;
Hilker, M.; Infante, L.; Minniti, D.; Kissler-Patig, M.; Rejkuba, M. & Larsen, S. (2003);
American Astronomical Society Meeting 199, #14.07

Gingold, R.A. & Monaghan, J.J. (1977); MNRAS **181**, 375.

Grillmair, C.J.; Freeman, K.C.; Bicknell, G.V.; Carter, D.; Couch, W.J.; Sommer-Larsen, J. &
Taylor, K. (1994); ApJ **422**, L9.

Grillmair, C.J.; Forbes, D.A.; Brodie, J.P. & Elson, R.A.W. (1999); AJ **117**, 167.

Hanes, D.A.; Côté, P.; Bridges, T.J.; McLaughlin, D.E.; Geisler, D.; Harris, G.L.H.; Hesser, J.E.
& Lee, M.G. (2001); ApJ **559**, 812.

Harris, W.E. & Racine, R. (1979); ARA&A **17**, 241.

Harris, W.E. & Van den Bergh, S. (1981); AJ **86**, 1627.

Harris, W.E. (1991); ARA&A **29**, 543.

Harris, W.E. & Pudritz, R.E. (1994); ApJ **429**, 177.

Harris, W.E. (1996); AJ **112**, 1487.

Harris, W.E.; Harris, G.L.H. & McLaughlin, D.E. (1998); AJ **115**, 1801.

Hubble, E. (1932); ApJ **76**, 44.

Jablonka, P.; Bica, E.; Bonatto, C.; Bridges, T.J.; Langlois, M & Carter, D. (1998);
A&A **335**, 867.

Jordán, A.; Côté, P.; West, M.J. & Marzke, R.O. (2002); ApJ **576** L113.

Kennicutt, R.C. Jr. (1998); ARA&A **36**, 189.

Kissler-Patig, M.; Kohle, S.; Hilker, M.; Richtler, T.; Infante, L.; & Quintana, H. (1997);
A&A **319**, 470.

Kissler-Patig, M.; Brodie, J.P.; Schroder, L.L.; Forbes, D.A.; Grillmair, C.J. & Huchra, J.P. (1998);
AJ **115**, 105.

Kundu, A. & Whitmore, B.C. (2001a); AJ **121**, 2950.

Kundu, A. & Whitmore, B.C. (2001b); AJ **122**, 1251.

Larsen, S.S.; Brodie, J.P.; Beasley, M.A.; Forbes, D.A.; Kissler-Patig, M.; Kuntschner, H &
Puzia, T.H. (2003); ApJ **585**, 767.

Lucy, L.B. (1977); AJ **82**, 1013.

McLaughlin, D.E. & Pudritz, R.E. (1996); ApJ **457**, 578.

McLaughlin, D.E. (1999); AJ **117**, 2398.

Matteucci, F. & François, P. (1989); MNRAS **239**, 885.

Mihos, J.C. & Hernquist, L. (1996); ApJ **464**, 641.

Miller Bertolami y Forte (2003); comunicación privada.

Monaghan, J.J. & Lattanzio, J.C. (1985); A&A **149**, 135.

Mosconi, M.B.; Tissera, P.B.; Lambas, D.G. & Cora, S.A. (2001); MNRAS **325**, 34.

Neilsen, E.H. Jr. & Tsvetanov, Z.I. (1999); ApJ **515**, L13.

Ostrov, P.; Geisler, D. & Forte, J.C. (1993); AJ **105**, 1762.

Ostrov, P.; Forte, J.C. & Geisler, D. (1998); AJ **116**, 2854.

Peebles, P.J.E. & Dicke, R.H. (1968); ApJ **154**, 891.

Peebles, P.J.E. (1984); ApJ **277**, 470.

Perrett, K.M.; Bridges, T.J.; Hanes, D.A.; Irwin, M.J.; Brodie, J.P.; Carter, D.; Huchra, J.P. &
Watson, F.G. (2002); AJ **123**, 2490.

Piatek, S.; Pryor, C.; McClure, R.D.; Fletcher, J.M.; Hesser, J.E. & James, E. (1994);
AJ **107**, 1397.

Press, W.H.; Teukolsky, S.A.; Vetterling, W.T. & Flannery, B.P. (1990); *Numerical Recipes in C*,
2nd. ed, Cambridge University Press, Cambridge.

Pritchett, C. (1977); AJ **82**, 471.

Pryor, C.; McClure, R.D.; Fletcher, J.M.; Hesser, J.E. & James, E. (1989); AJ **98**, 596.

Pryor, C.; McClure, R.D.; Fletcher, J.M.; Hesser, J.E. & James, E. (1991); AJ **102**, 1026.

Rosenberg, A.; Savianne, I.; Piotto, G. & Aparicio, A. (1999); AJ **118**, 2306.

Rosenblatt, E.I.; Faber, S.M. & Blumenthal, G.R. (1988); ApJ **330**, 191.
Salaris, M. & Weiss, A. (2002); A&A **388**, 492.
Sandage, A. & Tammann, G.A. (1995); ApJ **446**, 1.
Schroder, L.L.; Brodie, J.P.; Kissler-Patig, M.; Huchra, J.P. & Phillips, A.C. (2002); AJ **123**, 2473.
Schulz, J.; Fritze-v. Alvensleben, U.; Möller, C.S.; Fricke, K.J. (2002); A&A **392**, 1.
Searle, L. & Zinn, R. (1978); ApJ **225**, 357.
Schweizer (1986); en *Nearly Normal Galaxies*, S. Faber (ed.), New York, Springer-Verlag.
Shapley, H. (1918); ApJ **48**, 89.
Sharples, R.M.; Zepf, S.E.; Bridges, T.J.; Hanes, D.A.; Carter, D.; Ashman, K.M. &
Geisler, D. (1998); AJ **115**, 2337.
Smith, H.A. (1980); AJ **85**, 542.
Steinmetz, M. & White, S.D.M. (1997); MNRAS **288**, 545.
Strom, S.E.; Strom, K.M.; Wells, D.C.; Forte, J.C.; Smith, M.G. & Harris, W.E. (1981);
ApJ **245**, 416.
Thielemann, F.K.; Nomoto, K. & Hashimoto, M. (1993); en *Origin and Evolution of the Elements*;
Prantzos, N.; Vangioni-Flam, E. & Cassé, N. (eds.).
Tissera, P.B.; Lambas, D.G. & Abadi, M. (1997); MNRAS **286**, 384.
Tissera, P.B. (2000); ApJ **534**, 636.
Tissera, P.B.; Lambas, D.G.; Mosconi, M.B. & Cora, S. (2001); ApJ **557**, 527.
Tissera, P.B.; Domínguez-Tenreiro, R.; Scannapieco, C. & Sáiz, A. (2002) MNRAS **333**, 327.
Van den Bergh, S. & Harris, W.E. (1982); AJ **87**, 494.
White S.D.M. & Frenk. C.S. (1991); ApJ **379**, 52.
Worthey, G. (1994); ApJS **95**, 107.
Woosley, S.E. & Weaver, T.A. (1995); ApJS **101**, 181.
Zinn, R. (1985); ApJ **293**, 424.

Apéndice A

Distribuciones obtenidas en los modelos

En este apéndice se presentan las distribuciones de edad, metalicidad y color $C - T_1$ para los CGS de los 18 GLO seleccionados, en cada uno de los modelos construídos. La descripción del procedimiento por el cual fueron obtenidas las mismas se encuentra en la sección 6.1. Las distribuciones se encuentran ordenadas por el número de modelo y variante. Para cada modelo y variante se presentan, en ese orden, la distribución de edades, la distribución de metalicidades y la distribución de colores.

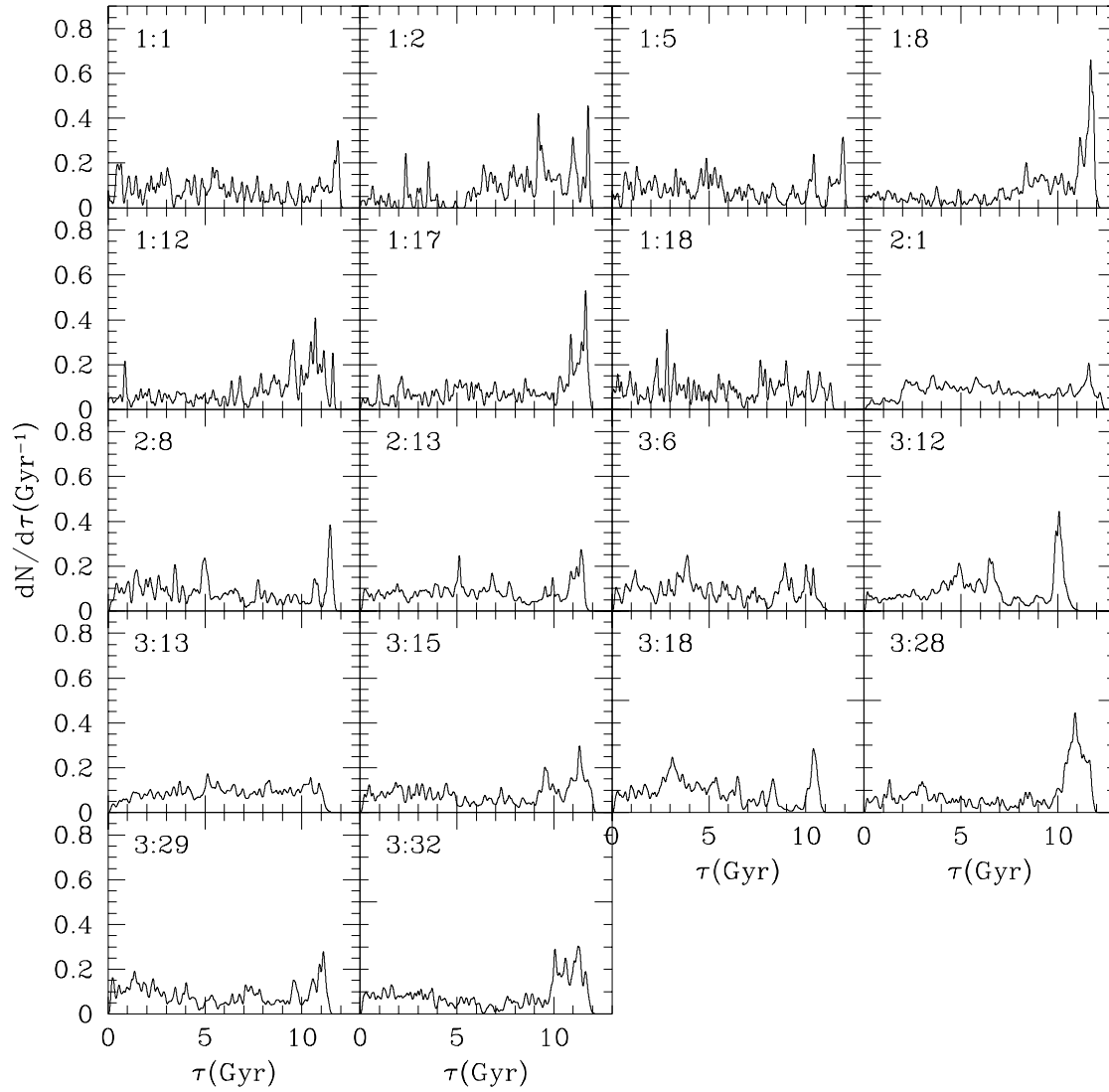


Figura A.1: Distribución de edades de los CGS para el modelo #1.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

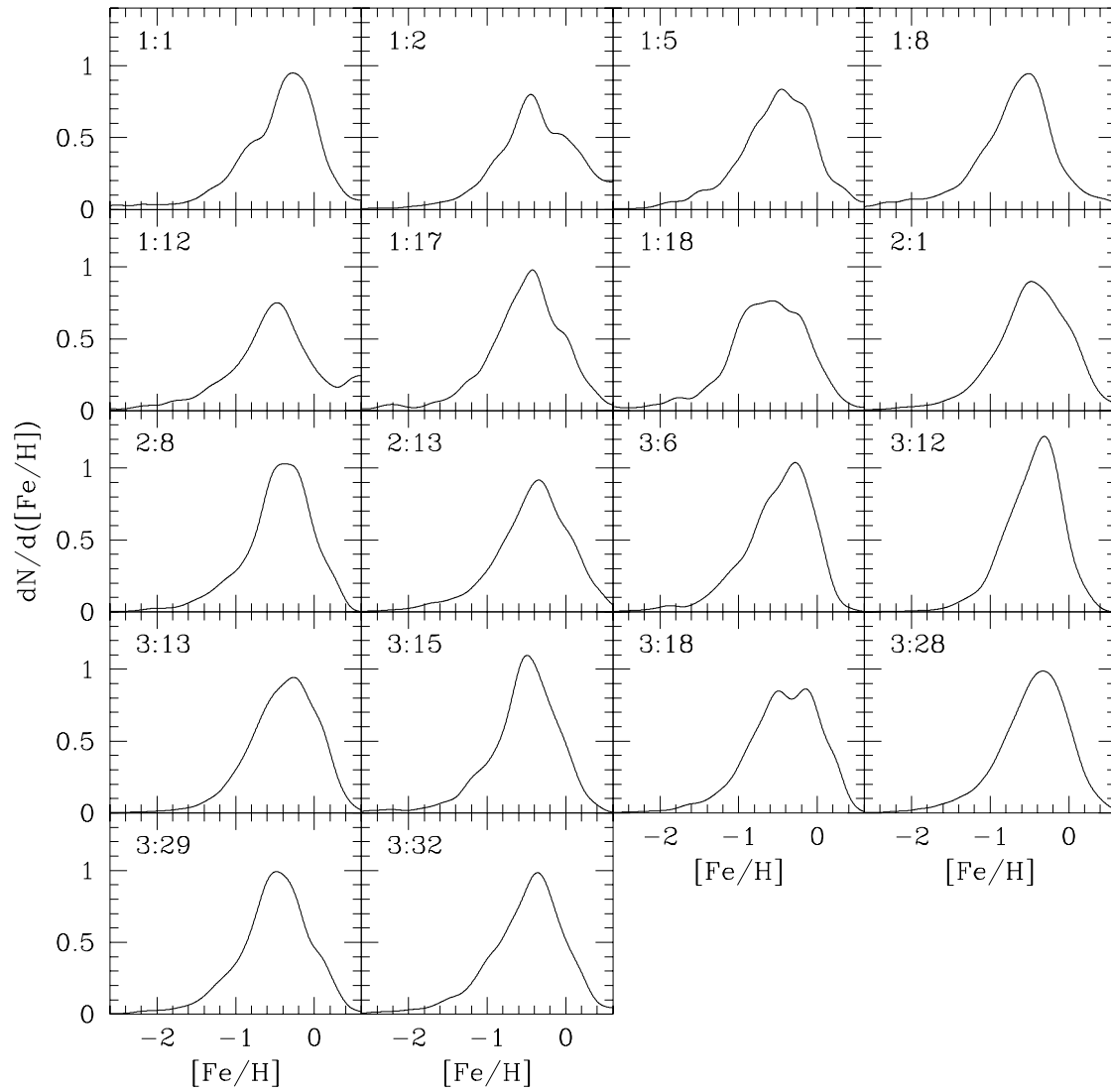


Figura A.2: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #1.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

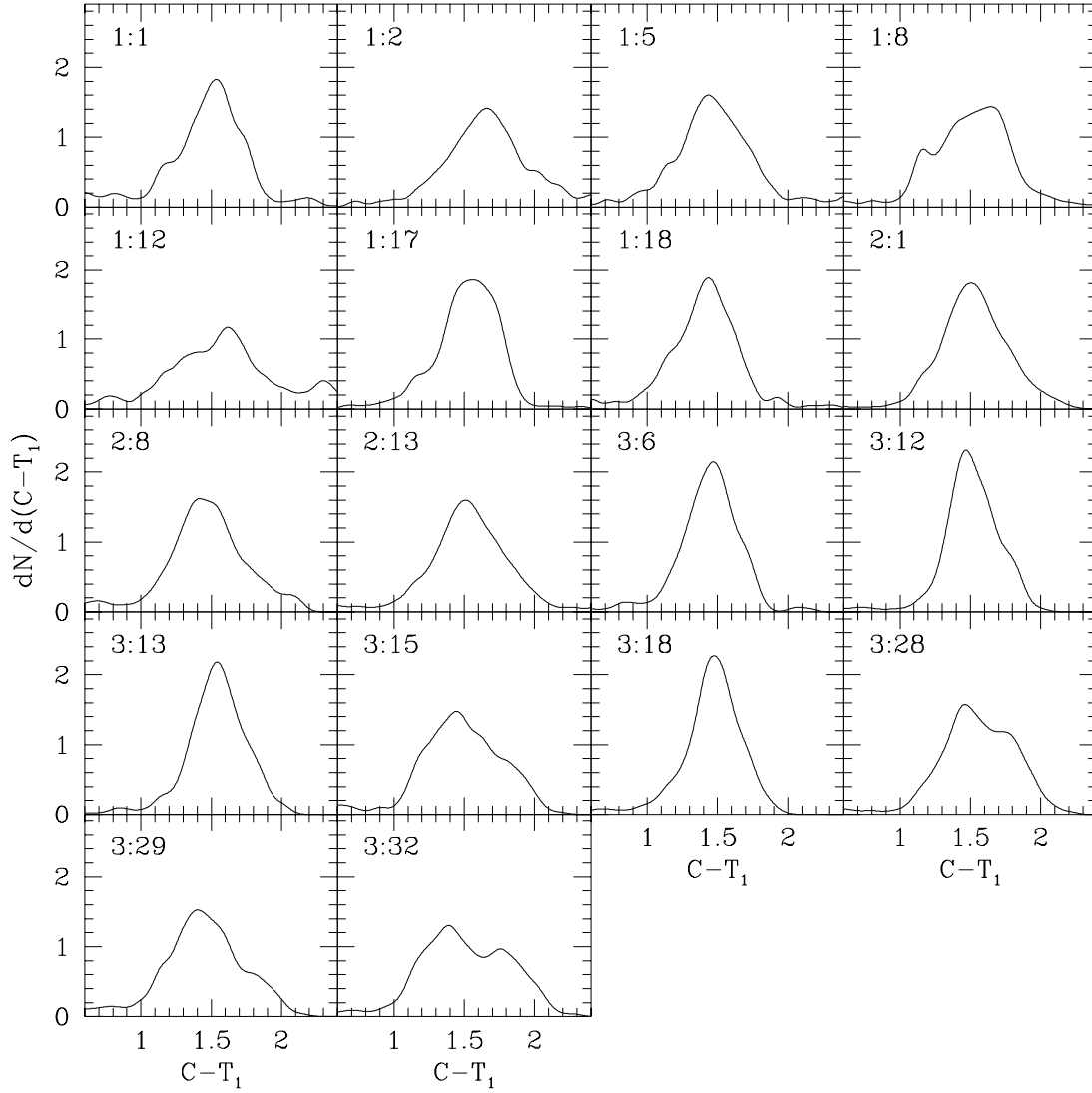


Figura A.3: Distribución de colores de los CGS para el modelo #1.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

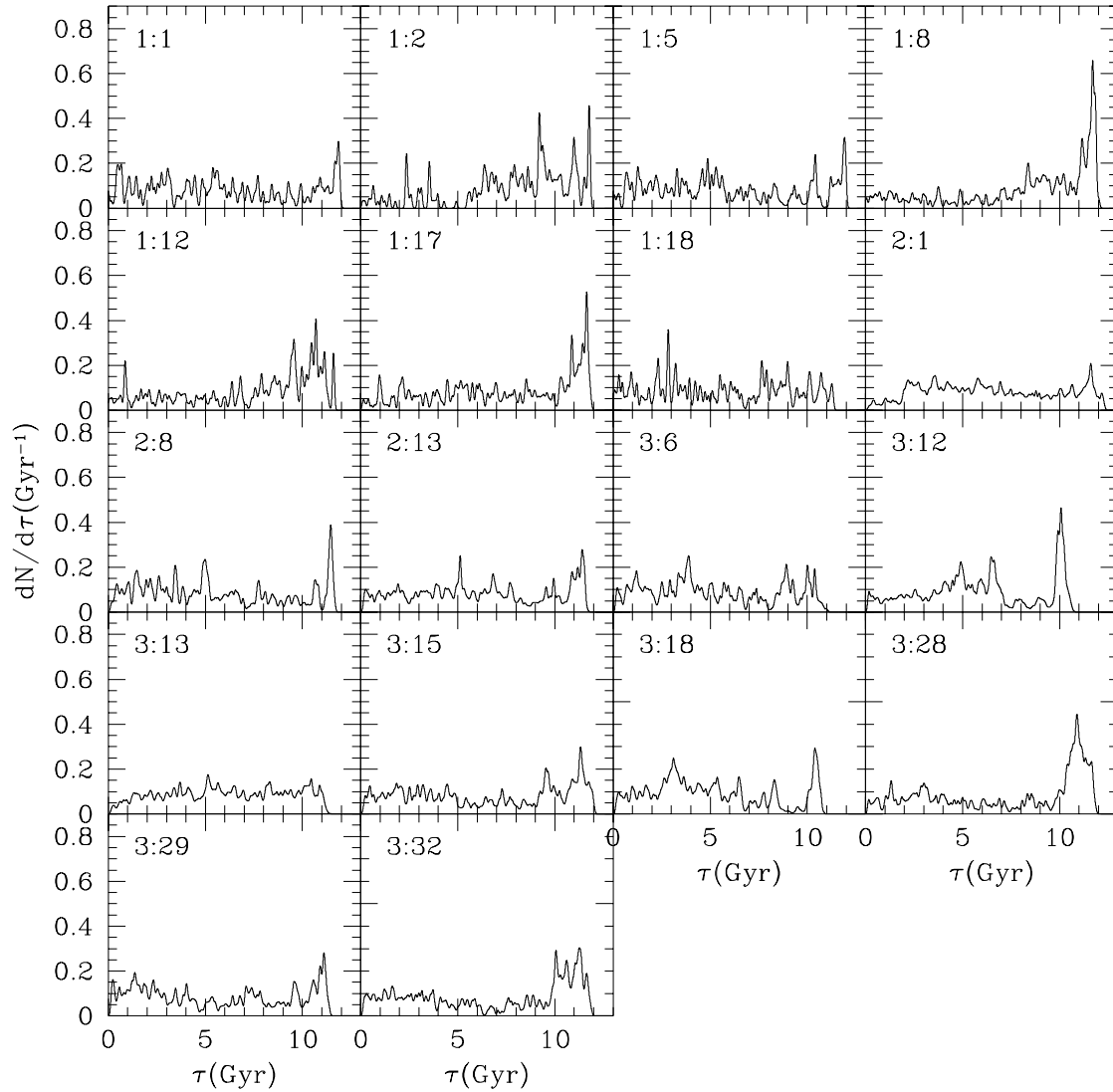


Figura A.4: Distribución de edades de los CGS para el modelo #1.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

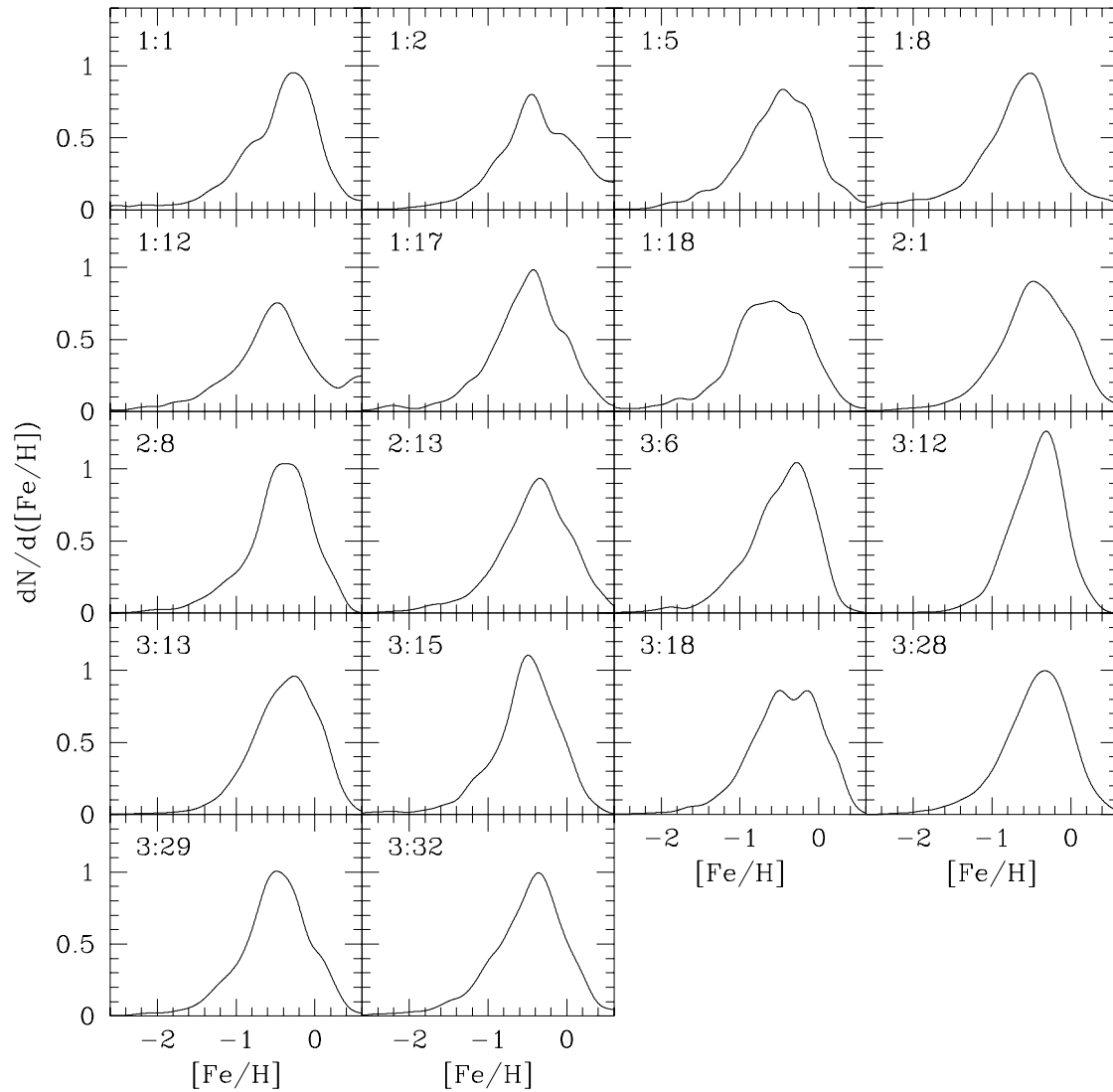


Figura A.5: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #1.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

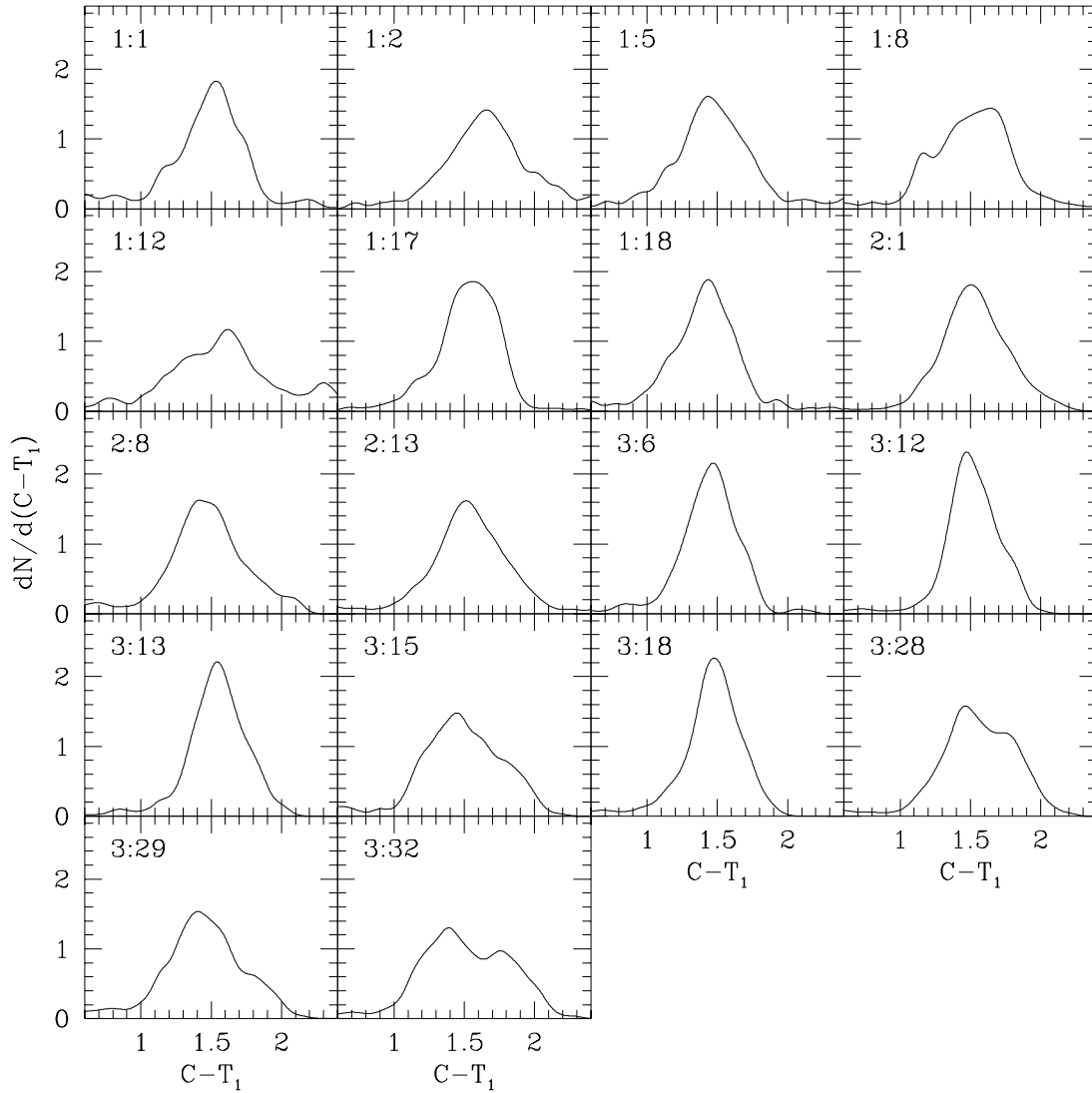


Figura A.6: Distribución de colores de los CGS para el modelo #1.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

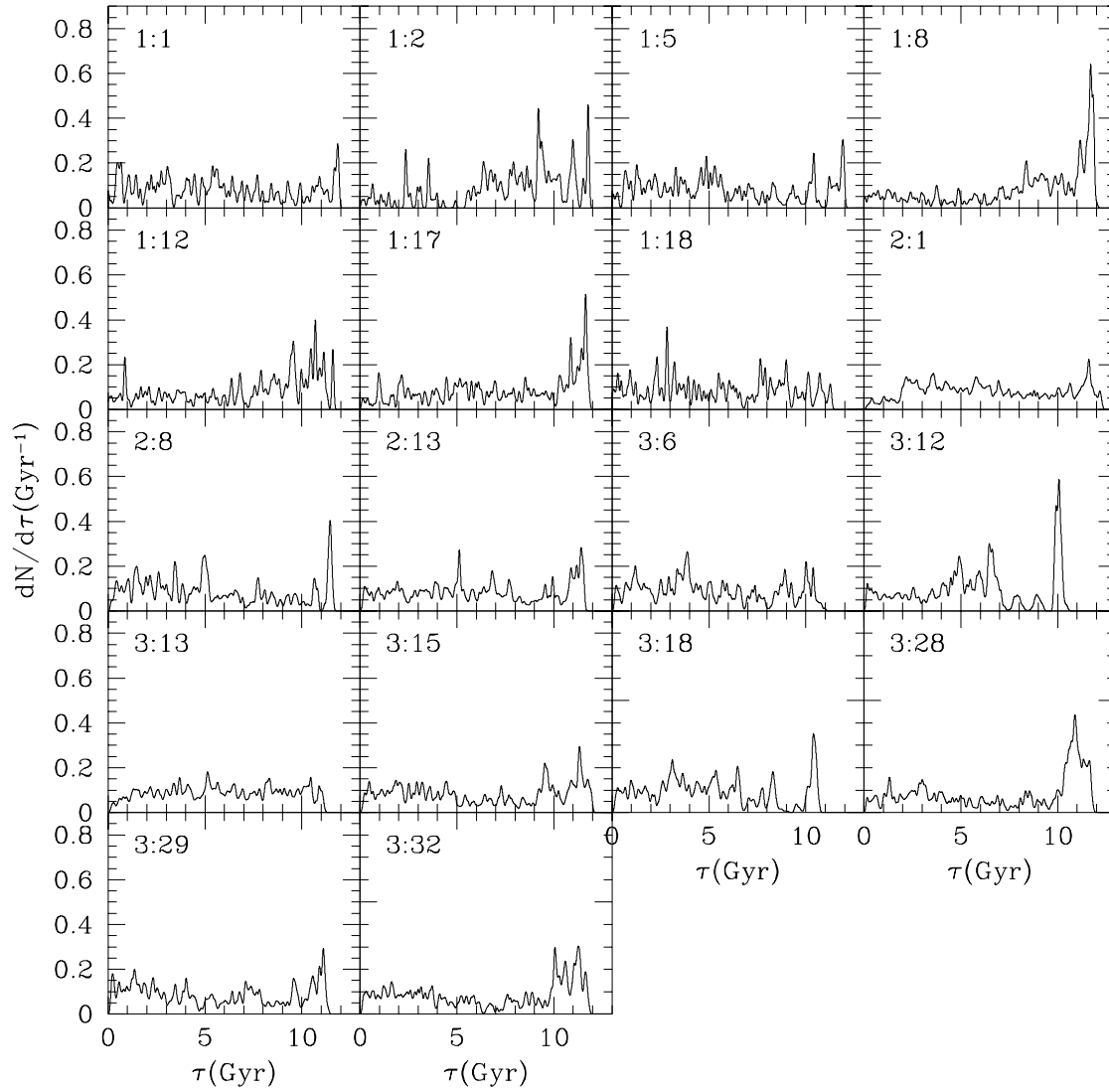


Figura A.7: Distribución de edades de los CGS para el modelo #1.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

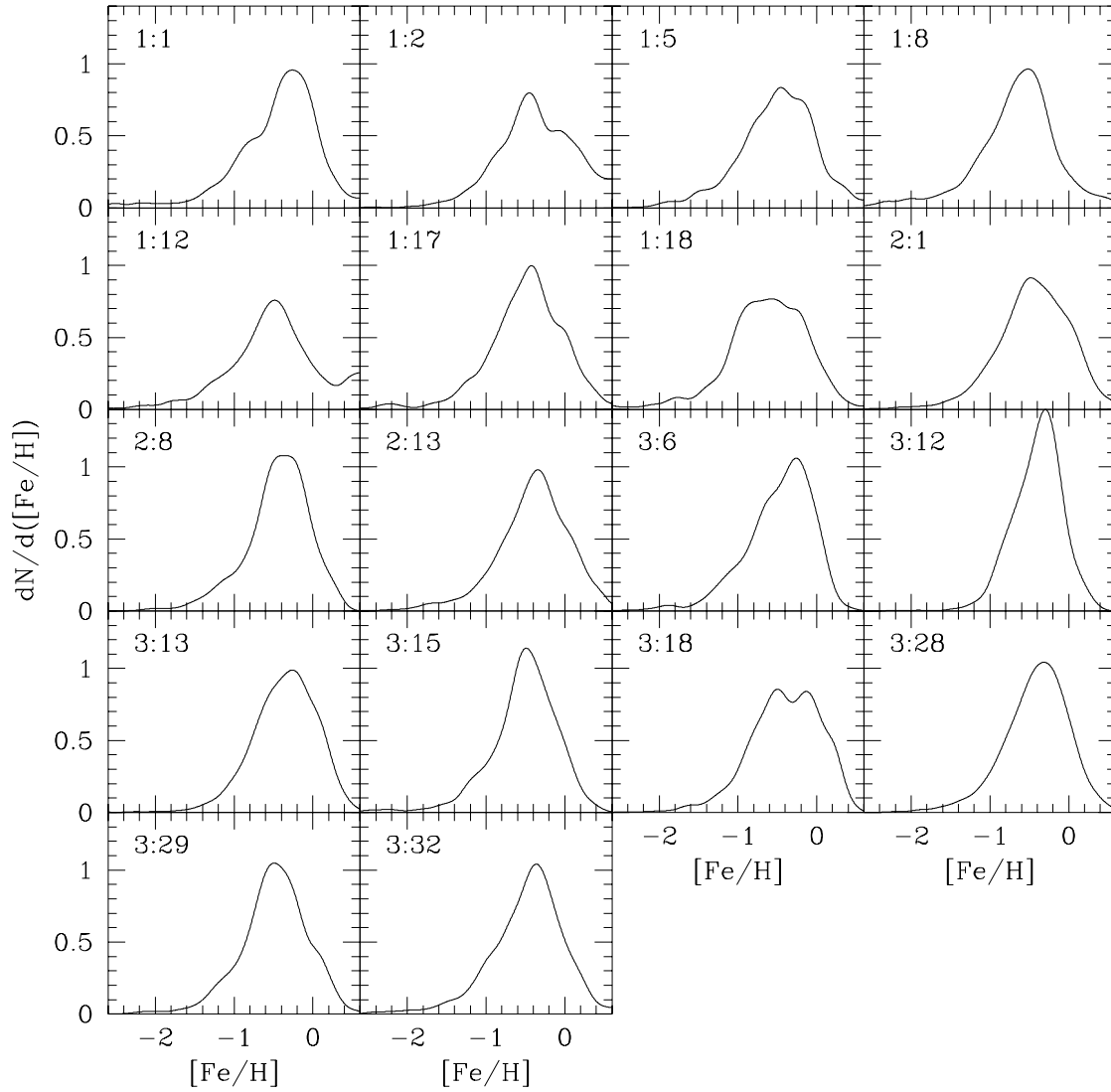


Figura A.8: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #1.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

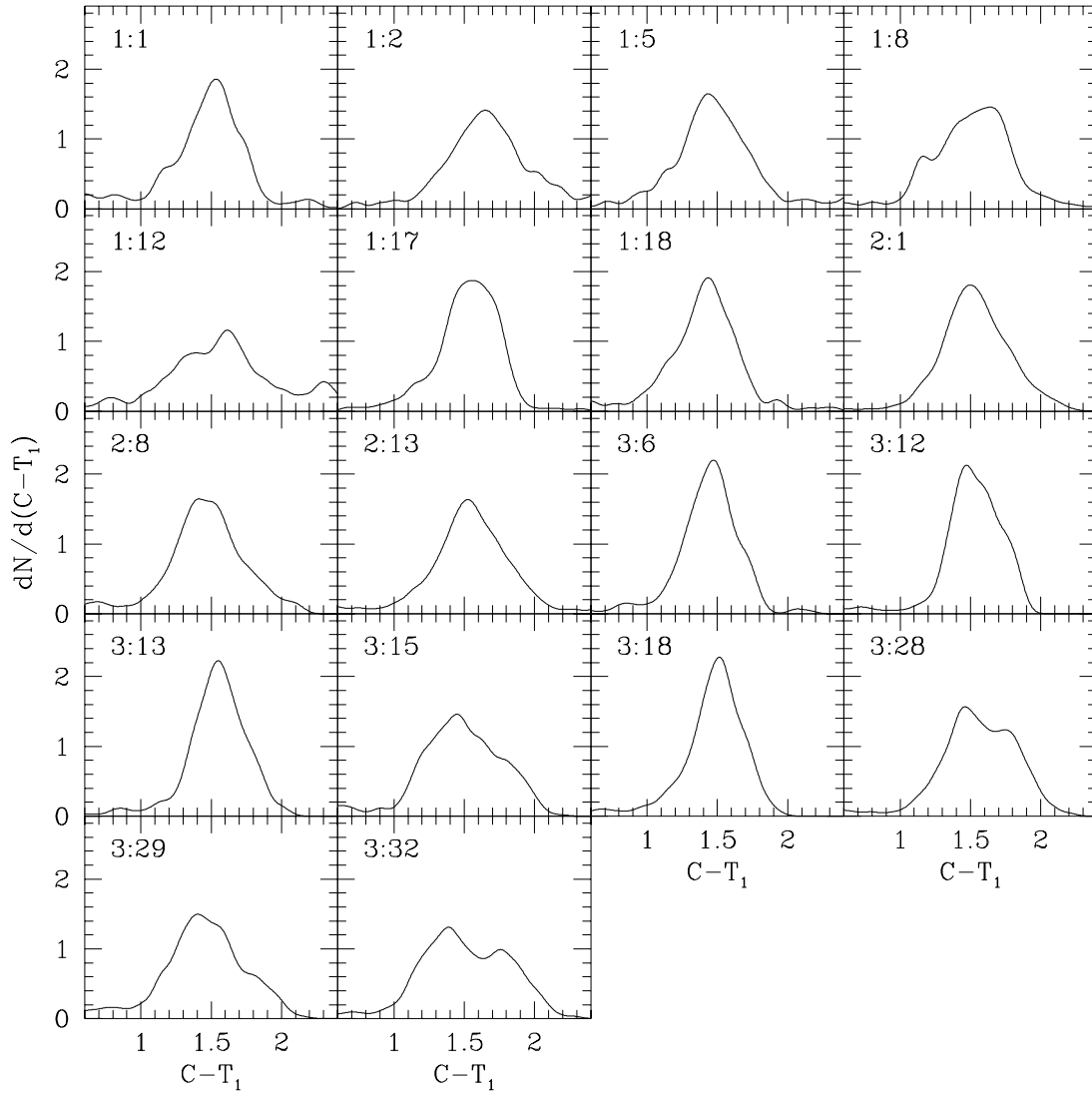


Figura A.9: Distribución de colores de los CGS para el modelo #1.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

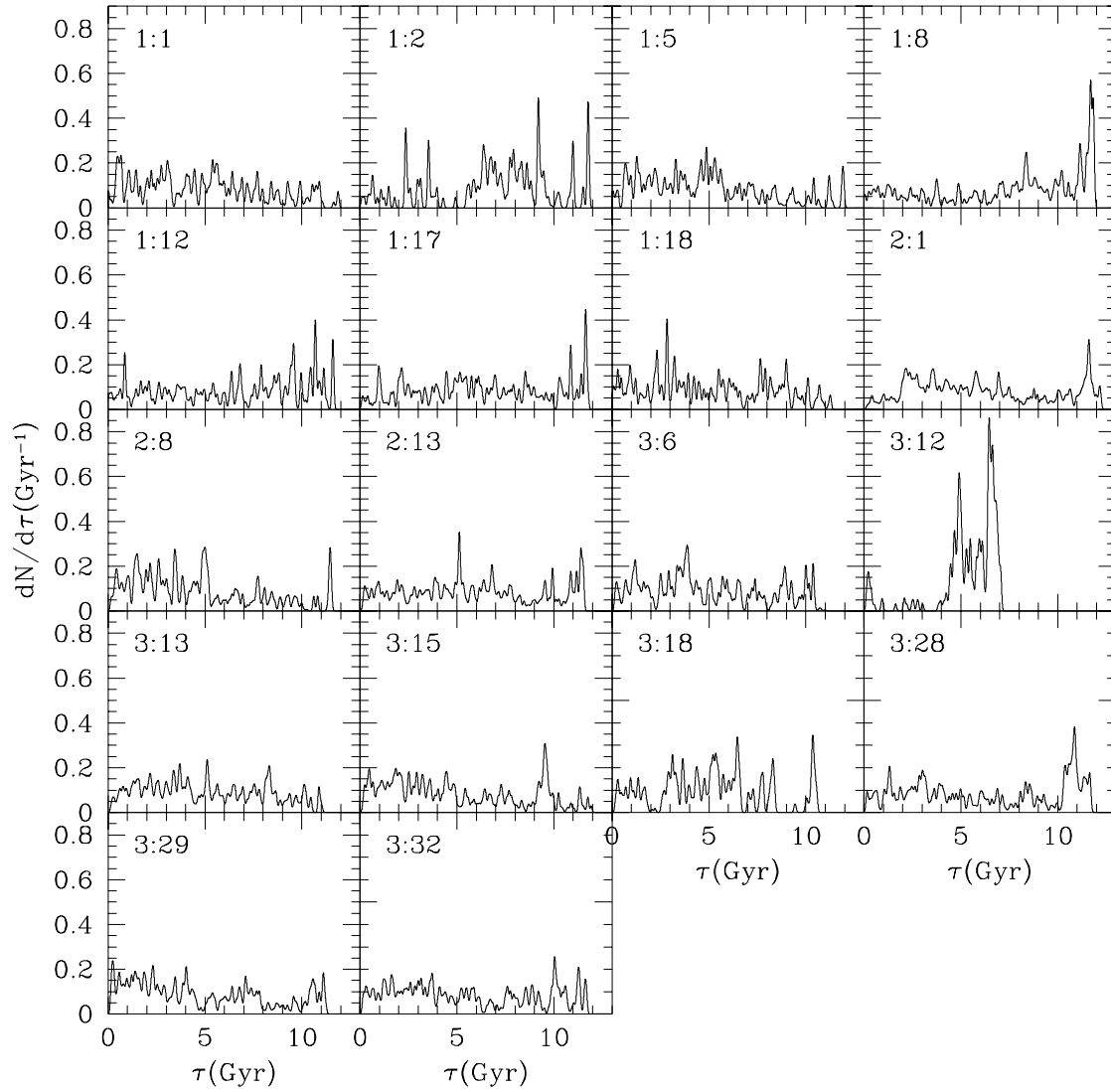


Figura A.10: Distribución de edades de los CGS para el modelo #1.4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

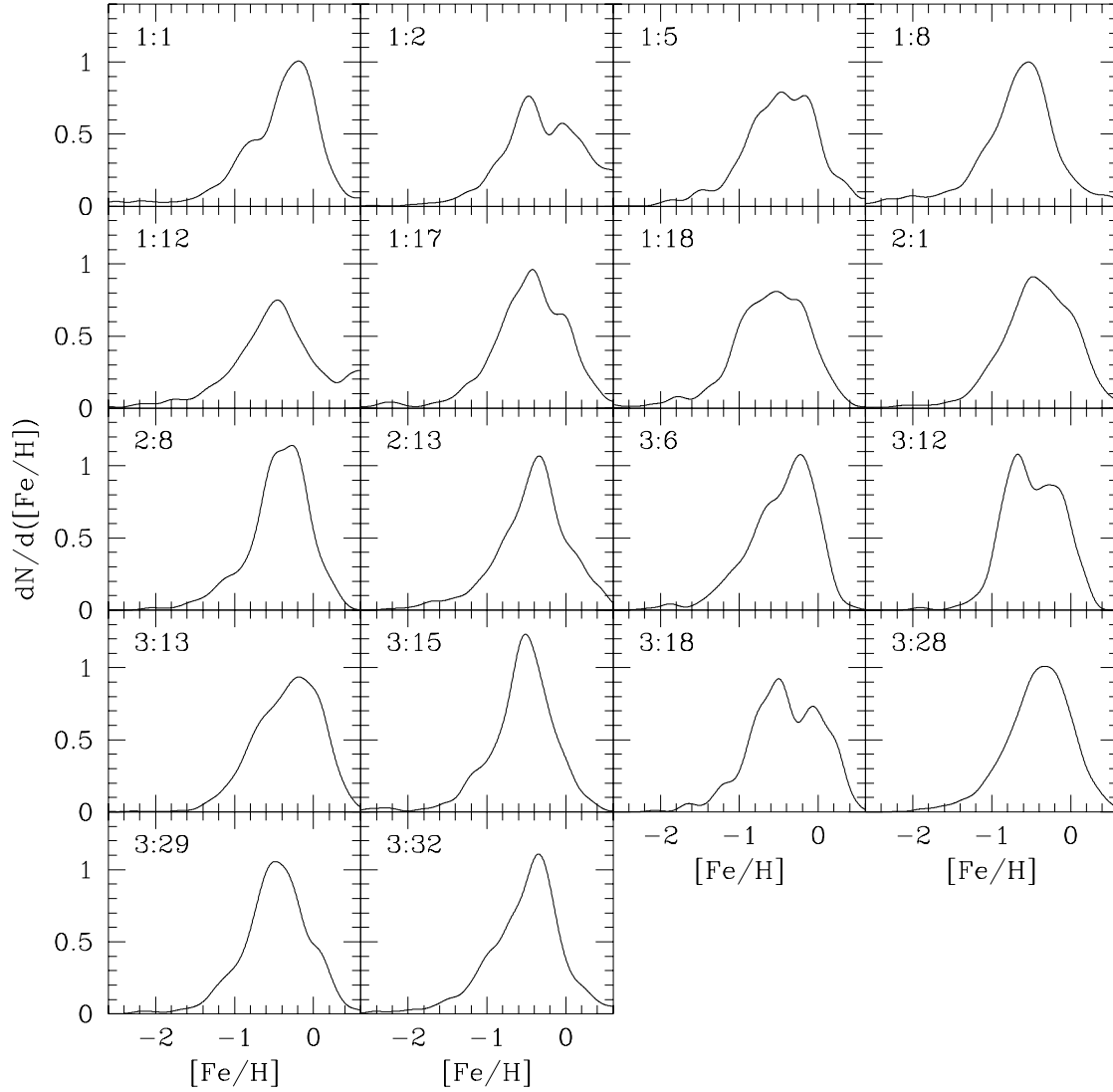


Figura A.11: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #1.4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

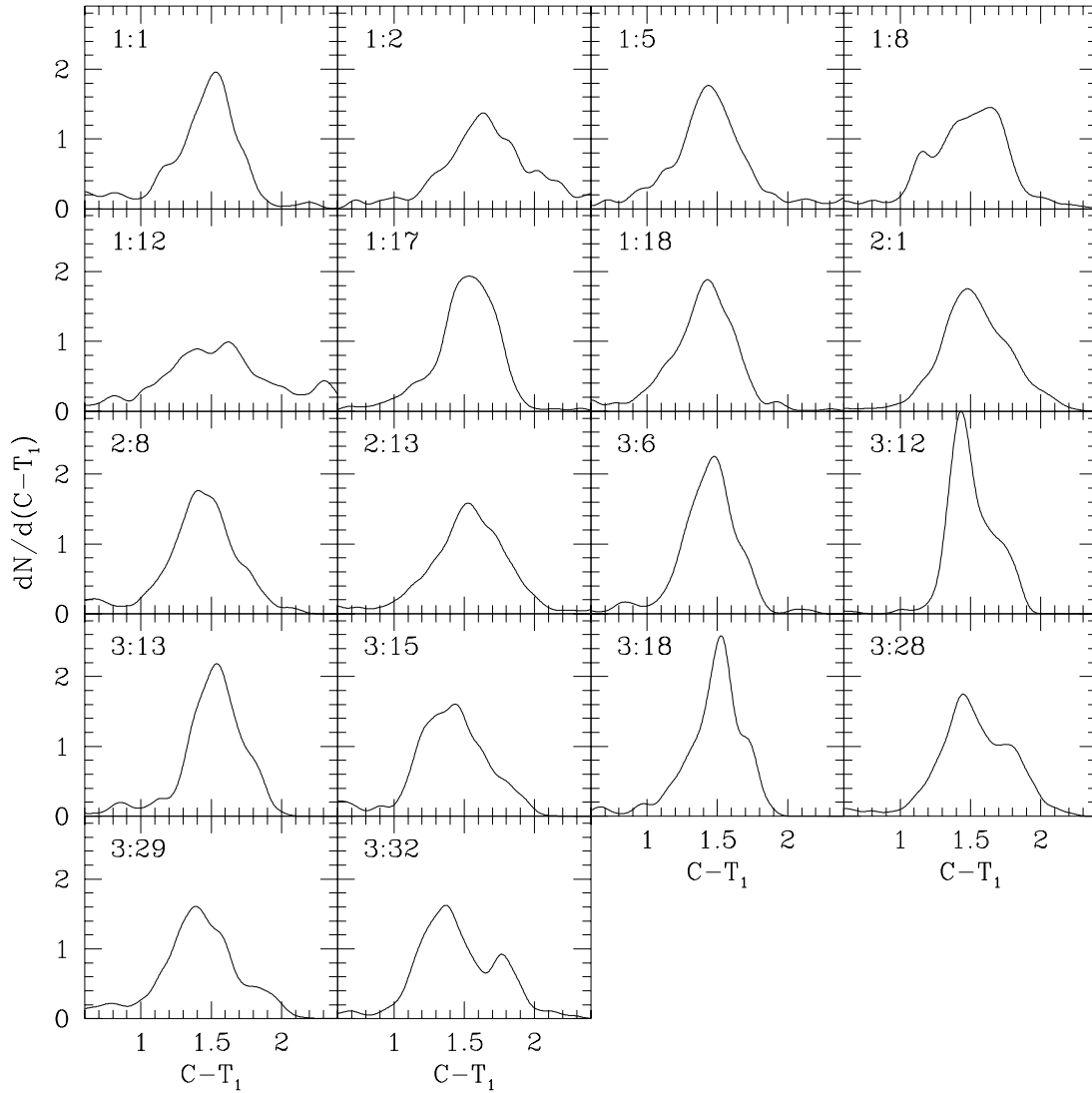


Figura A.12: Distribución de colores de los CGS para el modelo #1.4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

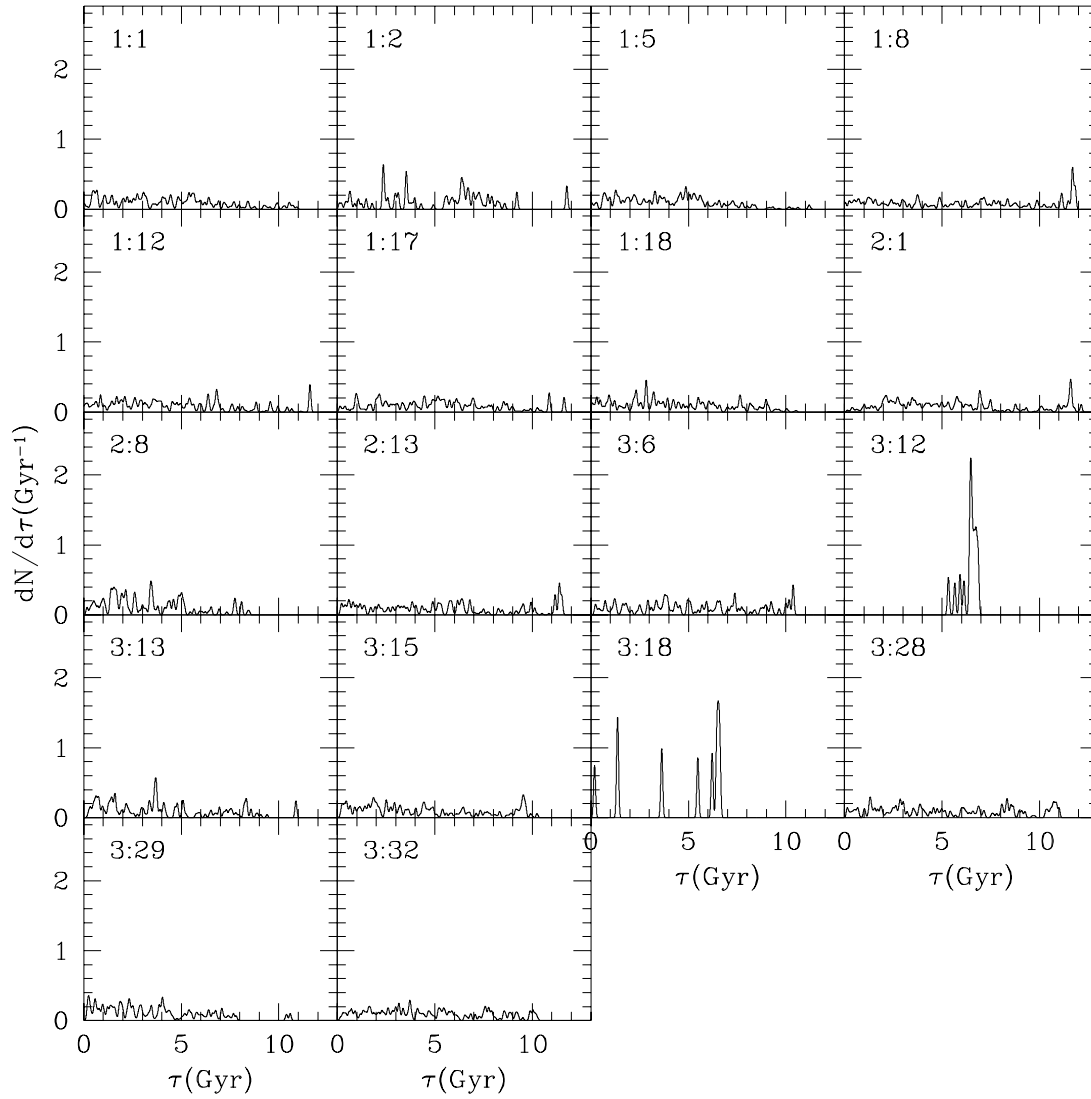


Figura A.13: Distribución de edades de los CGS para el modelo #1.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

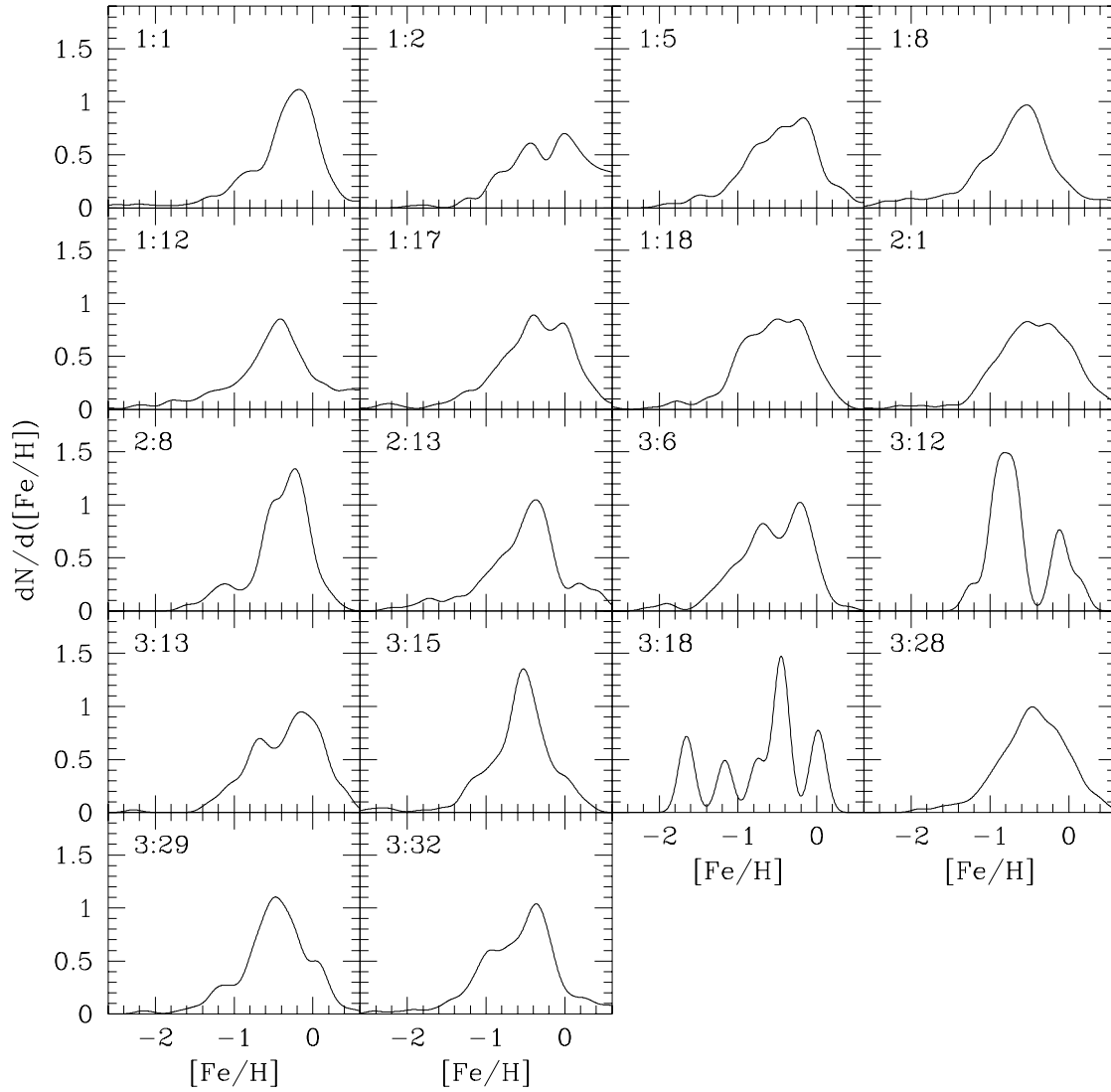


Figura A.14: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #1.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

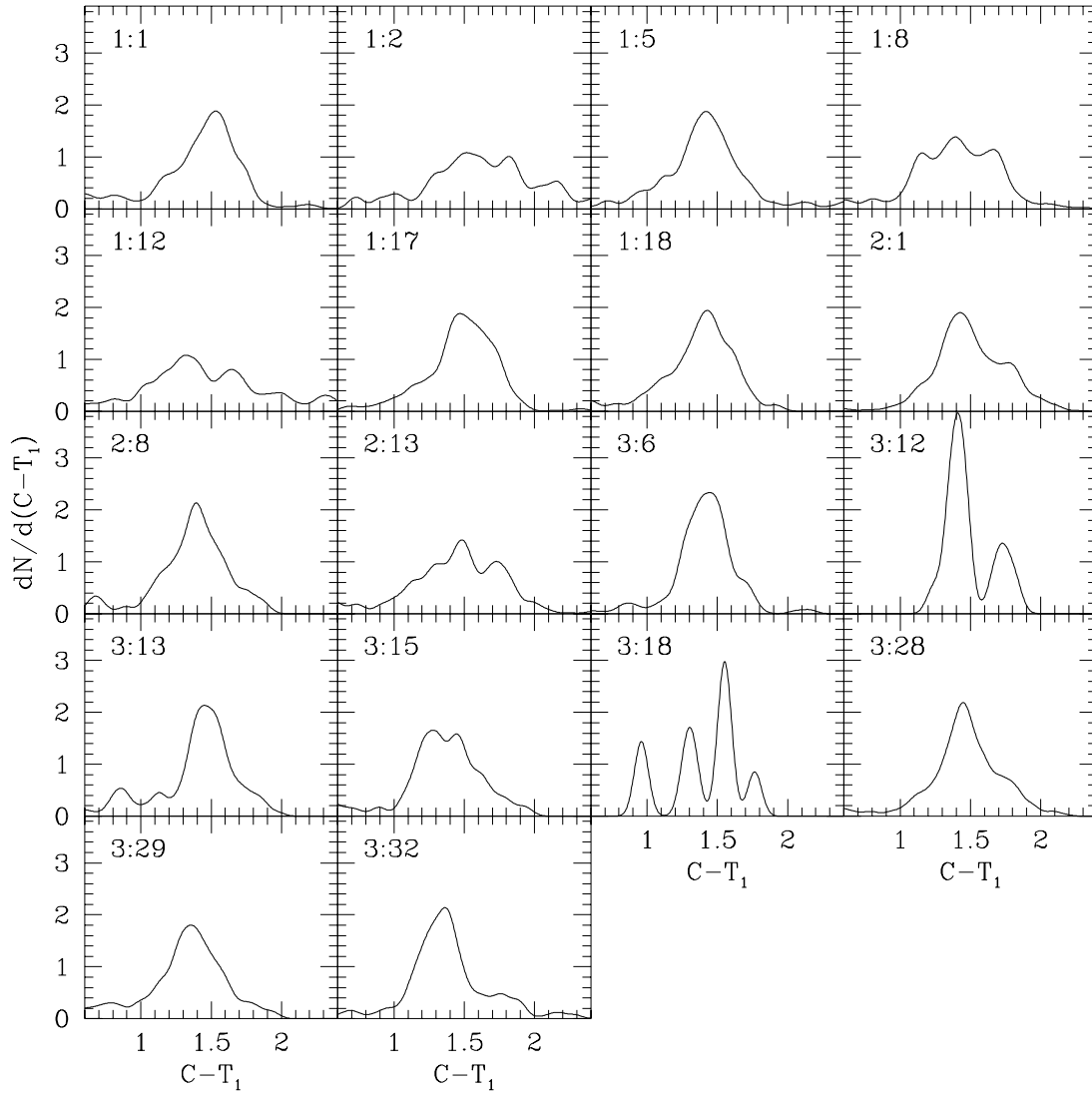


Figura A.15: Distribución de colores de los CGS para el modelo #1.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

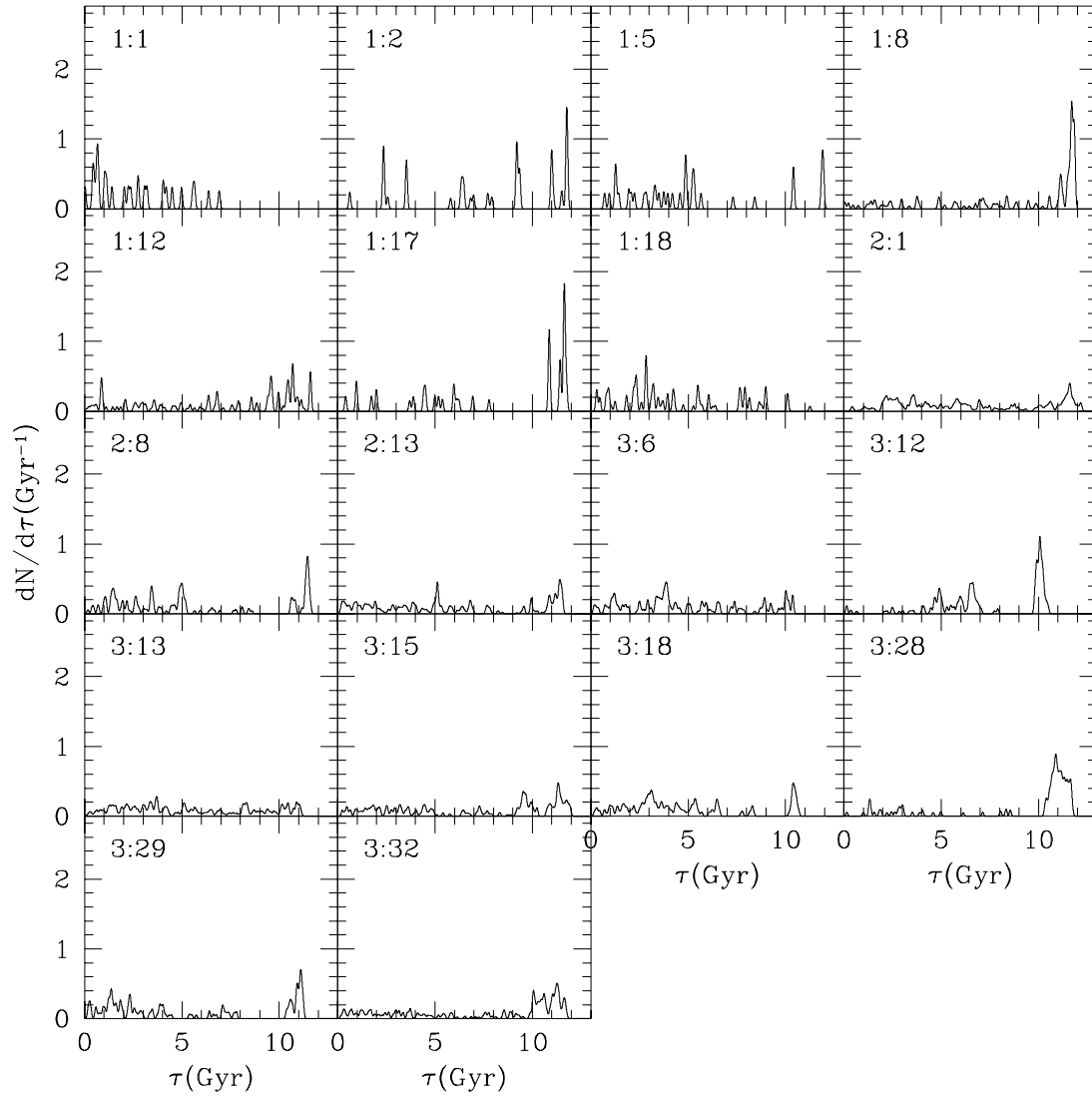


Figura A.16: Distribución de edades de los CGS para el modelo #2.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

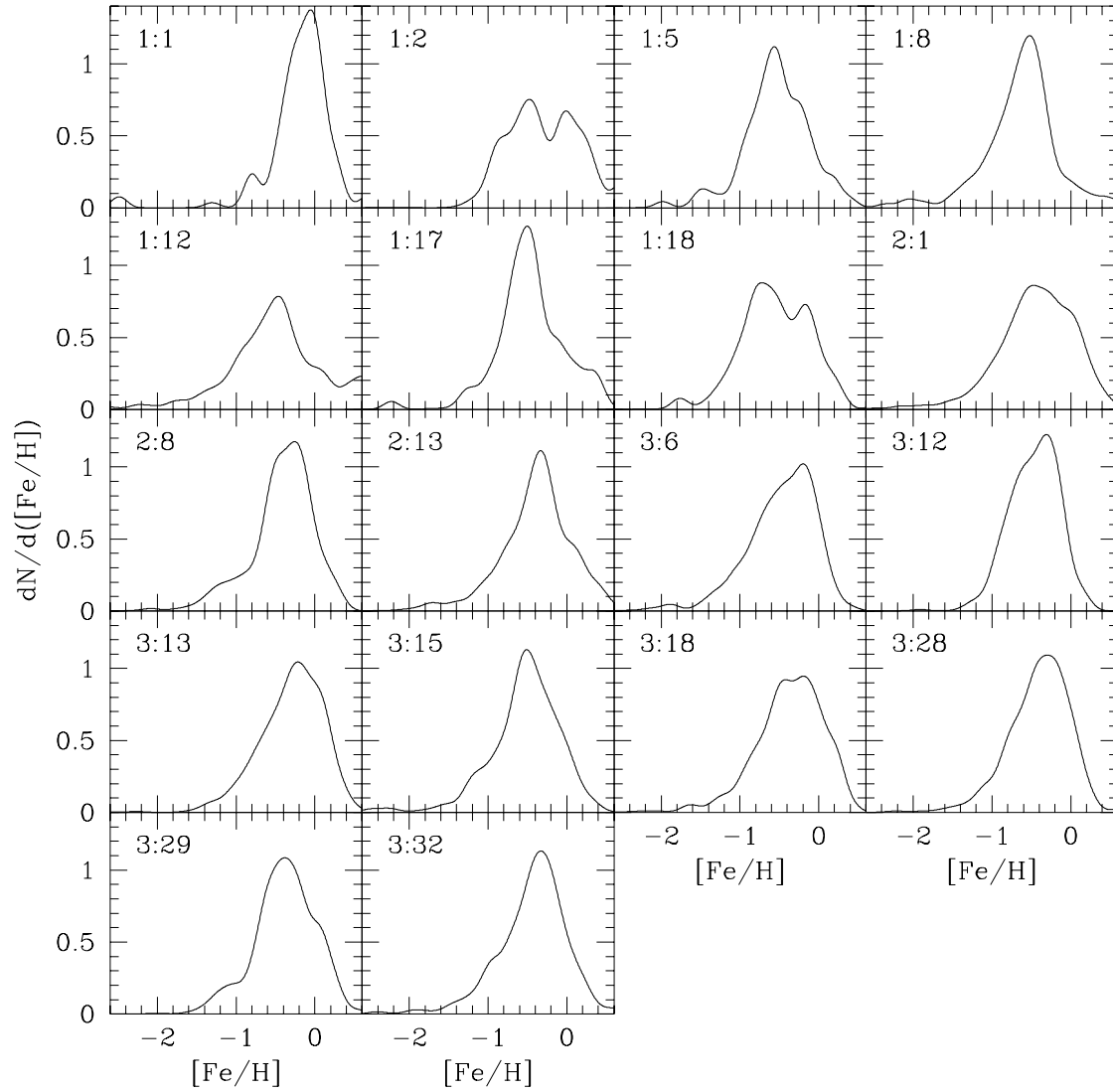


Figura A.17: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #2.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

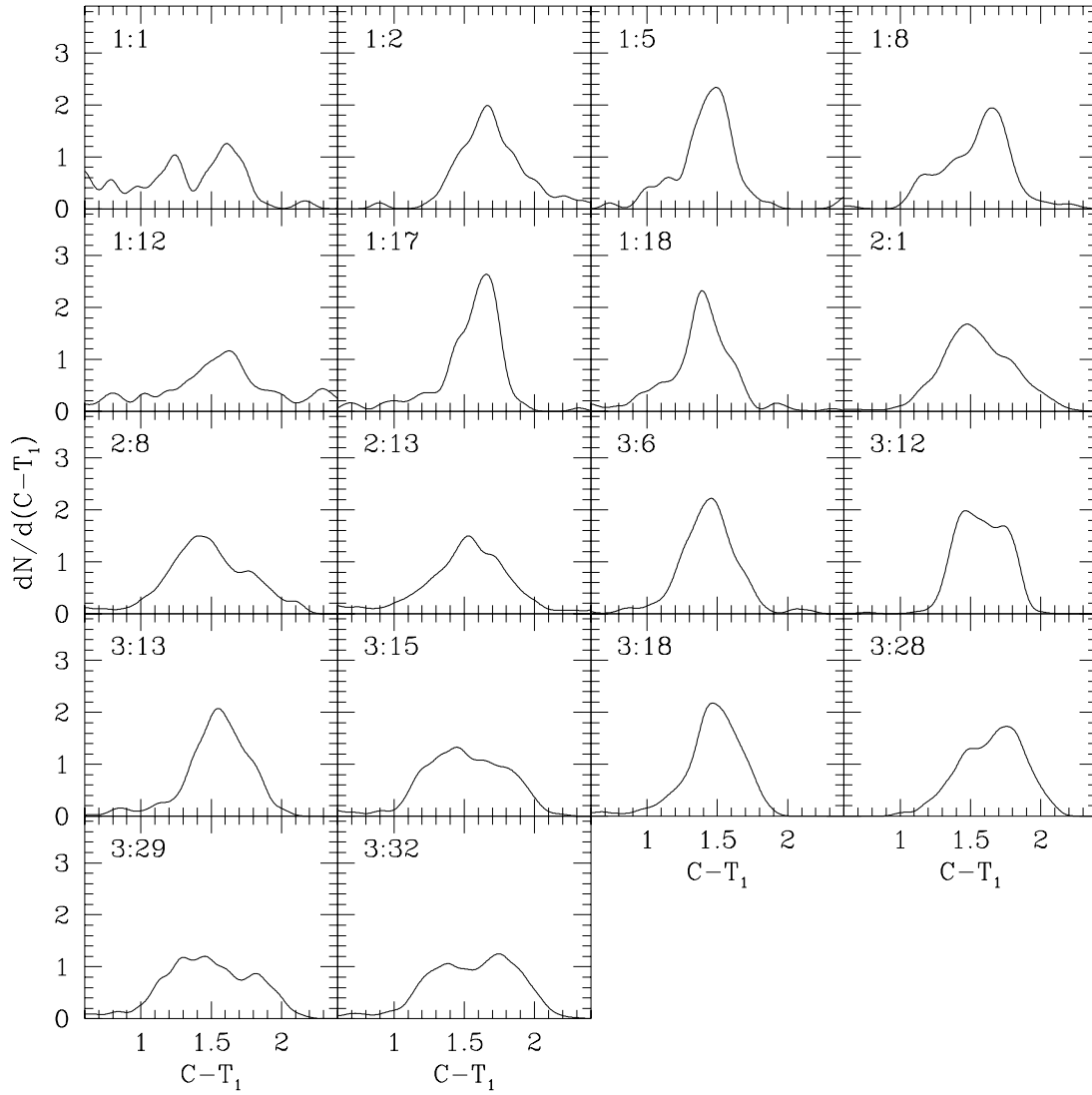


Figura A.18: Distribución de colores de los CGS para el modelo #2.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

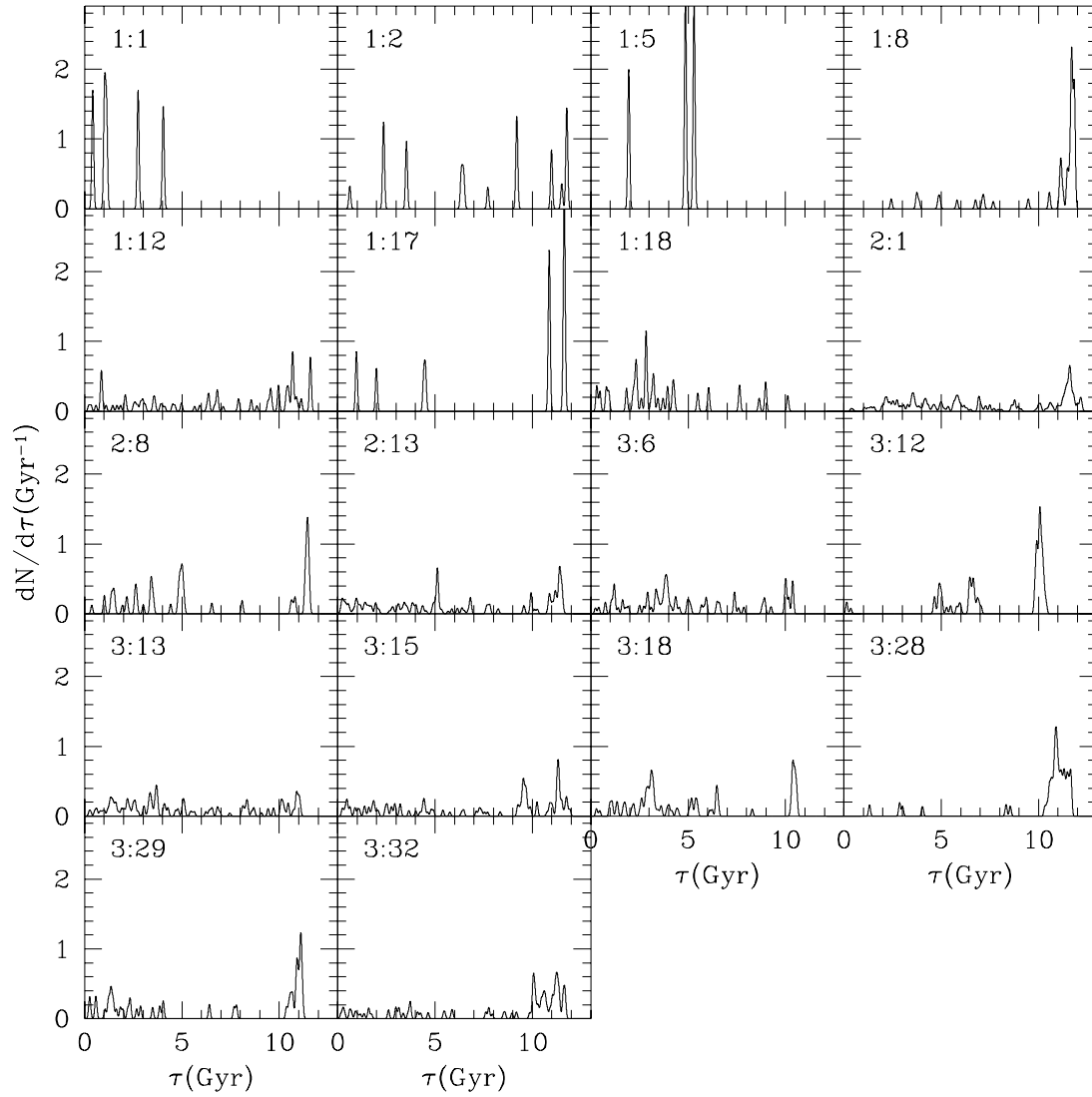


Figura A.19: Distribución de edades de los CGS para el modelo #2.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

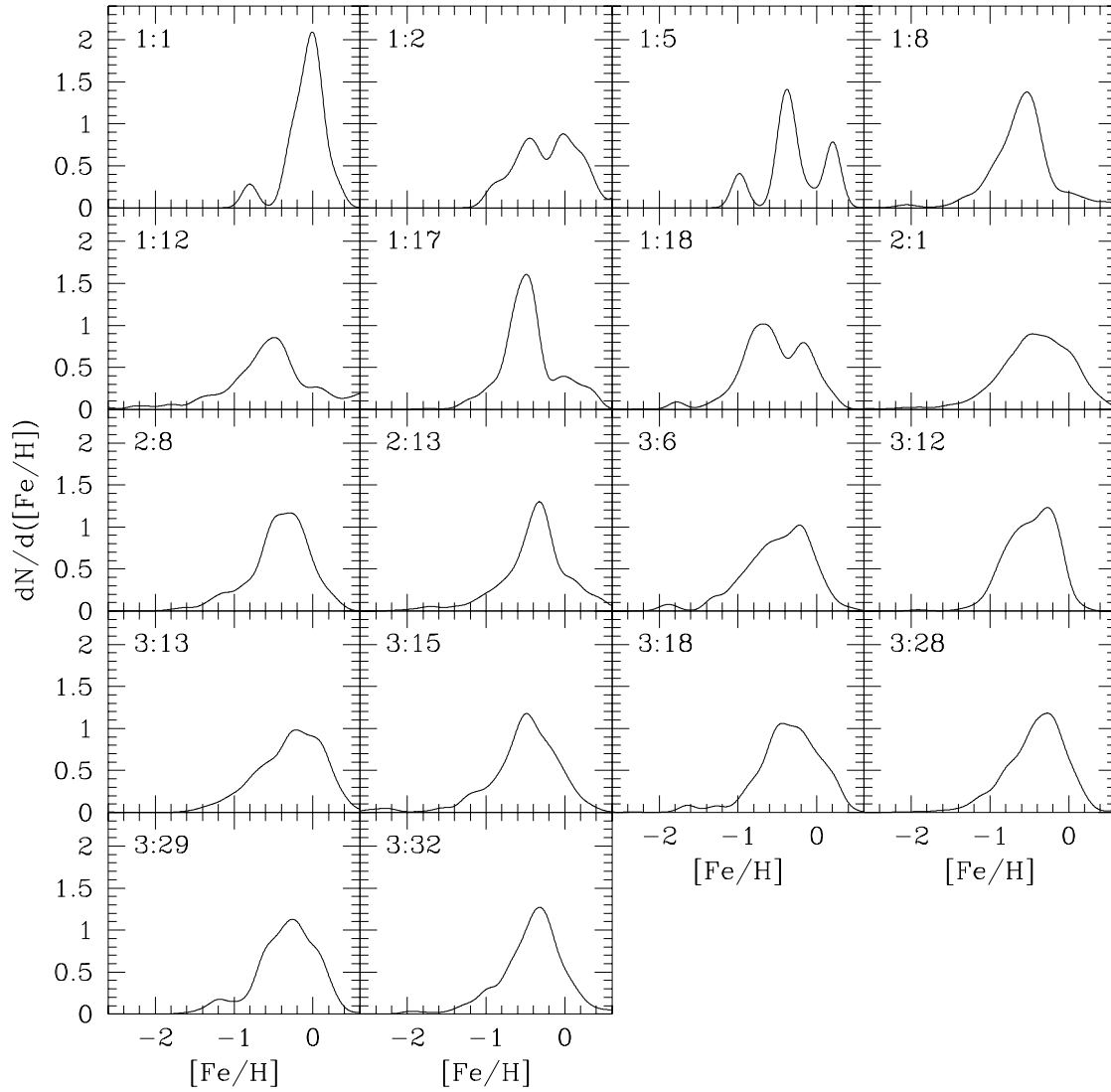


Figura A.20: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #2.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

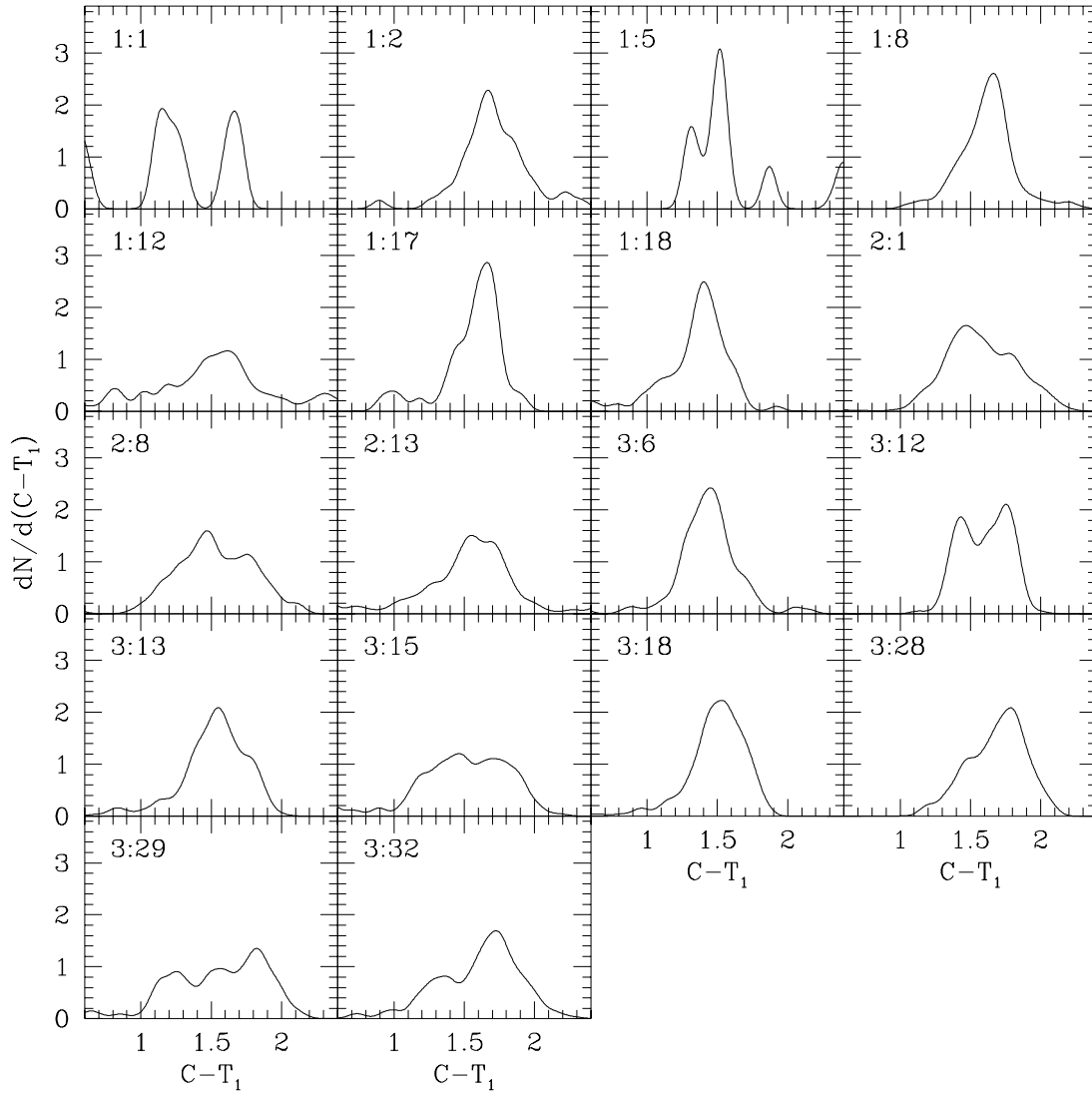


Figura A.21: Distribución de colores de los CGS para el modelo #2.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

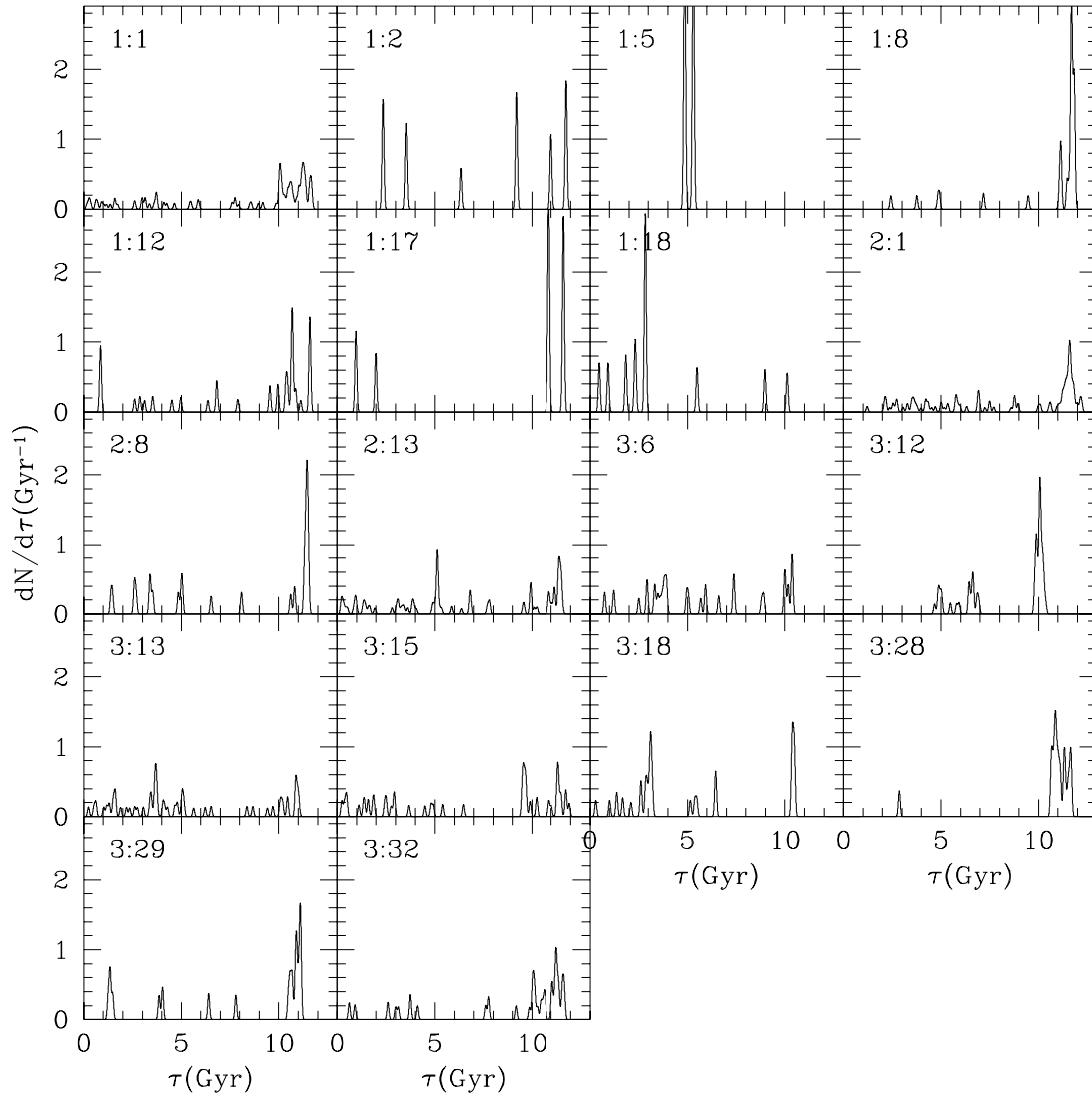


Figura A.22: Distribución de edades de los CGS para el modelo #2.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

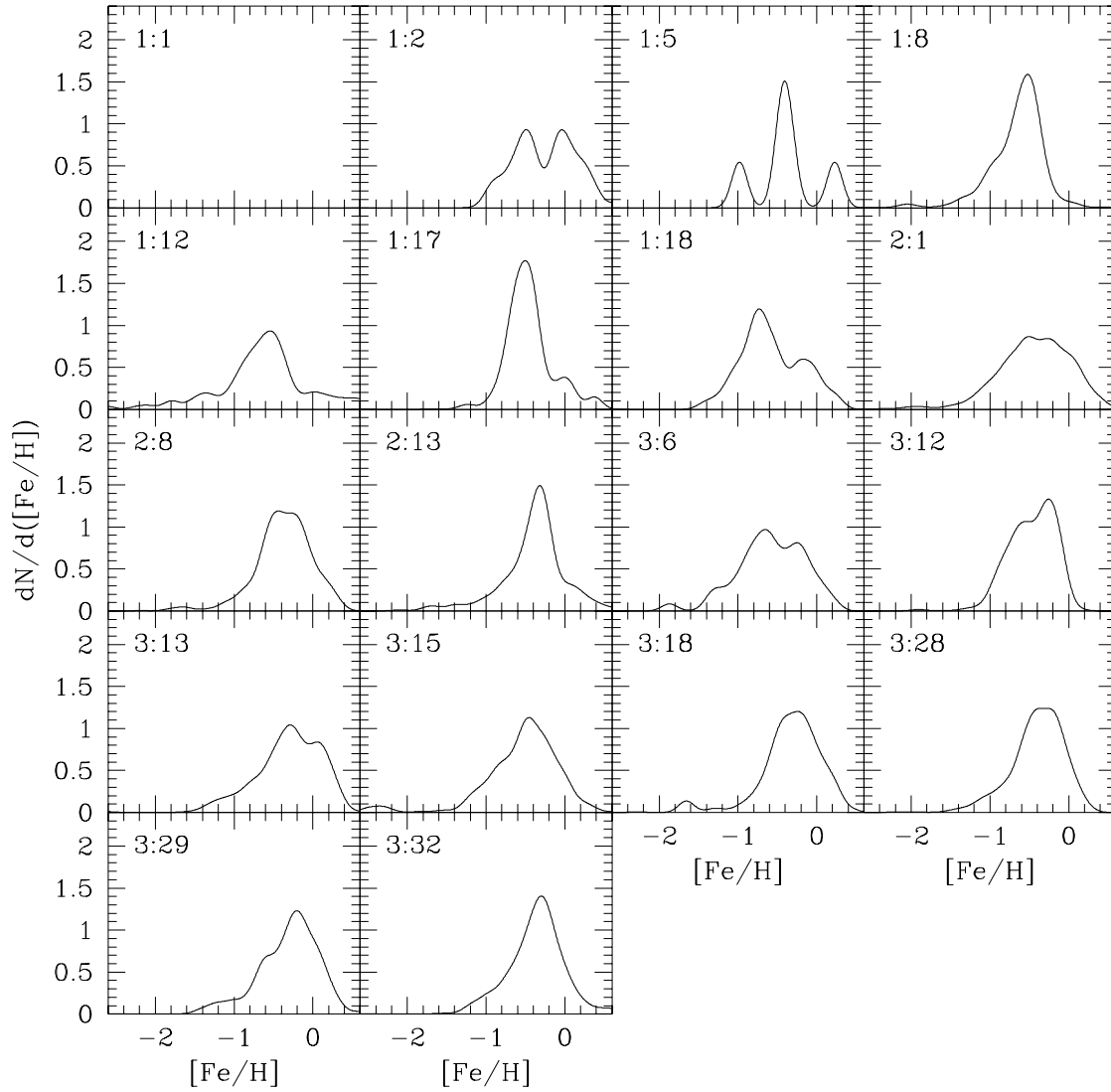


Figura A.23: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #2.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

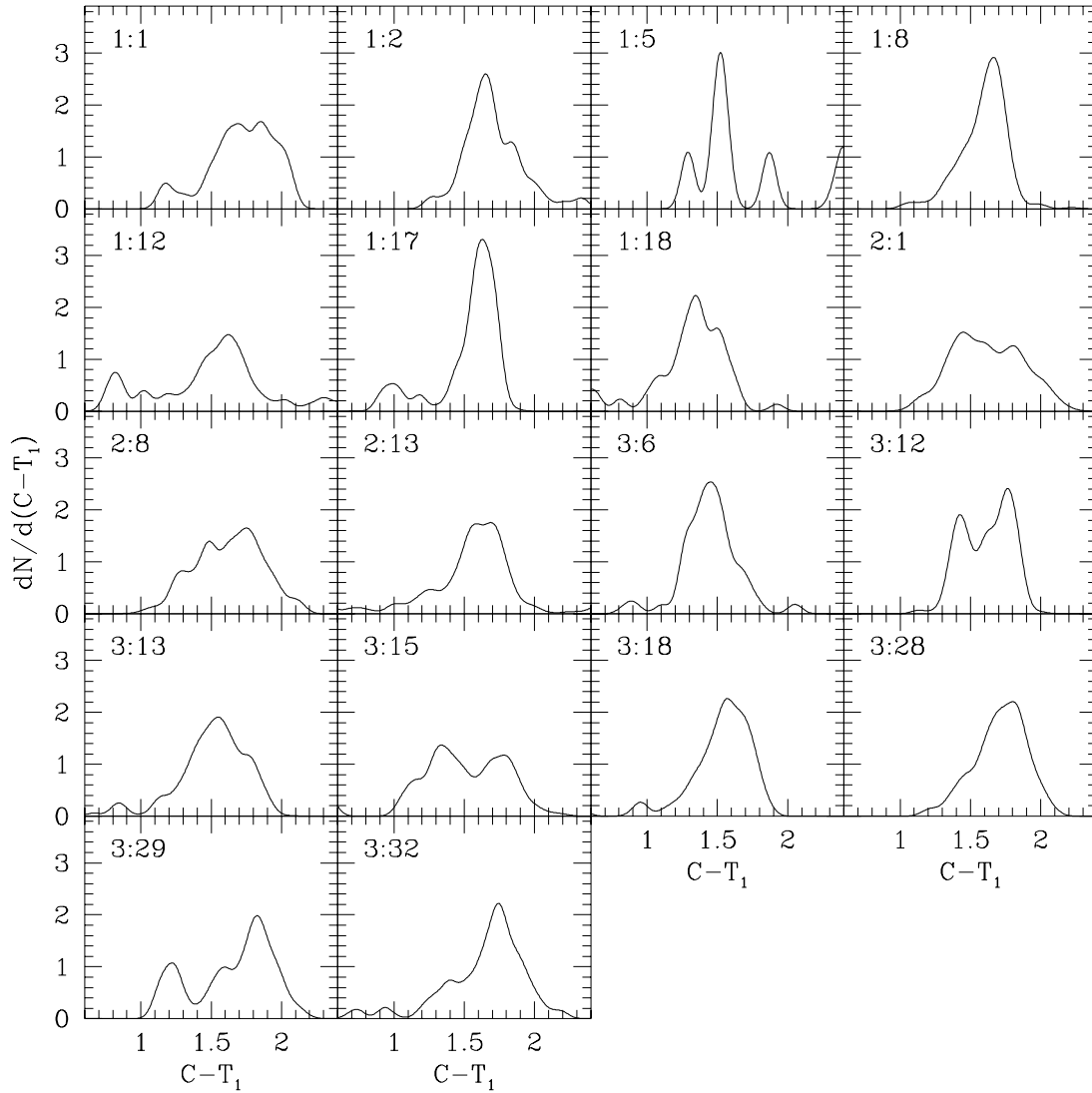


Figura A.24: Distribución de colores de los CGS para el modelo #2.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

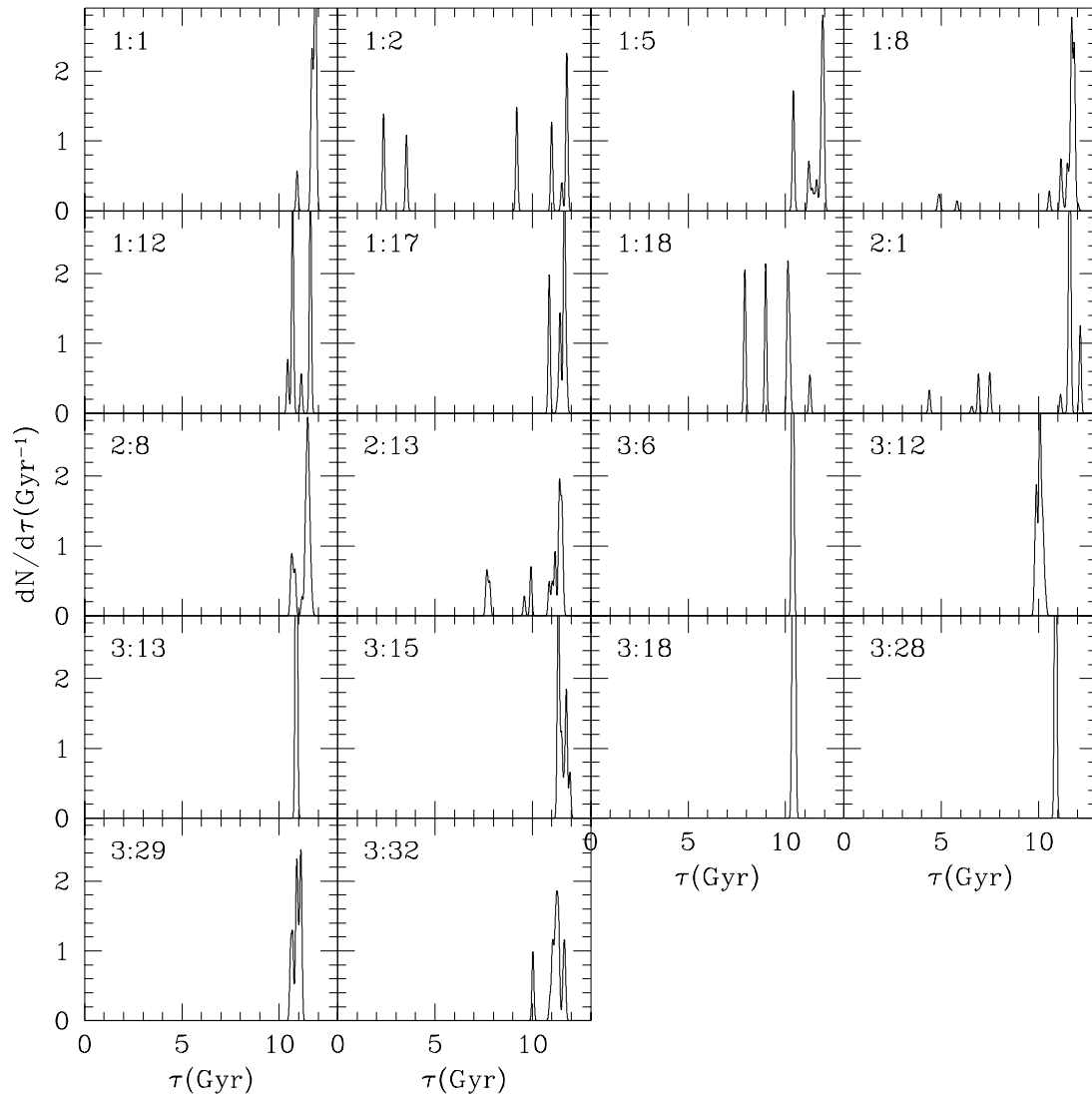


Figura A.25: Distribución de edades de los CGS para el modelo #3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

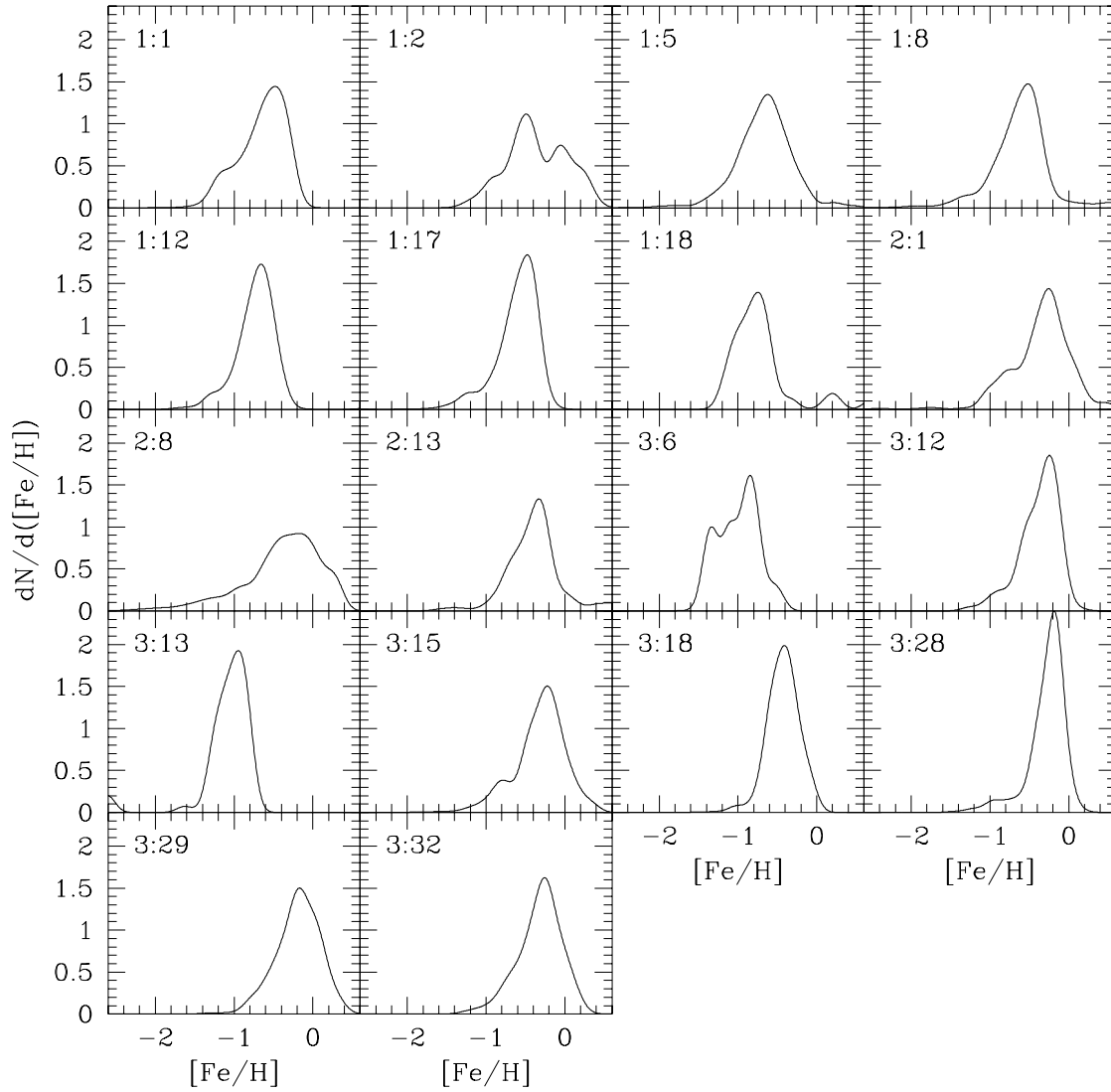


Figura A.26: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

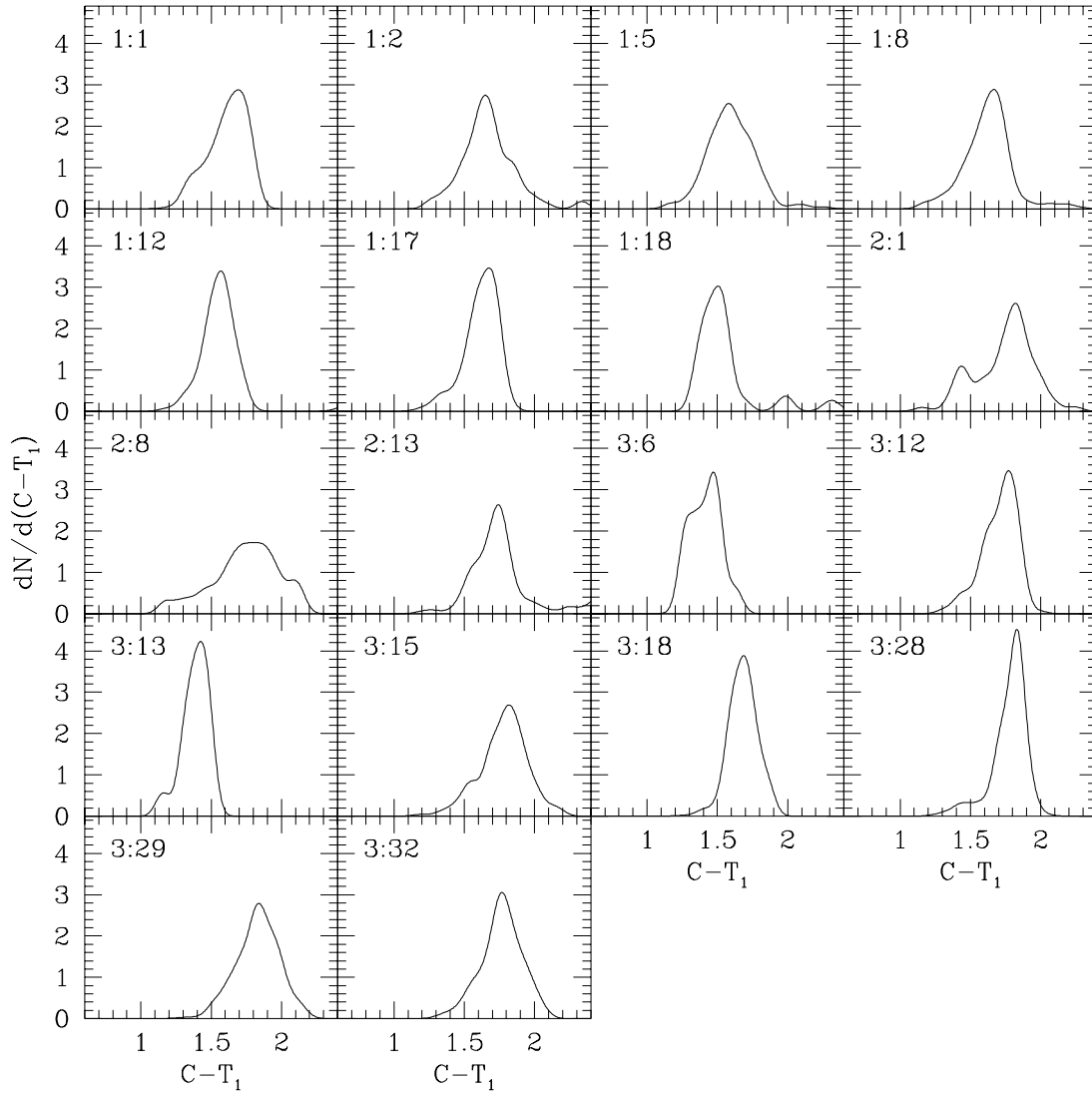


Figura A.27: Distribución de colores de los CGS para el modelo #3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

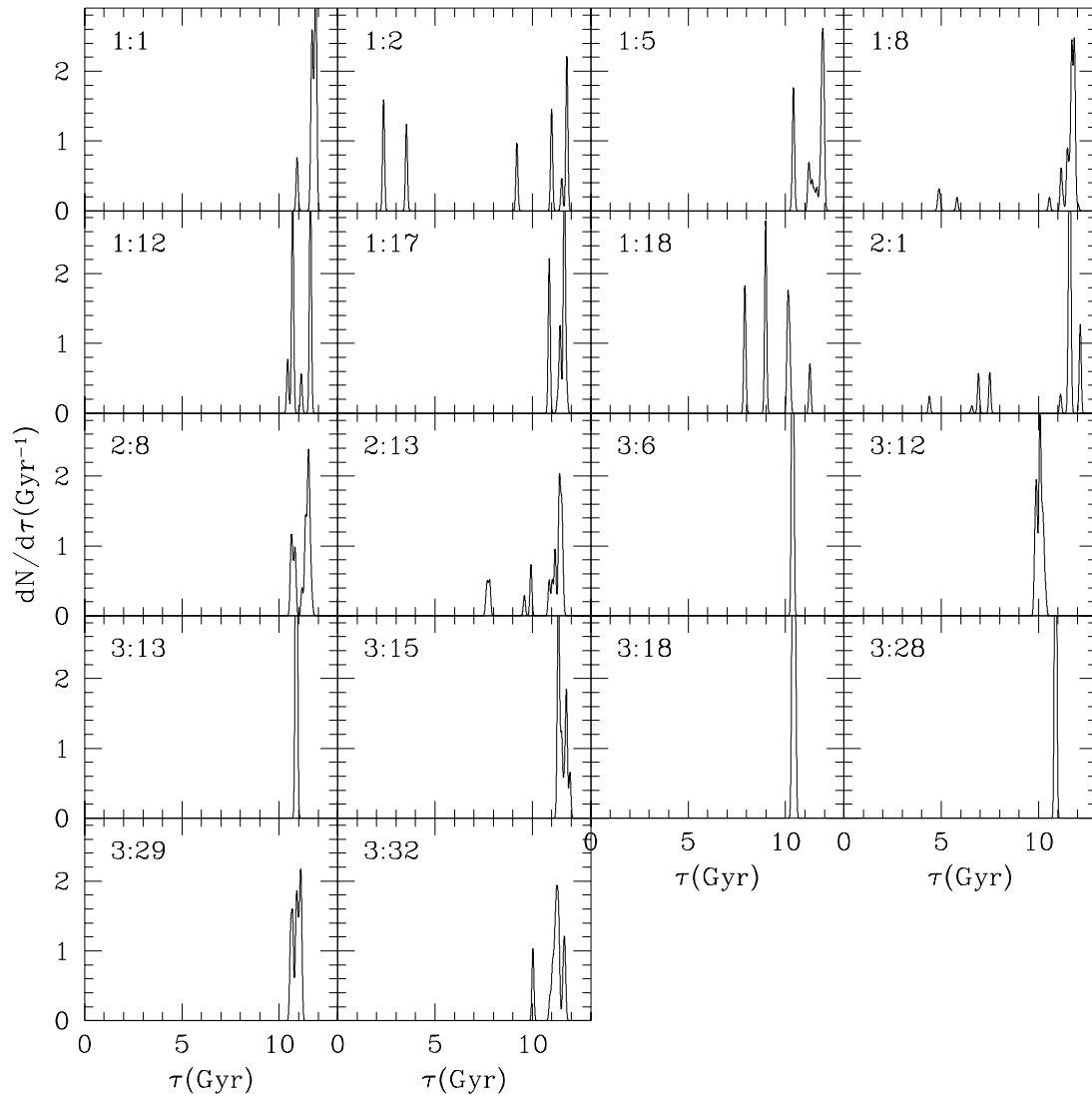


Figura A.28: Distribución de edades de los CGS para el modelo #4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

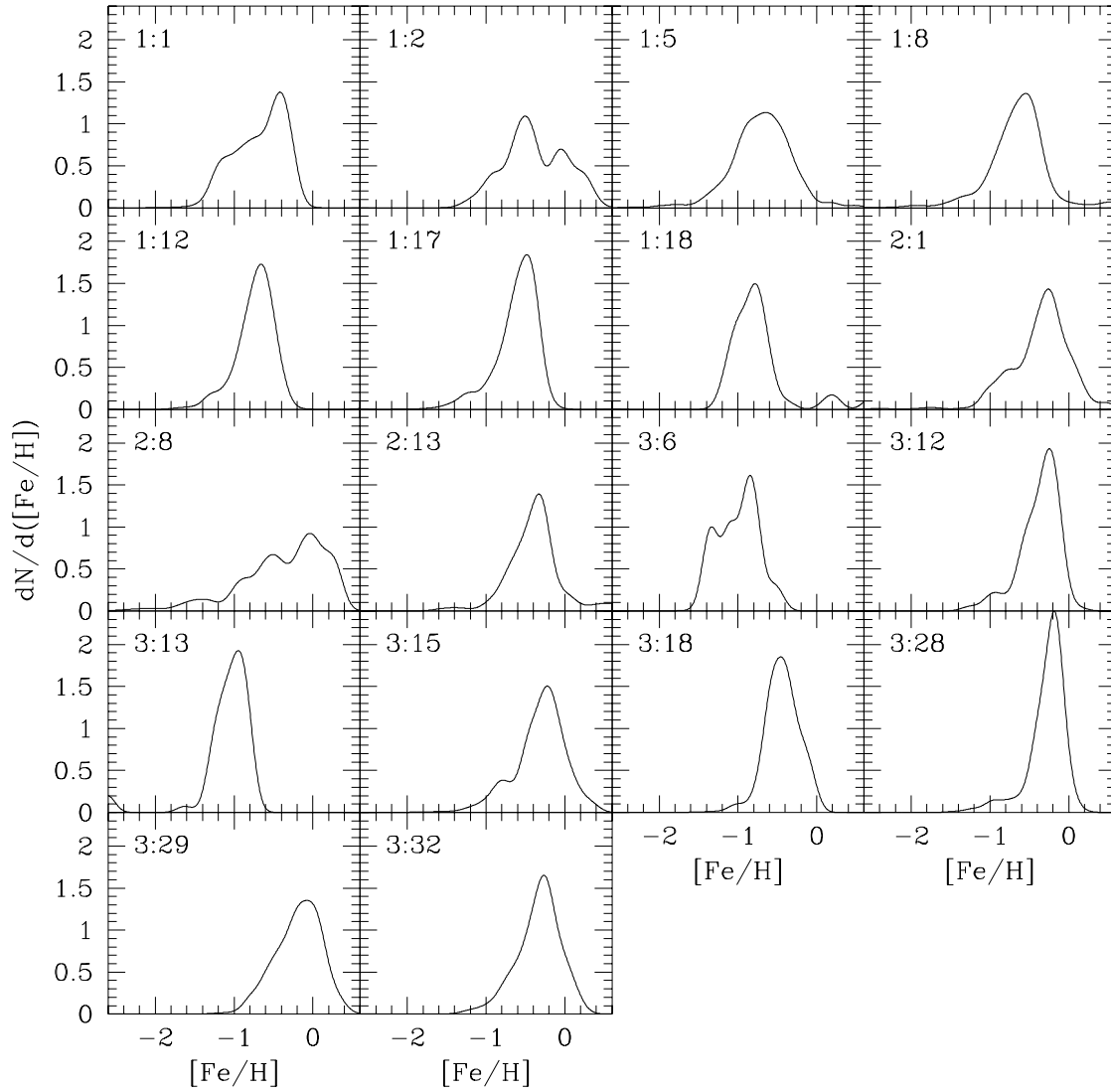


Figura A.29: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

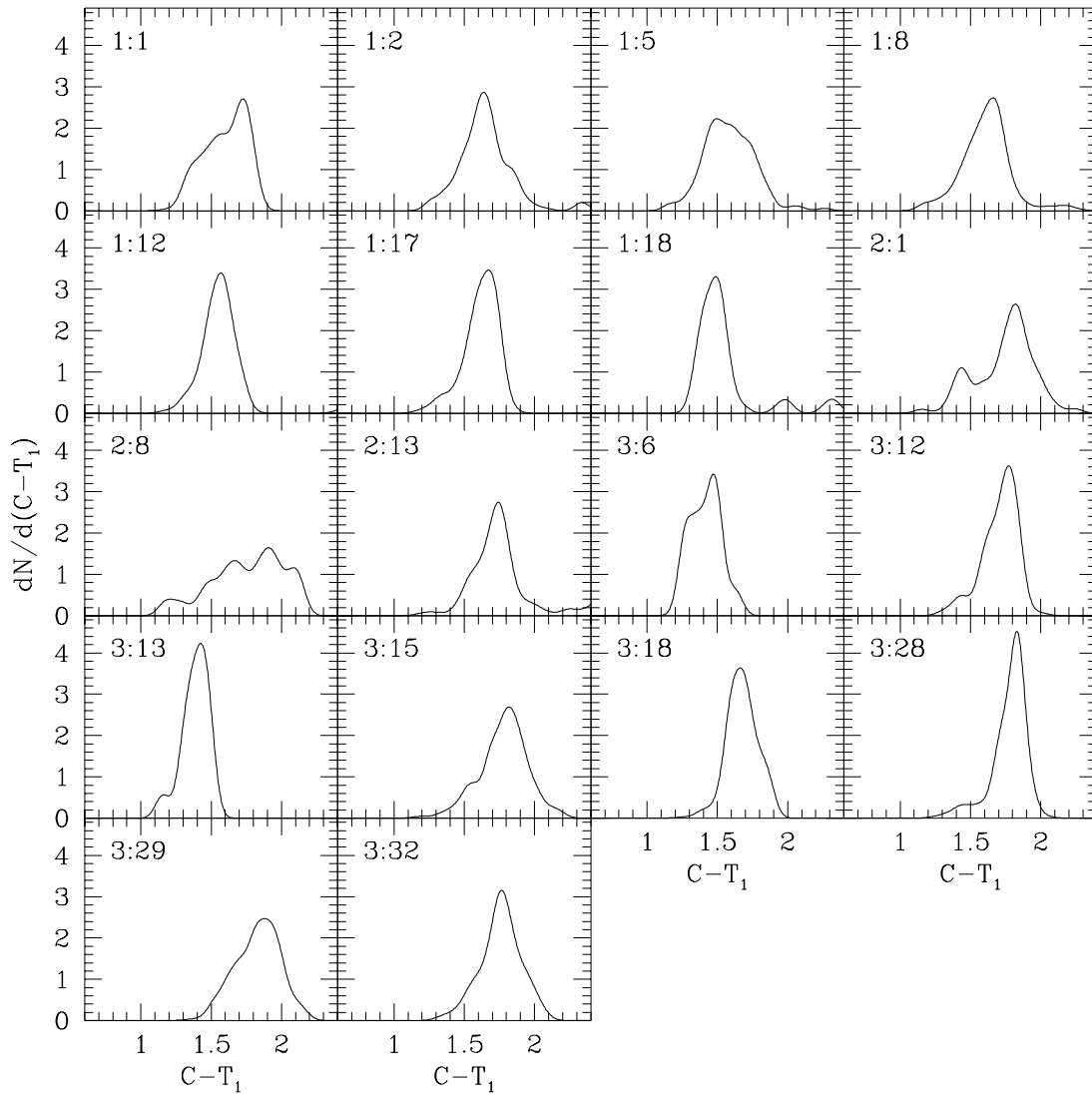


Figura A.30: Distribución de colores de los CGS para el modelo #4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

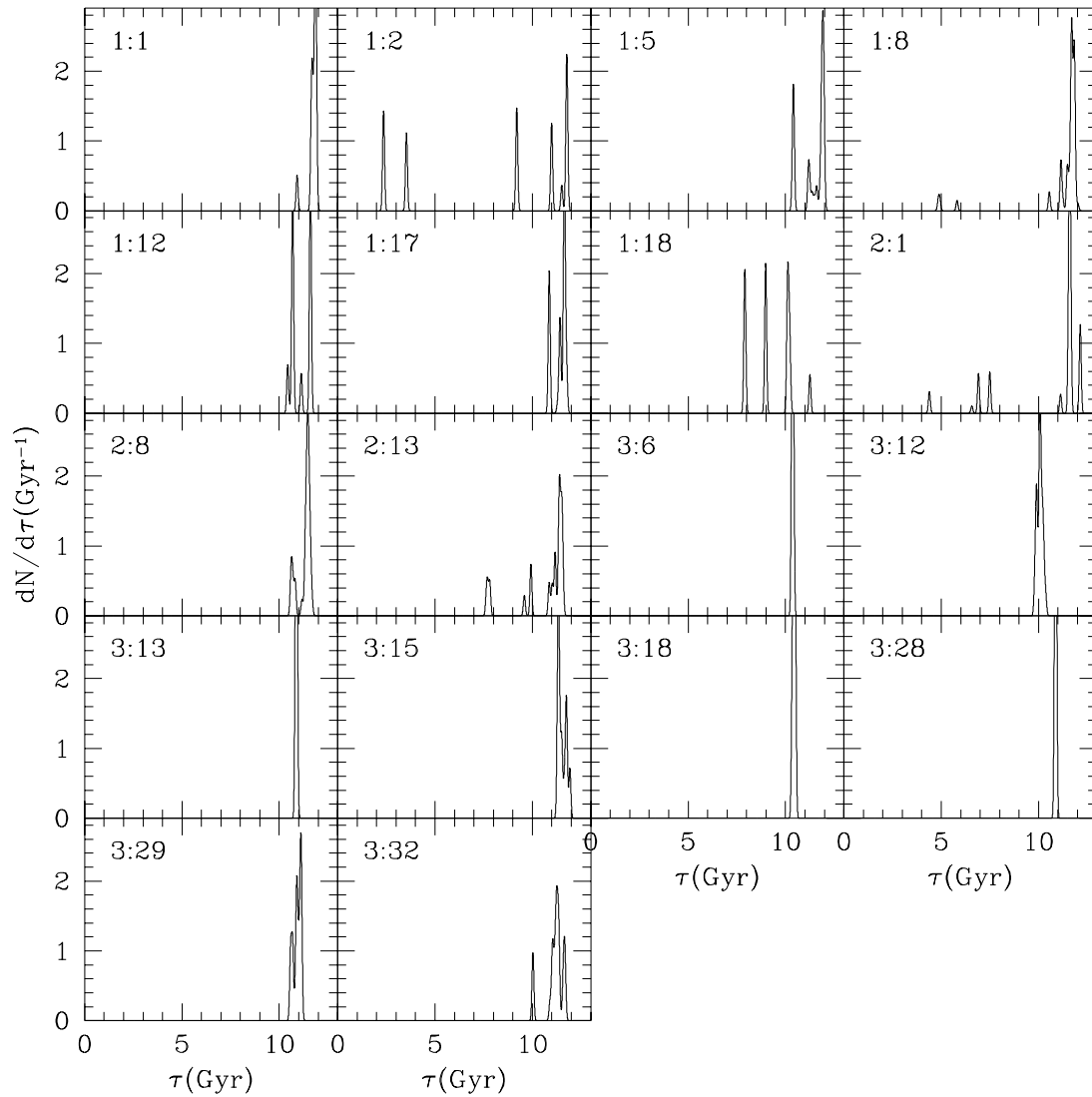


Figura A.31: Distribución de edades de los CGS para el modelo #5.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

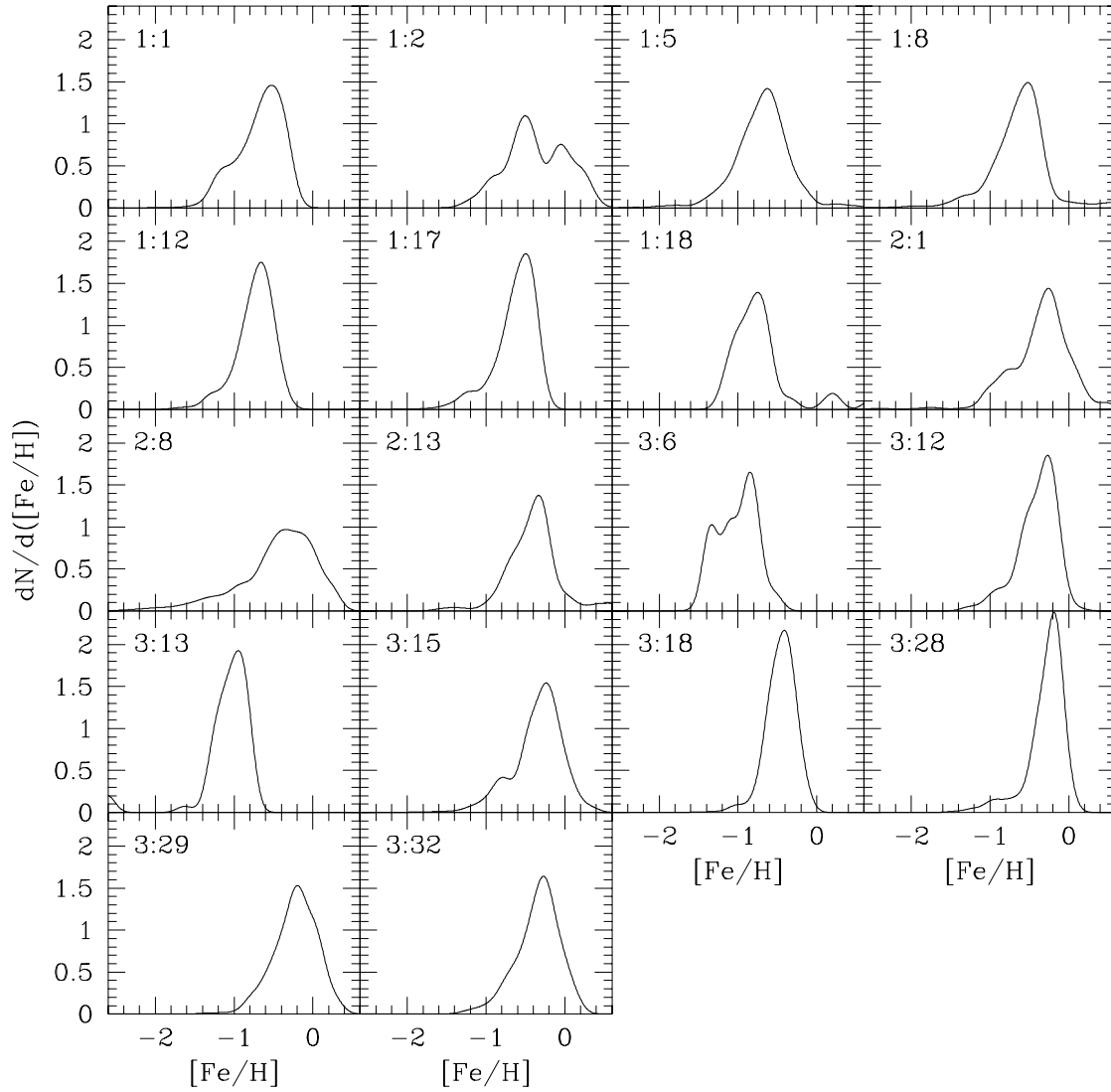


Figura A.32: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #5.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

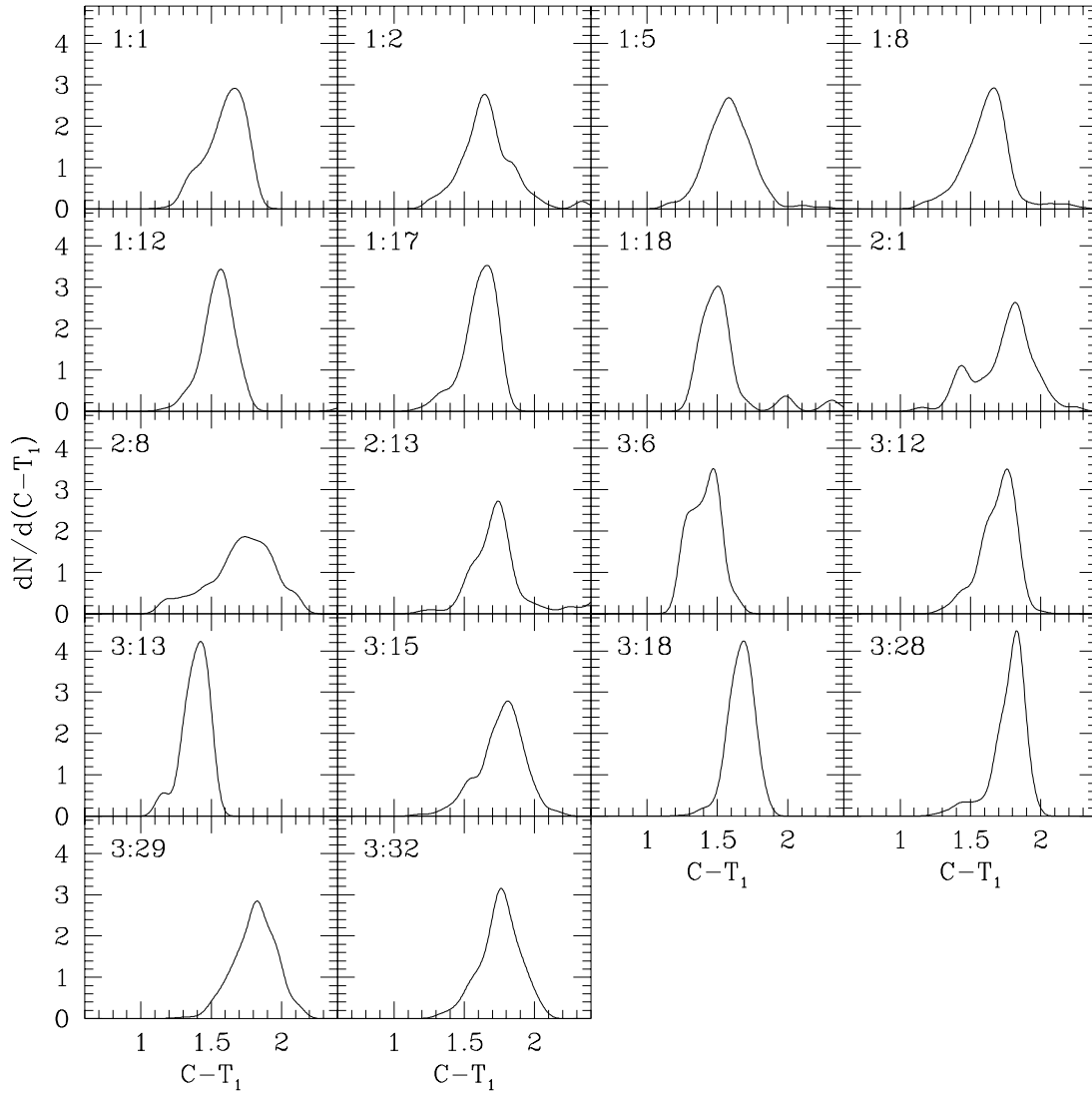


Figura A.33: Distribución de colores de los CGS para el modelo #5.1. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

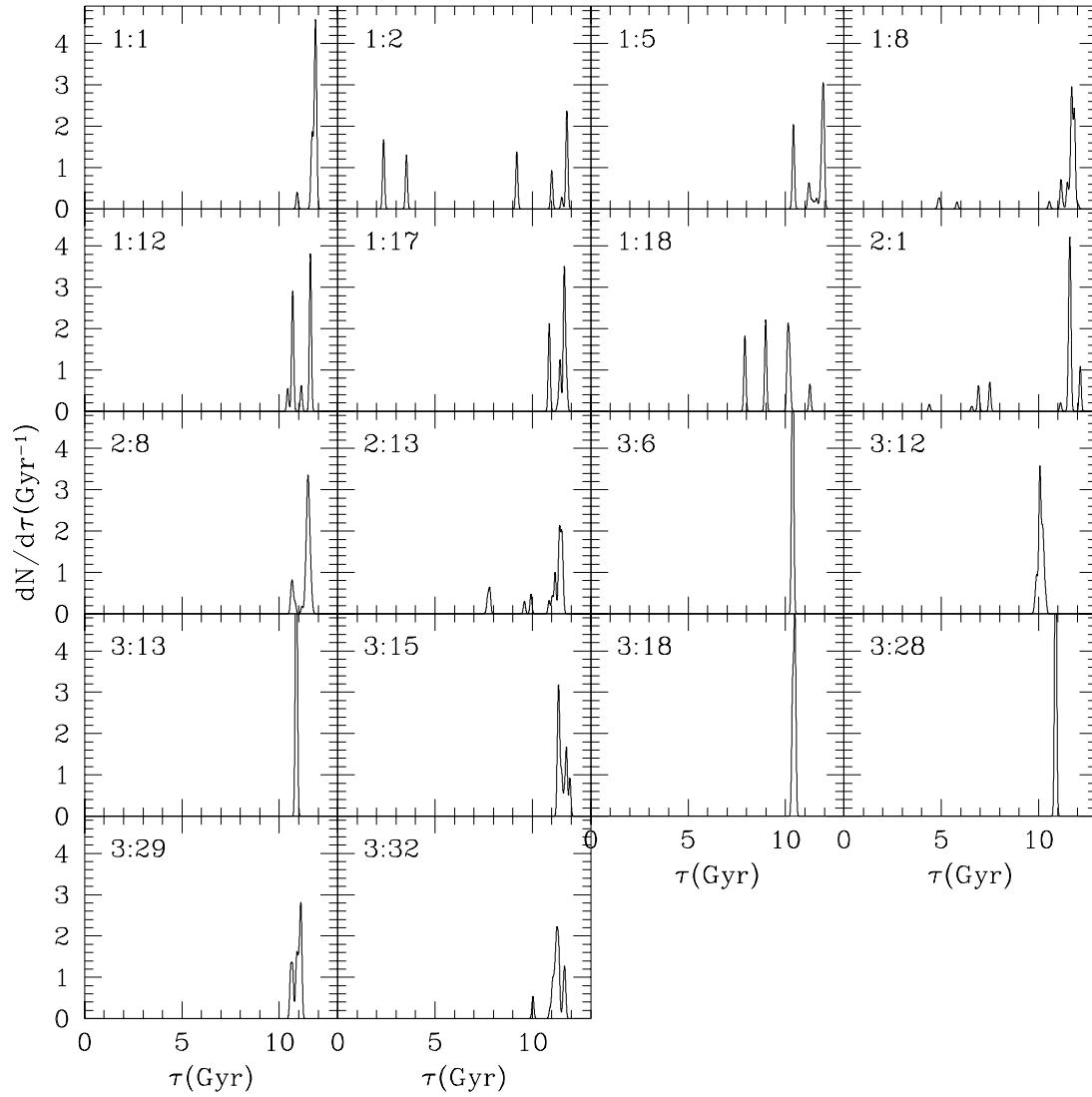


Figura A.34: Distribución de edades de los CGS para el modelo #5.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

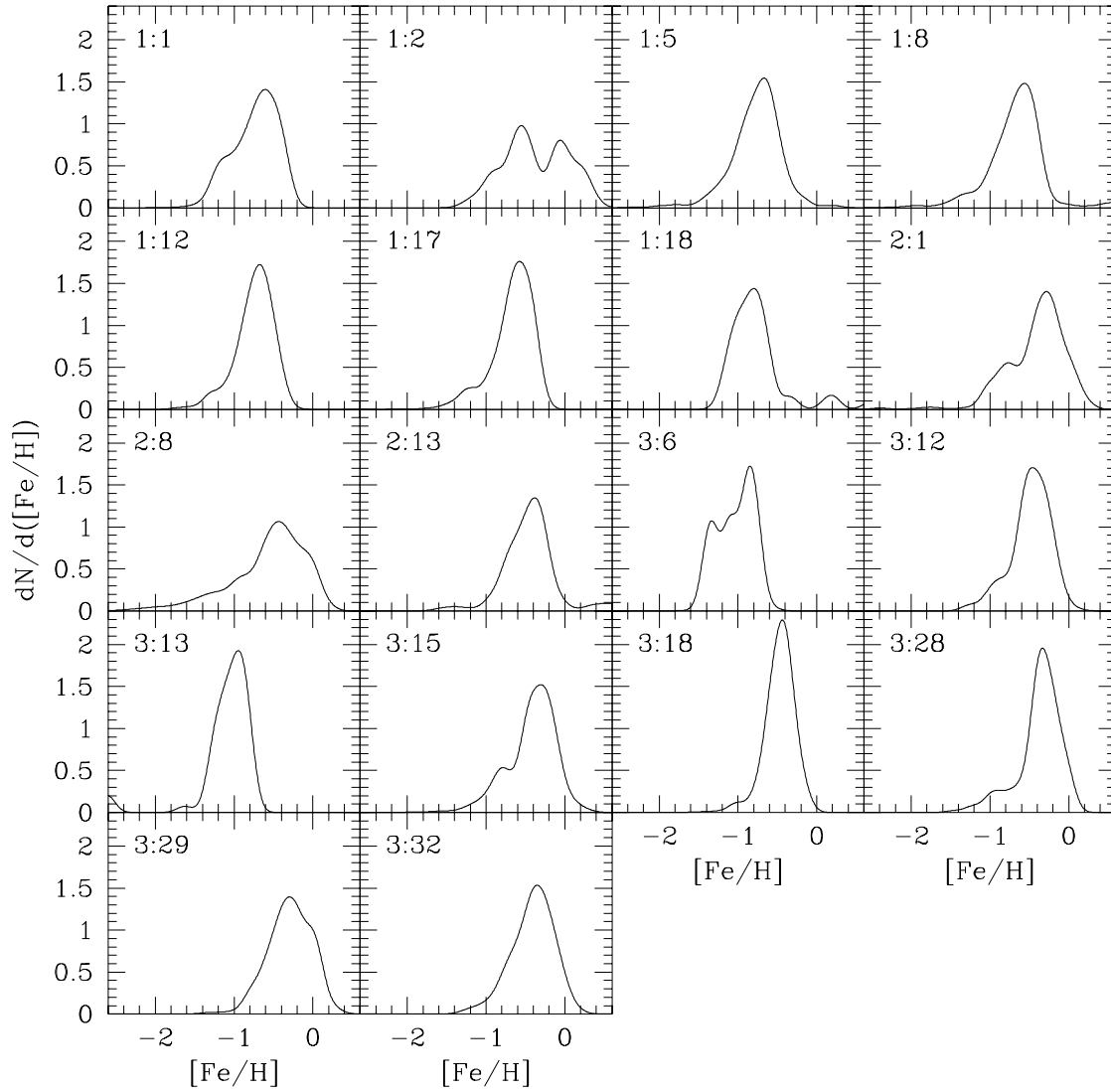


Figura A.35: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #5.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

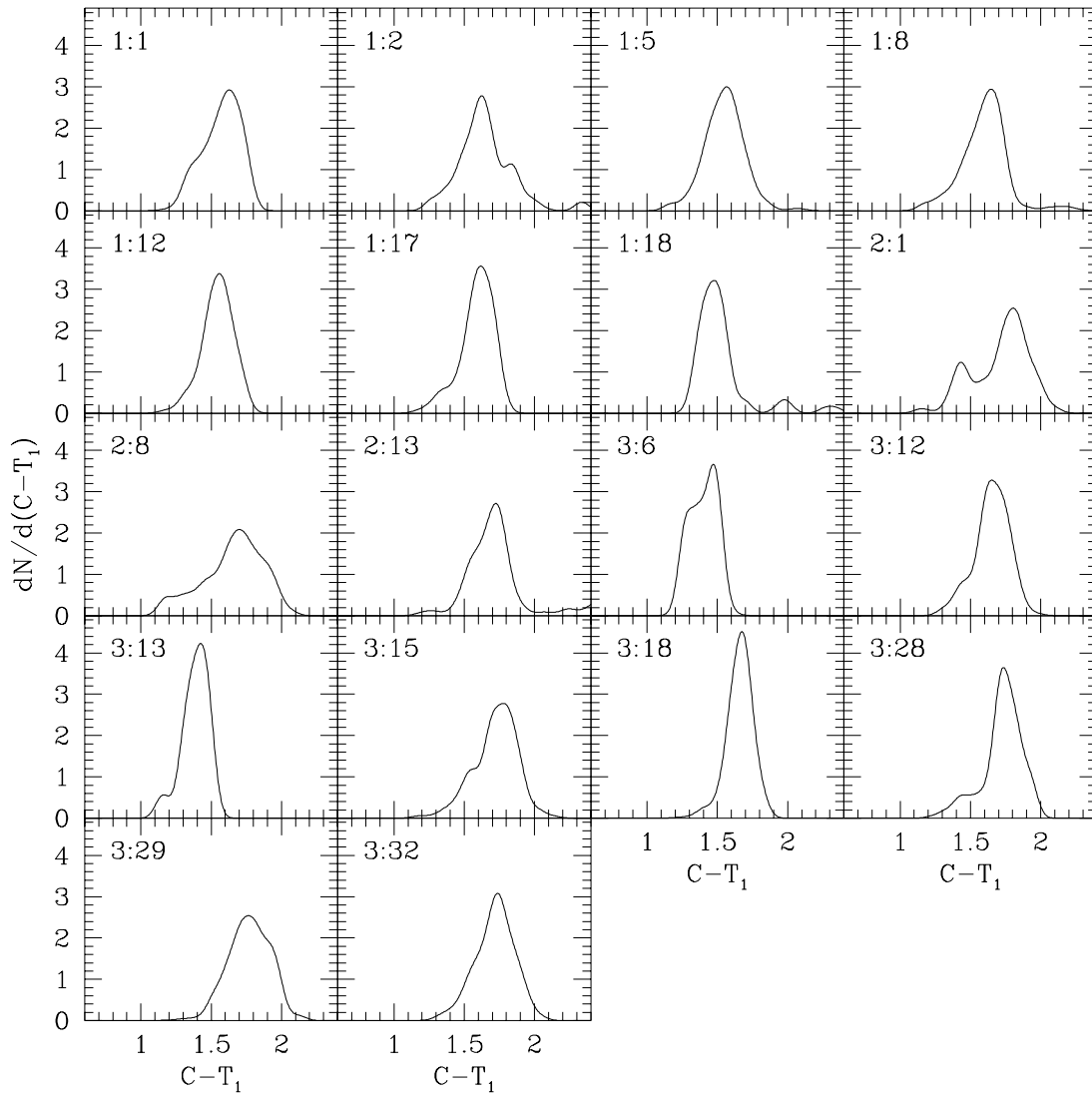


Figura A.36: Distribución de colores de los CGS para el modelo #5.2. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

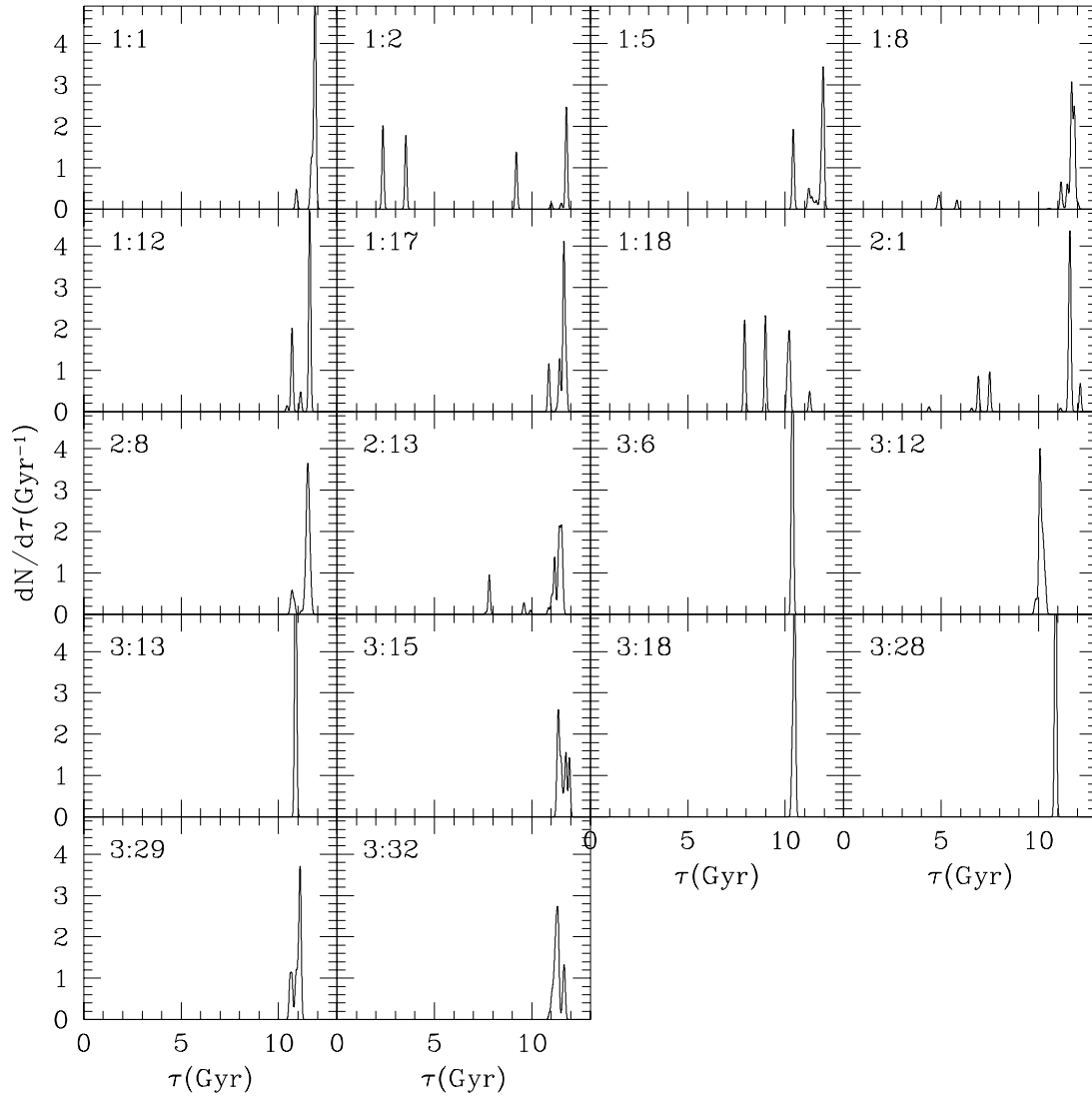


Figura A.37: Distribución de edades de los CGS para el modelo #5.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

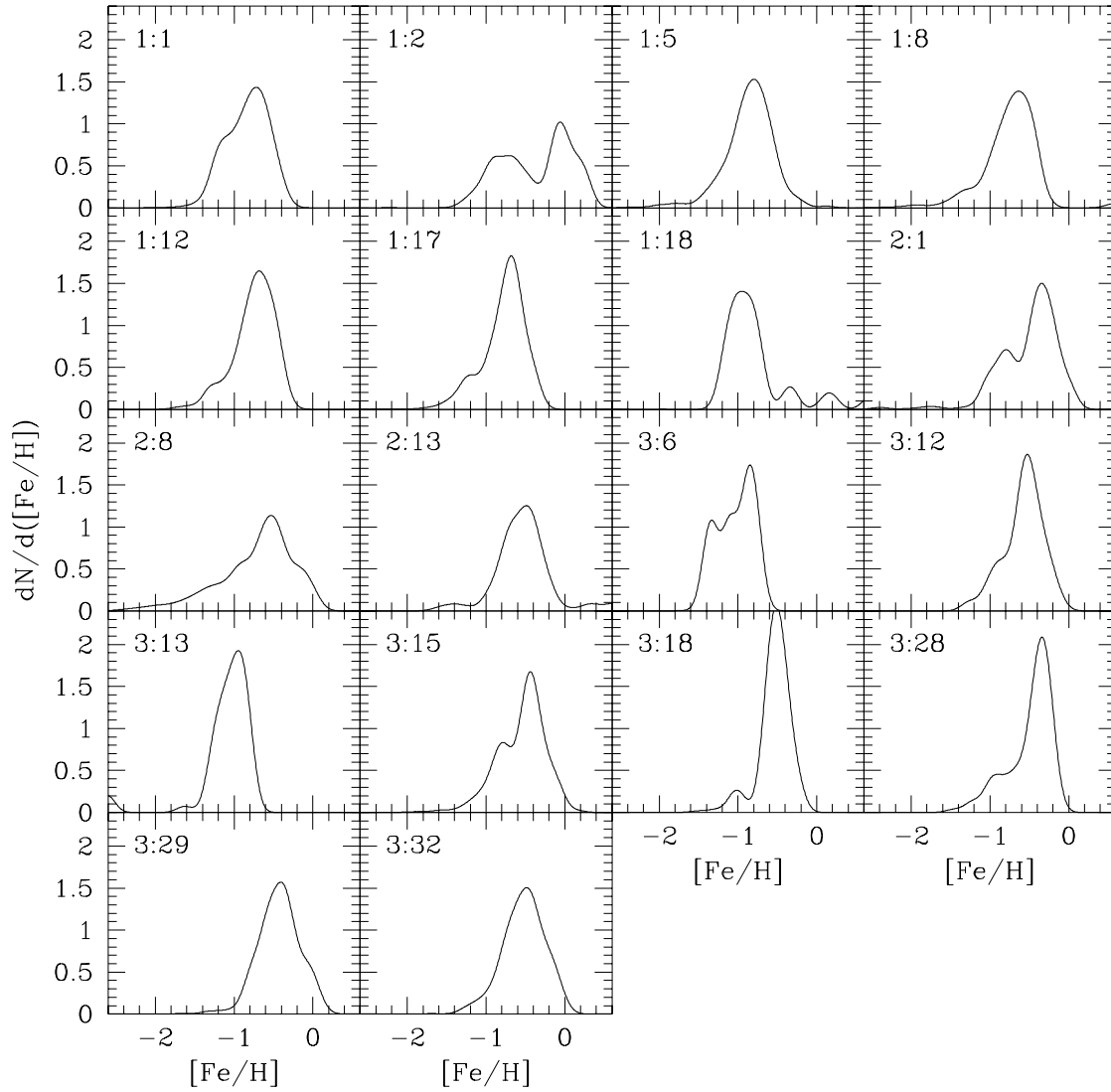


Figura A.38: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #5.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

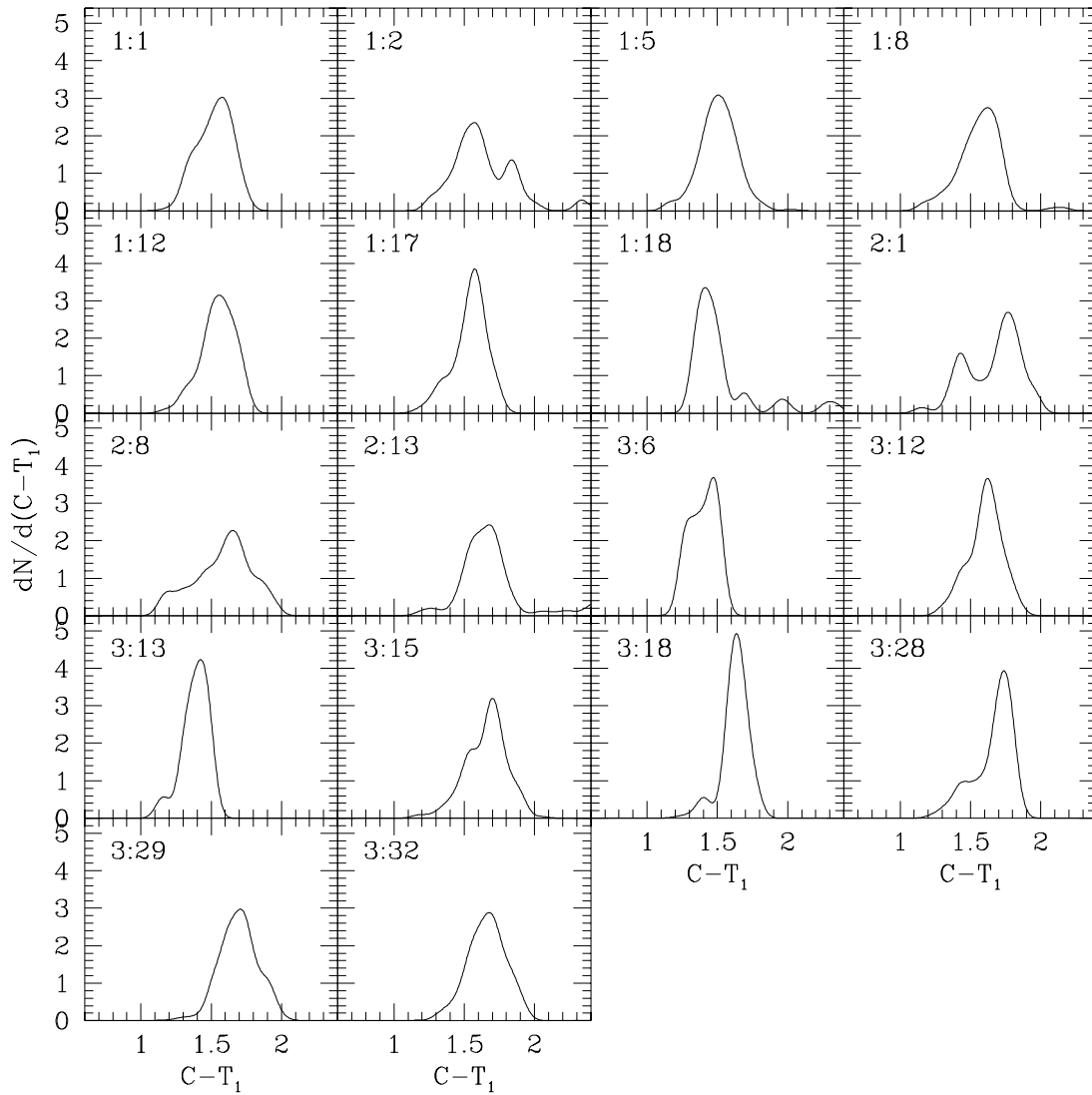


Figura A.39: Distribución de colores de los CGS para el modelo #5.3. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

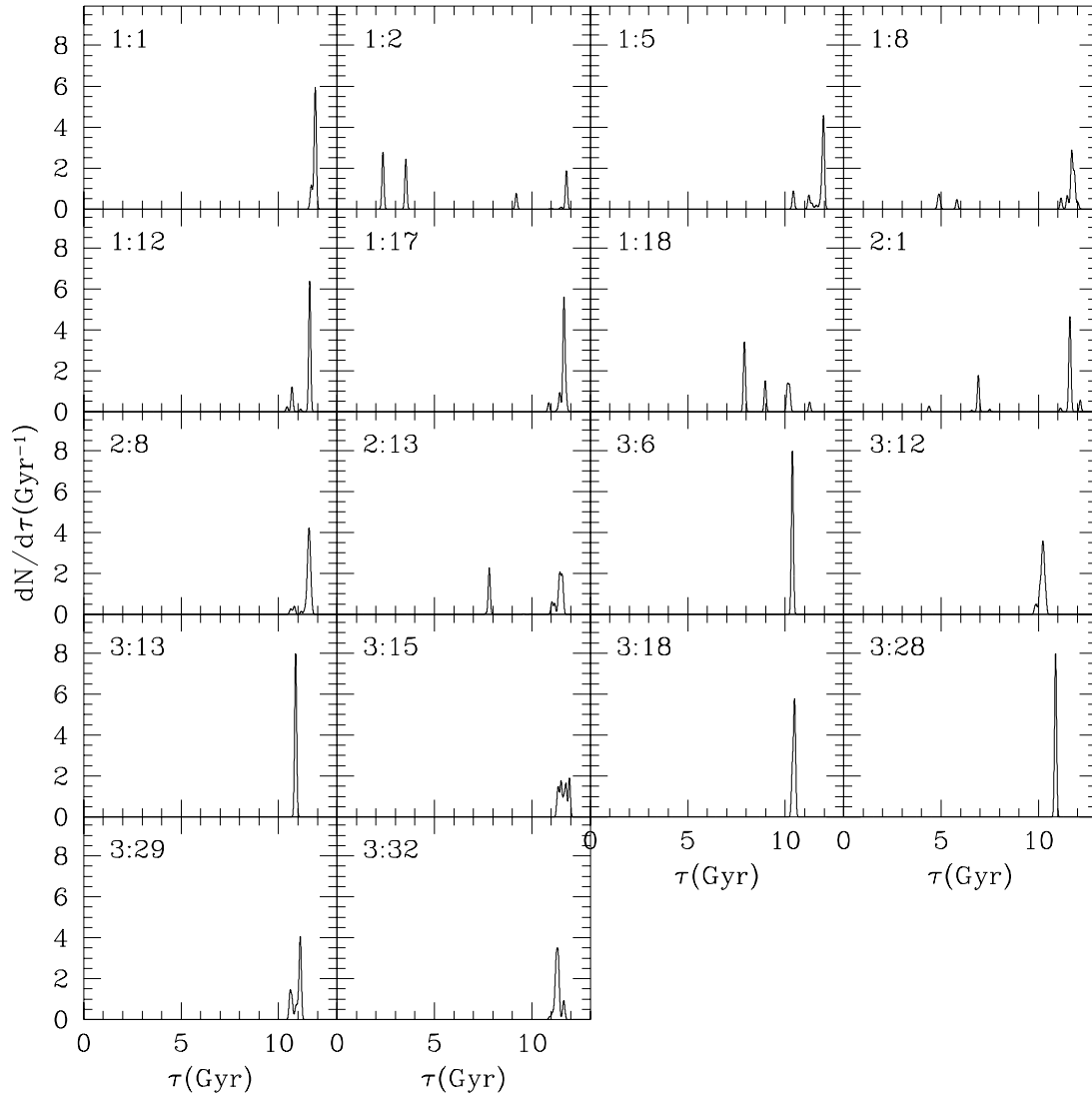


Figura A.40: Distribución de edades de los CGS para el modelo #5.4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

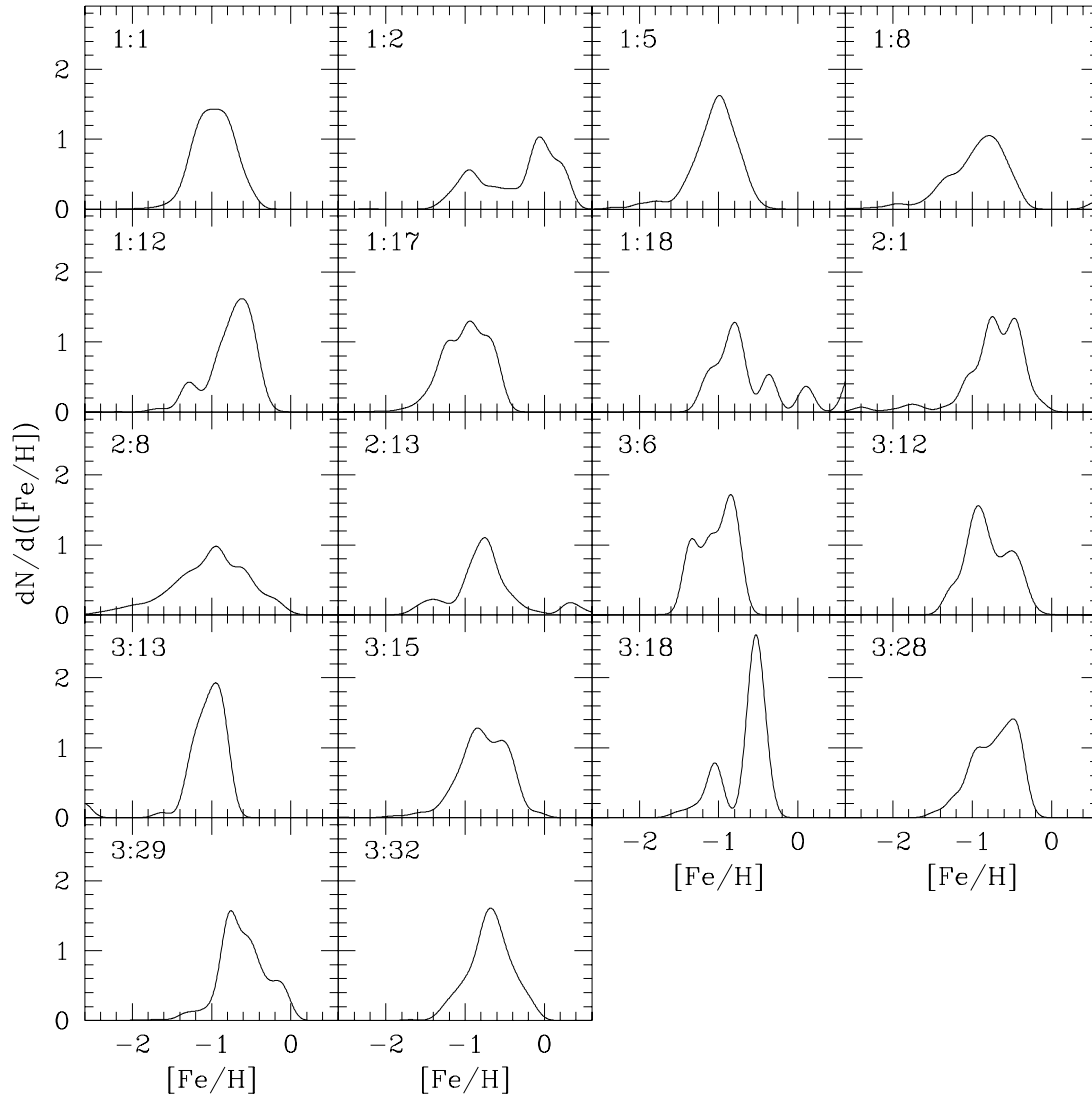


Figura A.41: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #5.4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

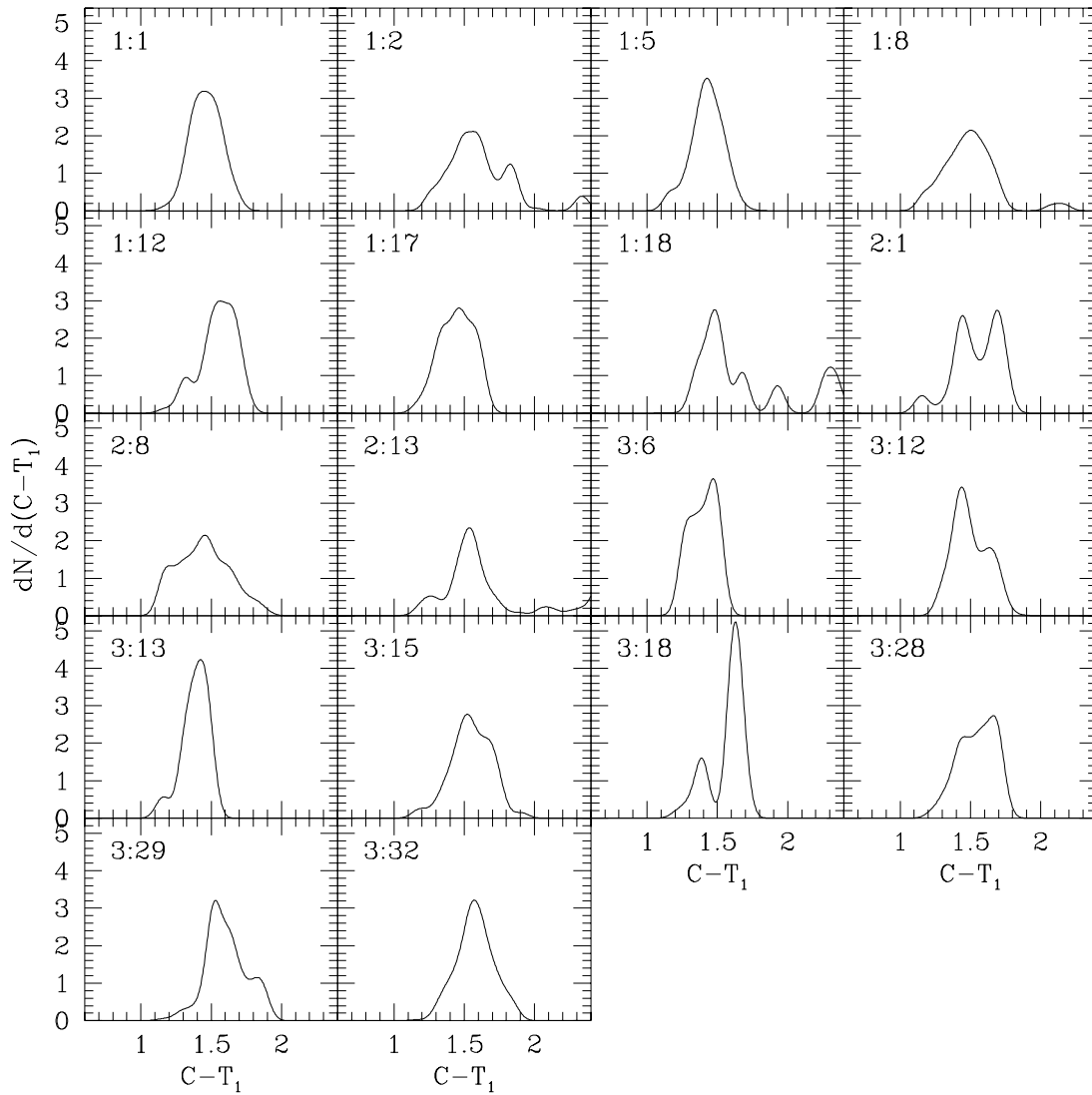


Figura A.42: Distribución de colores de los CGS para el modelo #5.4. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

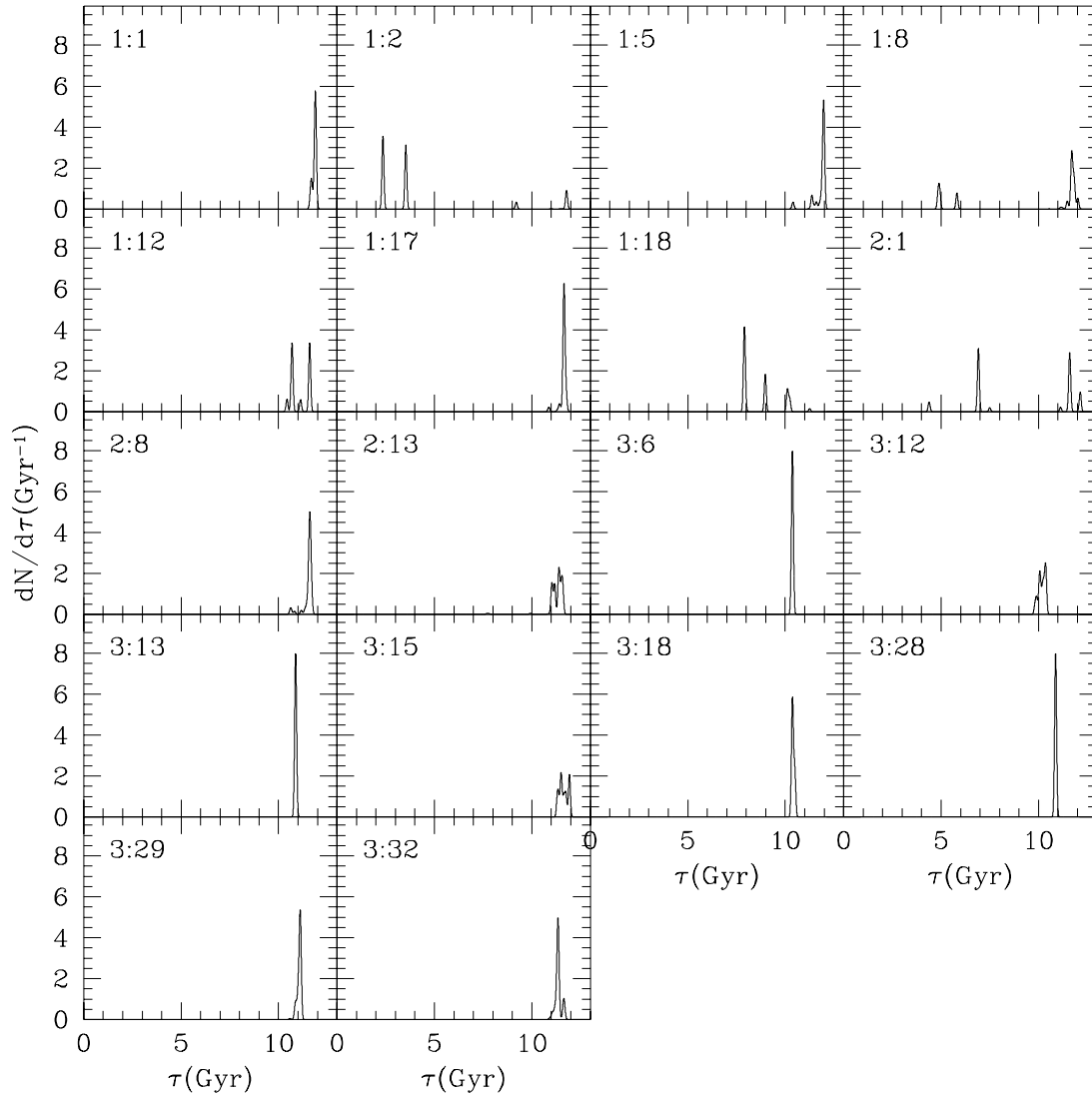


Figura A.43: Distribución de edades de los CGS para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

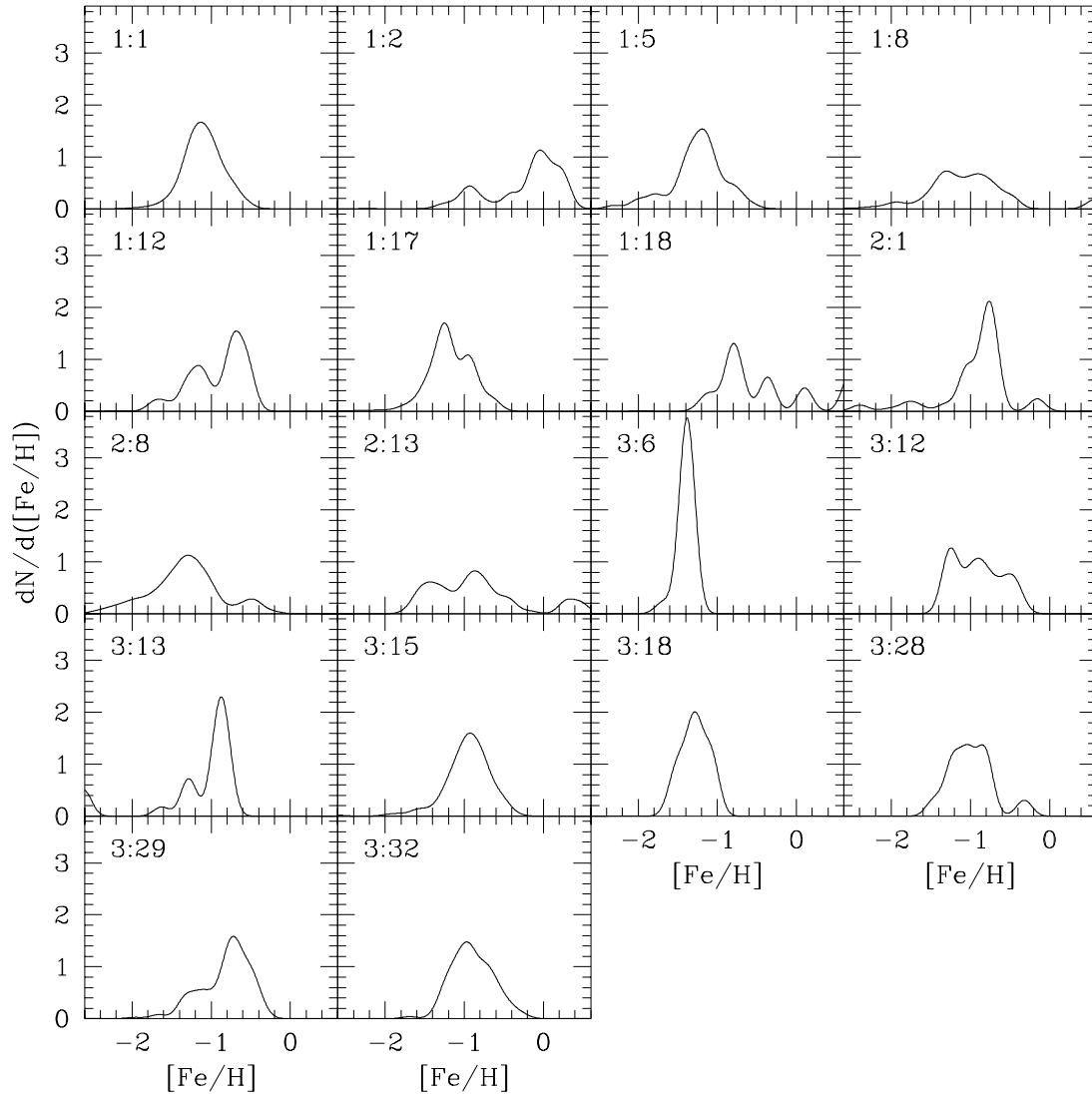


Figura A.44: Distribución de metalicidades de los CGS para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.

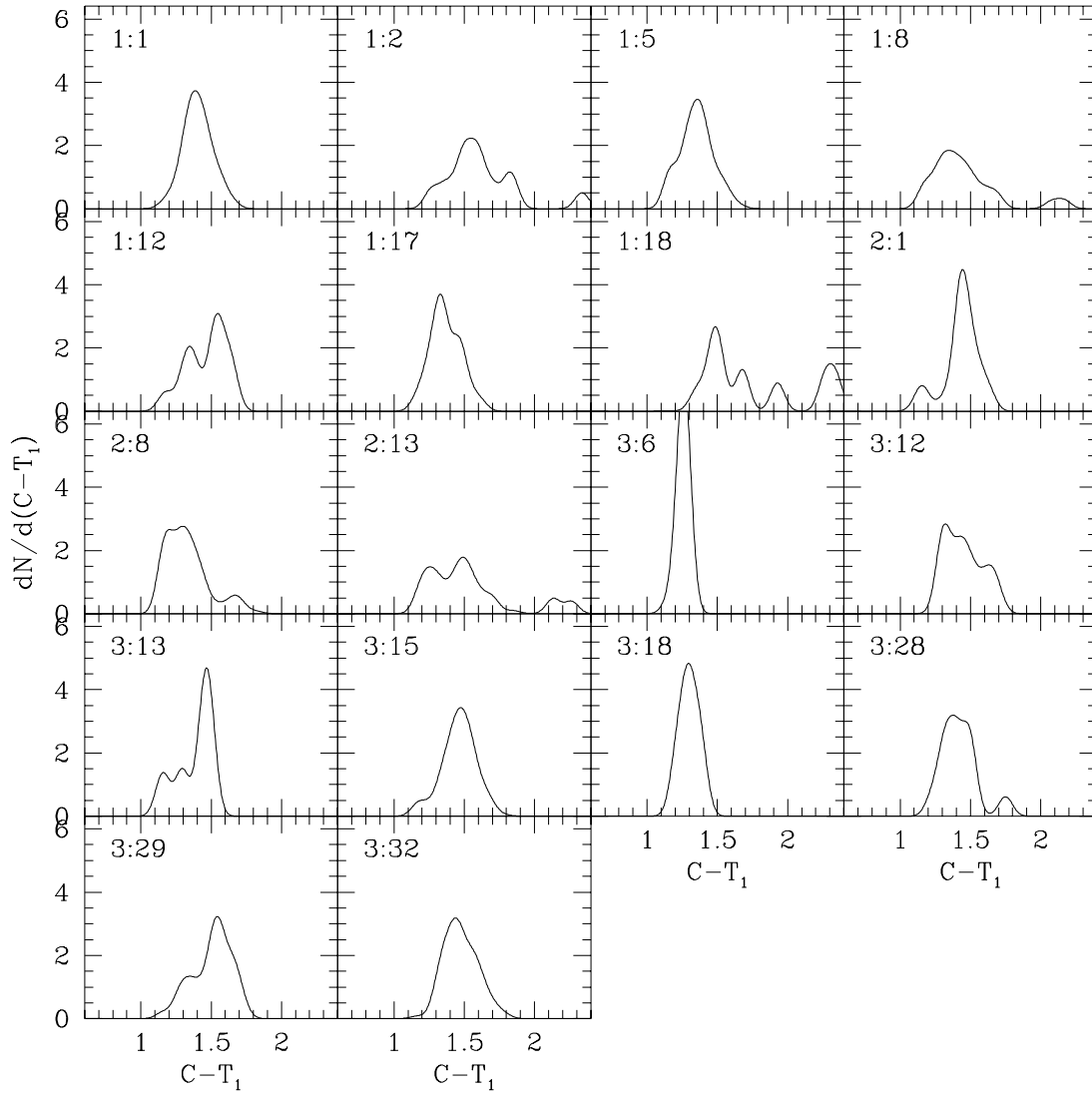


Figura A.45: Distribución de colores de los CGS para el modelo #5.5. En la parte superior izquierda de cada panel se indica la simulación y el GLO al que corresponde, según la tabla 5.2.