

LOS CÚMULOS GLOBULARES GALÁCTICOS: CLAVES PARA LA FORMACIÓN Y EVOLUCIÓN DE LA VÍA LÁCTEA

Juan J. Clariá Olmeda

Observatorio Astronómico, Laprida 854, 5000 Córdoba. E-mail: claria@oac.uncor.edu

Resumen

Los cúmulos globulares constituyen los objetos probablemente más viejos conocidos de la Vía Láctea, por lo que la determinación de sus edades relativas tiene una gran importancia desde el punto de vista cosmológico. En este trabajo se revisa el estado actual del conocimiento sobre algunos aspectos relacionados con estos sistemas. Se resumen las ideas o modelos que actualmente compiten para explicar la formación de nuestra Galaxia y se describen las principales técnicas o métodos para determinar edades de los cúmulos globulares. Usando los resultados obtenidos al aplicar estas técnicas, se analiza primero el efecto del denominado *segundo parámetro* y luego la posible existencia de un rango de edad entre los cúmulos globulares de la Vía Láctea. Estos dos problemas son fundamentales para cotejar los dos modelos más aceptados de formación de nuestra Galaxia. Se describen brevemente algunos métodos para determinar metalicidad de cúmulos globulares y se examina además la relación edad-metalicidad y la relación entre la magnitud absoluta visual de las estrellas *RR Lyrae* y la metalicidad. Las conclusiones alcanzadas con respecto a todos estos puntos permiten proponer un escenario coherente según el cual se habría formado nuestra Galaxia.

Palabras clave: Cúmulos globulares: General, Edad, Metalicidad; Vía Láctea: Evolución

Abstract

Galactic globular clusters: Keys for the formation and evolution of the Milky Way. The globular clusters are among the oldest known objects of the Milky Way. Therefore, the determination of their relative ages is very important from the cosmological point of view. This work revises the knowledge accumulated up to the present in relation to these systems. Current ideas to explain the formation of our Galaxy are summarized and the main techniques to determine relative ages of the globular clusters are described. By using the results obtained from applying those techniques, the effect of the second parameter and the possible existence of an age range among the Galactic globular clusters is analyzed. These two problems are seen as fundamental to compare the two most accepted galaxy formation models. Some methods to determine metallicities in GCs are briefly described. The age-metallicity relation is examined as well as the relation between visual absolute magnitude of the *RR Lyrae* stars and the metallicity. The conclusions reached after careful consideration of the above mentioned issues allow us to propose a coherent scenario which may explain the formation of our Galaxy.

Key words: Globular clusters: General; Age, Metallicity; Milky Way: Evolution

Trabajo presentado con motivo de la entrega del premio "Benjamín A. Gould" en Astronomía, el 21 de noviembre de 2003.

1. Introducción

Un *cúmulo globular* (CG) galáctico es básicamente un sistema compacto de estrellas ligadas gravitacionalmente entre sí, con simetría regular, aproximadamente esférica, que orbita en torno al centro de nuestra Galaxia. Estos sistemas estelares son de interés astrofísico por muchas razones, aunque quizás la más importante es que (salvo excepciones) son probablemente los objetos más antiguos conocidos en el Universo, cuya formación se remonta en muchos casos a los instantes comparativamente consecutivos a la “Gran Explosión” [37], si es que efectivamente ocurrió alguna vez este episodio. Dado que las edades de los CGs pueden determinarse actualmente con una precisión razonable y, al mismo tiempo, el Universo no puede ser más joven que los objetos más viejos que el mismo contiene, la importancia cosmológica de los CGs y, en particular de sus edades, resulta evidente. La determinación de *edades absolutas* de los CGs está sujeta todavía a errores teóricos y observacionales del orden del 15% o 20%, lo cual constituye una limitación relativamente grande desde el punto de vista cosmológico. Sin embargo, es posible hoy usar técnicas diferenciales para determinar *edades relativas* de los CGs con una precisión mucho mayor.

Para examinar y comprender cabalmente cómo se formó nuestra Galaxia, resulta esencial conocer con la mayor precisión posible las *edades relativas de los CGs* de nuestra Galaxia. Sin embargo, la información que estos objetos nos proveen acerca de las primeras etapas de la formación de nuestra Vía Láctea, ha sido y continúa siendo interpretada de diferentes maneras por distintos investigadores. Quizás por esta razón este tema continúa siendo tan apasionante, ya que observaciones recientes permiten proponer *modelos* o *escenarios* algo diferentes de formación de las regiones exteriores e interiores de nuestra Vía Láctea [44, 50, 51]. La primera limitación que debemos tener muy presente a la hora de examinar las *edades relativas* de los CGs es que, en la actualidad, sólo disponemos de información fidedigna de edad de aproximadamente un tercio de los 150 CGs conocidos de nuestra Vía Láctea. Esta no es por cierto una limitación menor. Sin embargo, descontamos que la misma irá gradualmente desapareciendo en la medida que se vayan realizando más y mejores observaciones de estos sistemas estelares.

En la presente revisión comenzaremos resumiendo brevemente los dos *modelos* que actualmente compiten para explicar la formación de nuestra Galaxia. A continuación, describire-

mos las principales *técnicas o métodos* que se utilizan actualmente para estimar edades de estos sistemas. Usando los resultados obtenidos al aplicar estas técnicas, examinaremos después algunos problemas específicos relacionados con estos objetos. Analizaremos primero el efecto conocido como del *segundo parámetro*, sobre el cual existe un amplio debate desde hace muchos años y propondremos incluso una explicación para el mismo. Examinaremos después el problema de la existencia o no de un cierto *rango de edad* entre los CGs Galácticos. ¿Es que acaso todos los CGs tienen aproximadamente la misma edad como se pensó durante décadas o, por el contrario, existen CGs comparativamente jóvenes y comparativamente viejos y, en consecuencia, un cierto *rango de edad* entre estos objetos? Si esta última alternativa es la correcta, será entonces fundamental conocer cuál es ese rango de edad en miles de millones de años. Este problema es esencial a la hora de cotejar los dos modelos más aceptados que explican la formación de nuestra Galaxia. Describiremos además en forma sucinta algunos métodos fotométricos desarrollados en el Observatorio Astronómico de Córdoba para determinar la metalicidad de los CGs. Finalmente, haciendo uso de isócronas teóricas calculadas por distintos autores, revisaremos la relación existente entre la *edad* y la *metalicidad* de los CGs Galácticos, esencial también para confrontar los modelos mencionados. Este último análisis nos llevará inevitablemente a hacer algunas consideraciones importantes respecto de la relación existente entre la magnitud absoluta visual de las estrellas variables RR Lyrae, $M_v(RR)$, y la razón hierro a hidrógeno, $[Fe/H]$. Las conclusiones que alcancemos con respecto a todos estos tópicos nos permitirán finalmente proponer un *escenario* coherente dentro del cual o según el cual se habría formado nuestra Galaxia.

2. Posibles escenarios de formación de nuestra Galaxia

Tanto la reconocida estructura espiral como la rotación confirmada de nuestra Vía Láctea, sugieren que la misma se habría formado hace varios miles de millones de años a partir de una nube aproximadamente esférica de H y He con un determinado momento angular, la cual comenzó a contraerse, a colapsar, por la influencia de su propia gravedad. Si bien la Galaxia comenzó como una distribución esférica de gas, muy poco después debe haberse iniciado el colapso hacia un disco rotante, en virtud de que una nube de gas de baja densidad que rota uniformemente alrededor de un eje, no puede sostener su

forma esférica. Una estrella puede mantener su simetría aproximadamente esférica debido a que en ella se compensa la presión interna con el peso del gas, pero en una nube de gas de baja densidad esta presión no es lo suficientemente efectiva.

Como resultado del colapso gravitatorio de esta nube de gas primigenia se formó primero el *halo* y luego el *disco*, componentes éstas que en la actualidad discriminamos muy bien en nuestra Galaxia. Precisamente, uno de los tópicos de mayor discusión todavía hoy es cómo ocurrió este colapso, básicamente en qué escala de tiempo. Con respecto a este punto, los *modelos* que pretenden explicar la formación del halo Galáctico se clasifican en dos categorías: aquellos que predicen un colapso del halo rápido, violento, ocurrido en un período de tiempo de algunos cientos de millones de años y aquéllos que predicen un colapso gradual, más lento y al mismo tiempo más desordenado, ocurrido a lo largo de varios miles de millones de años.

2.2 Colapso violento

Hace aproximadamente 40 años, Eggen, Linden-Bell y Sandage [15], en adelante ELS, estudiaron las propiedades cinemáticas y químicas de un conjunto de poco más de 200 estrellas de la vecindad solar y, como consecuencia de ese estudio, propusieron un modelo de colapso rápido para la formación del halo. ELS comprobaron básicamente que las estrellas de menor metalicidad, típicamente más viejas, tienen órbitas más excéntricas que las de metalicidades más elevadas. Además, encontraron que las estrellas con bajas metalicidades parecían haberse formado dentro de un cierto rango de alturas Z sobre el plano Galáctico, mientras que aquéllas con metalicidades más elevadas se formaron preferentemente cerca del plano Galáctico. Estos resultados condujeron a ELS a aceptar que nuestra Vía Láctea comenzó como una nube de gas esférica en rotación, la cual colapsó prácticamente en caída libre en una escala de tiempo de unos pocos cientos de millones de años, mientras se formaba la primera generación de estrellas y de CGs. Siempre de acuerdo a estos autores, estas primeras generaciones de estrellas se caracterizaron o se caracterizan (si es que aún persisten) por ser relativamente pobres en metales y desplazarse en órbitas muy excéntricas, debido a la rápida variación del potencial gravitacional de la nube de gas colapsante. ELS tenían la plena convicción de que esta breve escala de tiempo del colapso explicaba porqué todos los CGs con fotometría de alta calidad conocidos en su época

tenían prácticamente la misma edad. Sin embargo, una seria advertencia que podríamos hacer quizás hoy, 44 años después del trabajo de ELS, es que los datos cinemáticos que ellos analizaron se limitan a objetos del halo con distancias o alturas Z respecto del plano Galáctico no mayores que unos 10 kpc. En consecuencia, las conclusiones alcanzadas por ELS deben restringirse sólo a lo que hoy denominamos el *halo interior*.

2.2 Colapso gradual

Pocos años después del pionero trabajo de ELS, se instaló la polémica sobre el denominado “segundo parámetro”. En efecto, Sandage & Wildey [42] fueron los primeros en advertir que dos CGs muy bien conocidos en su época, M13 y M3, tenían metalicidades muy parecidas y, sin embargo, sus ramas horizontales (RHs) presentaban morfologías claramente diferenciadas. Cabe destacar que en la década del 60, algunos trabajos teóricos ya predecían que la morfología de la RH de un CG estaba determinada *primariamente* por la *abundancia metálica* (el primer parámetro), en el sentido de que metalicidades elevadas implicaban RHs rojas y viceversa, metalicidades bajas implicaban RHs azules [16, 17]. Sin embargo, las observaciones de M13 y M3 demostraban que estos dos CGs tenían prácticamente la misma metalicidad y RHs bien diferentes. Fue por esta razón que se llegó a la conclusión de que un *segundo parámetro* debería estar afectando la apariencia de la RH y desde entonces se habla y se polemiza acerca del *efecto del segundo parámetro*.

La idea de un colapso gradual fue propuesta originalmente por Searle y Zinn [47], en adelante SZ, 16 años después del pionero trabajo de ELS. Procurando develar la naturaleza del *segundo parámetro*, SZ analizaron las metalicidades de los CGs en función de sus distancias Galactocéntricas y llegaron a la conclusión de que más allá de 8 kpc del centro Galáctico, prácticamente no existe gradiente de metalicidad entre los CGs del halo exterior. SZ construyeron un diagrama del tipo: razón hierro a hidrógeno $[Fe/H]$ versus *tipo de rama horizontal*, para CGs en diferentes rangos de distancias Galactocéntricas y comprobaron que los globulares del halo interior ($R_{GC} < 8$ kpc) no están influenciados por el segundo parámetro, en tanto que los del halo exterior ($R_{GC} > 8$ kpc) sí lo están (ver Fig. 10 de SZ). Estos autores argumentaron desde un principio que la *edad* era el candidato más probable de constituir el *segundo parámetro*, en cuyo caso debería existir un cierto *rango de edades* entre los CGs del halo exterior. Convencidos de esta

idea, SZ llegaron a la conclusión de que la Galaxia comenzó como una nube de gas esférica y que las porciones interiores colapsaron rápidamente tal como sugirieron ELS, en tanto que las regiones exteriores se fragmentaron de una manera más desorganizada, en una escala de tiempo mucho mayor. De acuerdo a SZ, los CGs del halo exterior tienen un rango más amplio de edad que los del halo interior, debido a que se originaron en fragmentos protogalácticos que continuaron cayendo y alcanzando el equilibrio dinámico con la Galaxia, durante bastante tiempo después de completado el colapso en las regiones centrales de la misma. Siempre de acuerdo a estos autores, estos CGs podrían incluso haberse formado en pequeñas protogalaxias que luego se fusionaron a la nuestra. Una versión aún más extrema del escenario de SZ es quizás la que propuso Zinn [53], al argumentar que el halo exterior posee CGs *jóvenes* y *viejos* y que en particular los primeros se originaron muy probablemente en algunas pocas galaxias satélites capturadas por nuestra Vía Láctea. Existen varias evidencias observacionales a favor de esta posibilidad. Por un lado, numerosas mediciones recientes de velocidades radiales de estrellas del halo demuestran que el mismo no está suficientemente bien mezclado dinámicamente [32]. Por otro lado, de acuerdo a Ibata et al. [28], la galaxia enana descubierta hace unos pocos años atrás en Sagitario, parece estar sufriendo un proceso de *merger* o fusión con la Vía Láctea. Incluso, el mismo hecho de que no existan galaxias enanas compañeras a la nuestra dentro de los 50 kpc de distancia, podría deberse a que todas ellas han sido capturadas vía fricción dinámica. Y como éstas existen algunas otras evidencias en favor del escenario de SZ.

Estos son en esencia los dos escenarios básicos de formación de nuestra Vía Láctea. Por supuesto que existen otros modelos propuestos por otros autores, los cuales más que explicar la formación de la Galaxia, describen sólo la formación del halo o la existencia de una relación edad-metalicidad entre los CGs. Entre éstos se cuentan los modelos de Larson [29], Ostriker & Thuan [36] y Hartwick [27], parte de los cuales relacionan la dinámica del gas colapsante con la historia del enriquecimiento metálico en la Galaxia.

En síntesis, el modelo de ELS predice un pequeño rango de edad de algunos cientos de millones de años entre los CGs Galácticos y una correspondencia unívoca entre la edad de un CG y su composición química (metalicidad). Sin embargo, este modelo no predice nada en particular con respecto a la naturaleza del *segundo parámetro*. El modelo de SZ, por su parte, pre-

dice un rango de edad de unos pocos miles de millones de años entre los CGs Galácticos y esta predicción está hecha sobre la base de la aceptación de que la *edad* es el segundo parámetro.

3. Técnicas para determinar edades de cúmulos globulares galácticos

La idea fundamental para determinar la edad de un CG no ha cambiado, en lo esencial, desde hace varios años. Básicamente, se obtiene por la vía observacional un diagrama color-magnitud (CM) de un CG en algún sistema fotométrico y se lo compara luego con distintos modelos teóricos los cuales predicen, teóricamente por cierto, cuál debería ser la distribución observada de estrellas en ese diagrama, teniendo en cuenta la composición química y la edad del cúmulo. Por lo general, suele adoptarse para el CG la edad del modelo teórico que mejor reproduce la distribución observada de estrellas en el diagrama CM, especialmente en el punto de desvío de la secuencia principal.

La evolución de las estrellas ocurre según una escala temporal de millones de años. Por consiguiente, el estudio de la estructura estelar puede llevarse a cabo mediante modelos en equilibrio, suponiendo cada estrella como si fuera una esfera perfecta compuesta de una secuencia de capas concéntricas. Como resultado de leyes físicas simples, variarán en cada instante y en cada capa las variables físicas fundamentales (presión, temperatura, composición química, etc.). Resolviendo entonces un conjunto de 4 ecuaciones diferenciales y 3 ecuaciones algebraicas puede obtenerse la evolución en el tiempo de la temperatura superficial y la luminosidad, variables físicas que caracterizan un modelo y que junto con los parámetros iniciales (masa y composición química) permiten determinar en qué etapa de su desarrollo se encuentra una estrella en un instante dado.

Si se conocen los parámetros iniciales (masa y composición química) puede calcularse, a través de un modelo teórico, la *trayectoria evolutiva* de dicha masa en el diagrama CM, para un determinado tiempo de evolución o edad. Una *isócrona teórica* es precisamente la posición en el diagrama CM de los modelos de distinta masa, para un determinado tiempo de evolución o edad. Por lo tanto, en principio, si disponemos de isócronas teóricas bien calculadas y conocemos la composición química de un cúmulo, de su diagrama CM observado es posible determinar su distancia; luego, se transforma el diagrama CM observado al plano teórico M_{bol} versus $\log T_{eff}$ y finalmente se deriva la edad de la isócrona teórica que mejor ajusta el diagrama observado.

Para esto es necesario disponer del diagrama CM completo del cúmulo, incluyendo la RH, el punto de desvío de la secuencia principal (PDSP) e incluso una secuencia principal (SP) bien definida varias magnitudes por debajo del PDSP.

En la práctica, sin embargo, las cosas son algo diferentes. Desde el punto de vista *teórico*, si bien es posible calcular razonablemente bien la variación temporal de la luminosidad L de un modelo estelar, existen todavía imprecisiones tanto en el cálculo de la variación del radio R con el tiempo, como en la conversión del color observado, $(B - V)$, $(R - I)$, $(C - T_1)$, o el que fuere, en términos de la temperatura efectiva [02]. Desde el punto de vista *observacional*, existen errores en la obtención del diarama CM -particularmente en la fotometría de las estrellas más débiles de la SP- y en la composición química del cúmulo, primariamente en las razones $[Fe/H]$ y $[O/Fe]$. Finalmente, siempre desde el punto de vista *observacional*, tanto el enrojecimiento interestelar como la elección de la magnitud absoluta visual de las estrellas variables RR Lyrae, $M_v(RR)$, constituyen también fuentes de error en la determinación de edad. El valor de $M_v(RR)$ probablemente más aceptado en la actualidad es 0.7 ± 0.2 [06].

Teniendo en cuenta estas limitaciones, a lo largo del tiempo se han ido desarrollando diferentes métodos para determinar edades de CGs. A continuación se describen brevemente las tres técnicas usadas con mayor frecuencia en la actualidad.

3.1 Método de ajuste de la secuencia principal

Uno de los procedimientos más utilizados es el denominado *método de ajuste de la SP*. Esta técnica se emplea para determinar la distancia de un CG, en tanto que su edad puede derivarse de la magnitud absoluta visual del PDSP. Es bien sabido, tanto desde el punto de vista teórico como observacional, que la posición de la secuencia principal de edad cero (SPEC) en un determinado diagrama CM, depende de la composición química. En el *método de ajuste de la SP*, la porción no evolucionada de la SP observada de un CG se superpone a la SPEC fiducial apropiada para la composición química de dicho cúmulo. En principio, la manera más simple de establecer la posición de esta SPEC fiducial es utilizar estrellas del campo con paralajes trigonométricas bien confiables, provenientes de la base de datos HIPPARCOS, por ejemplo.

Si bien este método ha sido dejado un tanto de lado en la última década, el hecho de disponer actualmente de paralajes trigonométricas de alta precisión tanto del satélite Hippar-

cos como del Telescopio Espacial, ha alentado nuevamente su aplicación [25, 40]. En cualquier caso, no habría que perder de vista que errores relativamente pequeños en el enrojecimiento de un cúmulo, conducen a errores relativamente grandes en el módulo de distancia derivado por este método. Por esta razón, el *método de ajuste de la SP* resulta particularmente adecuado para CGs con enrojecimientos bien determinados y en lo posible pequeños. Nótese que este método requiere además disponer de fotometría de alta calidad bien por debajo del PDSP, lo que no siempre es posible. Finalmente, faltaría agregar que aun disponiendo de datos Hipparcos de alta calidad, el número de estrellas pobres en metales con paralajes bien determinadas a la fecha es en rigor muy pequeño. Por todas estas razones, los trabajos más recientes que utilizan este método proveen *edades absolutas* de unos pocos CGs y no permiten el estudio comparativo de las *edades relativas* de los CGs en general.

3.2 Método de las mediciones verticales de magnitud

Un procedimiento muy popular para determinar edades de CGs se basa en el parámetro observacional ΔV , el cual representa la diferencia entre la magnitud aparente visual del PDSP y la magnitud aparente visual de la RH del cúmulo, esta última medida para el color correspondiente al PDSP (Fig. 1). Ciertamente que

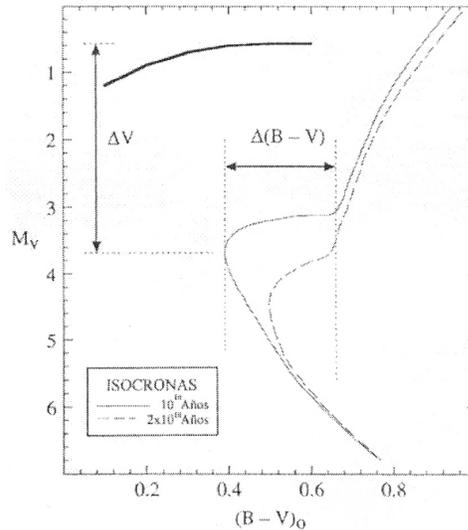


Fig. 1. Ilustración gráfica de los parámetros de edad ΔV y $\Delta(B - V)$ definidos en las Secciones 3.2 y 3.3, respectivamente.

este parámetro ΔV no varía si en lugar de las magnitudes aparentes se utilizan las correspondientes magnitudes absolutas.

La principal ventaja del método de las mediciones verticales de magnitud radica en que el parámetro ΔV es independiente del enrojecimiento interestelar y de la distancia del cúmulo. Si la RH de un CG está bien definida, entonces el parámetro ΔV puede medirse directamente del diagrama CM. En los últimos años, este procedimiento ha sido considerado quizás el más preciso y consistente para determinar edades de CGs, motivo por el cual varios autores han desarrollado varias formas alternativas del mismo [45, 13, 22]. En particular, Geisler et al. [22] definieron el parámetro δT_1 , equivalente al parámetro ΔV pero en el sistema fotométrico de Washington y calibraron δT_1 en función de la edad, para cúmulos con edades mayores que mil millones de años (Fig. 2).

Otra ventaja de este método es que ΔV resulta prácticamente independiente de la metalicidad, dado que tanto la luminosidad de la RH como la luminosidad del PDSP (para una determinada edad) disminuyen casi de la misma manera, a medida que la metalicidad aumenta [02, 50].

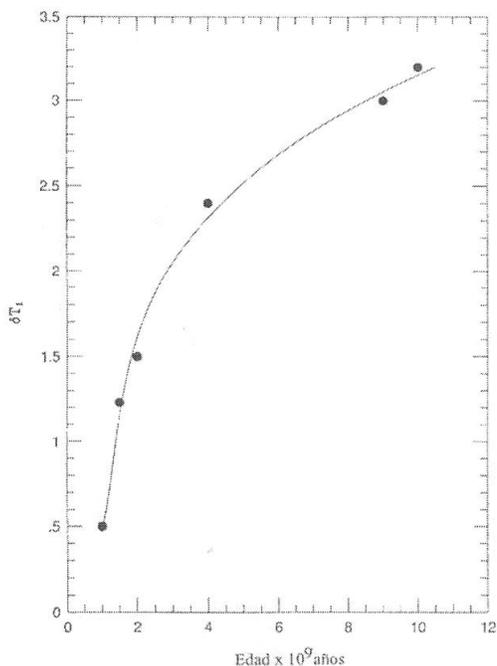


Fig. 2. Variación del parámetro δT_1 definido por Geisler et al. [22], en función de la edad.

En la práctica, la técnica ΔV presenta el inconveniente de que en ocasiones no resulta fácil determinar con precisión la luminosidad del punto más azul sobre la SP, debido a que dicha secuencia es casi vertical en este punto. Otra dificultad está relacionada con la luminosidad de la RH, aunque usualmente suele adoptarse la magnitud absoluta visual de las estrellas RR Lyrae, $M_v(RR)$. La luminosidad de la RH puede en principio calcularse teóricamente, pero la determinación de la magnitud absoluta $M_v(RR)$ y, en particular su dependencia con la razón hierro a hidrógeno $[Fe/H]$, es una cuestión que viene siendo fuertemente debatida desde hace muchos años. Suele ser usual escribir la dependencia aludida como: $MV(RR) = a[Fe/H] + b$, en la cual la pendiente a tiene importantes implicaciones para las edades relativas de los CGs. Existen numerosas evidencias de que la pendiente a no supera en ningún caso el 0.25 o incluso el valor de 0.20 [18, 30, 49].

3.3 Método de las mediciones horizontales de color

Otro método bastante más reciente para determinar edades de CGs se basa en el parámetro $\Delta(B - V)$, definido originalmente por Sarajedini y Demarque [43] como la diferencia de color en el diagrama CM, entre la base de la rama gigante y el PDSP (Fig. 1). Dado que la posición de la rama gigante en el diagrama CM depende primariamente de la composición química, el parámetro $\Delta(B - V)$ disminuye a medida que aumenta la edad, siempre que la metalicidad se mantenga constante. En la práctica, este método se calibra usando la técnica ΔV , aunque en principio, si se usa un conjunto de isócronas teóricas, podría dar lugar a una calibración absoluta de edades.

Este método constituye una herramienta fundamental para determinar *edades relativas* de CGs que tienen metalicidades similares, no necesariamente idénticas. A diferencia de la técnica ΔV cuya calibración con la edad es prácticamente insensible al conjunto de isócronas usadas, las edades determinadas con la técnica $\Delta(B - V)$ pueden variar bastante dependiendo de qué conjunto de isócronas en particular se utilice para la calibración.

Saviane et al. [46] introdujeron hace unos pocos años atrás una ligera variación del método $\Delta(B - V)$ clásico. Básicamente, lo que ellos proponen es medir la diferencia de color $\Delta(V - I)$ entre el PDSP y la rama gigante roja en el nivel correspondiente a 2.2 magnitudes por encima del PDSP. En rigor, no resulta clara cuál es la ventaja del método alternativo que propo-

nen Saviane et al. [46], si es que realmente tiene alguna. Aparentemente, son más los errores teóricos y observacionales que se agregan, que las ventajas que el método presenta.

Estas son pues algunas de las técnicas más utilizadas en la actualidad para determinar las edades relativas de los CGs. Las mismas suelen dar lugar a calibraciones de edad ligeramente diferentes. Estas discrepancias reflejan simplemente los errores involucrados, tanto en los modelos estelares como en las mismas observaciones. Por ejemplo, las conocidas imprecisiones en los radios estelares calculados aun con modelos estelares de última generación, afectarán las calibraciones de ΔV y $\Delta(B - V)$ de distintas maneras.

La pregunta que podríamos formularnos ahora es: ¿Qué nos dicen las edades de los CGs con respecto a la formación del halo Galáctico? Para responder a esta pregunta, examinaremos primero la naturaleza del denominado *segundo parámetro*. Luego discutiremos la posible existencia de un *rango de edad* entre los CGs Galácticos y finalmente la existencia o no de una relación entre la edad y la metalicidad.

5. Naturaleza del segundo parámetro

El trabajo original de SZ demuestra claramente que el efecto del segundo parámetro varía con la distancia Galactocéntrica. En efecto, los CGs ubicados dentro de ~ 8 kpc del centro Galáctico (halo interior) prácticamente no están afectados por el segundo parámetro, mientras que aquéllos que se ubican más allá de esta distancia Galactocéntrica (halo exterior) sí lo están. Es decir, cualquiera que sea este segundo parámetro, existen evidencias de que el mismo varía a gran escala.

Hace más de 3 décadas que se procura develar definitivamente la naturaleza del segundo parámetro. Diferentes autores, usando diferentes argumentos, han propuesto diferentes parámetros (abundancia de helio, edad, contenido de elementos del grupo CNO, etc.) como candidatos al segundo parámetro. Quizás la primera pregunta que deberíamos formularnos con relación a este interrogante debería ser la siguiente: ¿Puede acaso una diferencia de edad entre dos cúmulos de la misma metalicidad explicar las diferentes morfologías de sus RHs? M3 y M13 fueron los primeros CGs reconocidos como representativos del problema del segundo parámetro, en el sentido de que si bien tienen metalicidades muy parecidas sus RHs son diferentes. Sin embargo, no fueron estos los primeros CGs estudiados en detalle, sino más bien NGC 288 y NGC 362, ambos con una metalicidad

de $[Fe/H] = -1.3$, muy bien determinada por diferentes métodos [24]. NGC 288 tiene una RH completamente azul, en tanto que NGC 362 tiene una rama predominantemente roja [01]. Bolte [04] fue quien primero efectuó comparaciones detalladas de las secuencias principales de estos dos CGs, particularmente en las regiones de sus respectivos puntos de desvío de dichas secuencias. Este autor obtuvo diagramas CM de alta calidad hasta unas 3 magnitudes por debajo del PDSP de ambos cúmulos. Luego desplazó en absisas las respectivas secuencias principales, esto es, en el color $(B - V)$, de acuerdo a sus respectivos enrojecimientos (muy pequeños, por cierto) y desplazó también las secuencias en ordenadas, teniendo en cuenta los módulos de distancia bien conocidos de estos dos CGs. Hecho esto, Bolte [04] demostró que el PDSP de NGC 362 es más luminoso que el de NGC 288, siendo la diferencia de unos 3 mil millones de años. Es decir, este autor demostró fehacientemente que NGC 362 es más joven que NGC 288 en aproximadamente 3 mil millones de años. En un trabajo más reciente, Bellazzini et al. [01] han demostrado que esta diferencia es de poco más de 2 mil millones de años. Los resultados mencionados constituyen pues una evidencia inequívoca directa de que la RH de NGC 288 es más azul que la de NGC 362 debido a que NGC 288 es más viejo que NGC 362.

Cabe destacar que más o menos en la misma época, otros autores [43, 52] obtuvieron resultados similares a los de Bolte [04]. En particular, Green y Norris [26] usaron un método similar al de Bolte, excepto que en lugar de utilizar el color $(B - V)$ en el diagrama CM usaron como absisa el color $(B - R)$, debido a que aparentemente los cambios en la morfología del diagrama CM son más pronunciados en este último color que en $(B - V)$. Green y Norris [26] confirmaron que NGC 288 es efectivamente unos 3 mil millones de años más viejo que NGC 362. Quedan pues pocas dudas respecto a la existencia de una significativa diferencia en edad entre estos dos CGs.

Resulta oportuno destacar que la diferencia entre las RHs de M3 y M13 no es tan extrema como la que se observa entre NGC 288 y NGC 362. Por lo tanto, si la edad fuese realmente el segundo parámetro a escala global, deberíamos esperar que la diferencia de edad entre M3 y M13 fuese algo menor que 3 mil millones de años. Precisamente, VandenBerg et al. [52] intentaron responder a este interrogante. Haciendo uso del método de las mediciones horizontes de color, estos autores encontraron que M3 es efectivamente entre mil y dos mil millones de

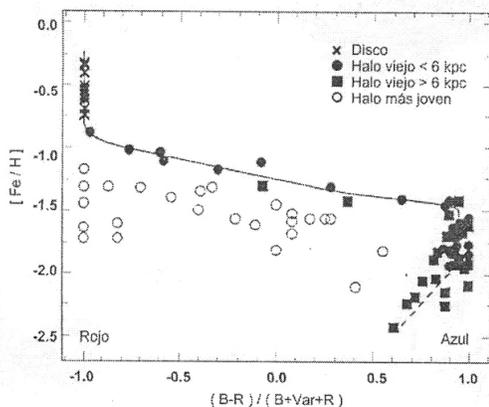


Fig. 3. Variación de la razón hierro a hidrógeno con la morfología de la rama horizontal [54]. La absisa representa la diferencia ente el número de estrellas ubicadas hacia la izquierda de la región de inestabilidad (B) y hacia la derecha (R), dividida por el número total de estrellas en la rama horizontal, incluyendo las variables RR *Lyrae*.

años más joven que M13, lo que resulta consistente tanto en magnitud como en signo con respecto a lo que deberíamos esperar.

Además de examinar las *edades relativas* de pares representativos del efecto del segundo parámetro, sería importante investigar cómo se comporta el sistema de CGs Galácticos en general. De esta manera será posible constatar si la *edad* es o no adecuada para explicar el comportamiento a gran escala del efecto del segundo parámetro.

Varios autores han examinado cómo varían las edades de los CGs en función de la morfología de sus RHs, considerando pequeños rangos o intervalos de metalicidad. Casi siempre se ha usado el parámetro ΔV para determinar la edad, arribándose a la conclusión de que existe una clara correlación entre la edad y el tipo de RH, siendo siempre más viejos los CGs con las RHs más azules [45, 14]. Por su parte, Zinn [54] realizó un análisis algo diferente al utilizar el diagrama $[Fe/H]$ versus la morfología de la RH, cuantificada ésta por el cociente $(B - R) / (B + V + R)$. Este cociente representa la diferencia entre el número de estrellas en el lado azul de la región de inestabilidad (B) y en el lado rojo (R) de dicha región, dividida por el número total de estrellas en la RH, incluyendo las variables RR *Lyrae*. Los CGs con RHs completamente azules tienen un índice +1, en tanto que los CGs con RHs completamente rojas tienen un índice -1 (a

la inversa de lo que ocurre con los índices fotométricos tradicionales). Zinn [54] clasificó los CGs en globulares *viejos* del halo y globulares *más jóvenes* del halo, respectivamente (Fig. 3). En esta figura los globulares *viejos* del halo están representados por los círculos y cuadrados negros, en tanto que los globulares *más jóvenes* por los círculos abiertos. Las líneas han sido trazadas a ojo por los globulares *viejos* del halo. Nótese que, a metalicidad constante, los CGs *más jóvenes* yacen a la izquierda de las líneas en más de 0.4 en el tipo de RH. Precisamente, por esta razón Zinn se refiere a estos objetos como los CGs *más jóvenes* del halo. Usando los parámetros ΔV y $\Delta(B - V)$ para determinar edades, este autor encontró una clara correlación entre la edad y el tipo de RH, en el sentido de que los CGs más jóvenes tienen RHs más rojas. Chaboyer et al. [13] extendieron el análisis de Zinn determinando nuevas edades y mejorando algunas de las existentes, para un total de 43 CGs Galácticos. Ellos calcularon *edades medias* para estos dos grupos de Zinn y encontraron que los CGs *más jóvenes* del halo son efectivamente entre 2 y 4 mil millones de años más jóvenes que los CGs *viejos* del halo. Por su parte, Sarajedini et al. [44] examinaron el comportamiento de ΔV con el tipo de RH, evitando la transformación de ΔV a edad, y mostraron claramente que la edad es el más firme candidato para constituir el segundo parámetro global.

Existen otros parámetros, además de la edad, que podrían considerarse candidatos al segundo parámetro global. De hecho, abundan en la bibliografía trabajos en los que se discuten individualmente otros candidatos. Sin embargo, todos ellos han ido siendo gradualmente descartados por distintas razones. Por ejemplo, no hay ninguna posibilidad de que la abundancia de los elementos del ciclo CNO pueda explicar la diferencia de RHs en cúmulos de la misma metalicidad. Si bien al aumentar la abundancia de CNO, la RH de un CG se vuelve más roja, puede mostrarse que cuando esto sucede, el PDSP se vuelve también más rojo y más débil, a la inversa de lo que se observa [44]. Otro candidato al segundo parámetro podría ser la abundancia de helio Y por gramo de materia estelar. Sin embargo, si este parámetro disminuye, puede también mostrarse que la RH de un CG resulta más roja, al par que el PDSP se vuelve también más rojo y más débil, contrariamente a lo que se observa. Y como éstos podrían mencionarse otros ejemplos.

Conforme a lo expresado precedentemente, parece razonable concluir esta discusión aceptando que la *edad* es el candidato más fir-

me para representar el segundo parámetro a escala global. Sin embargo, dado que existen algunas excepciones confirmadas, es posible que algún otro parámetro de naturaleza desconocida pueda estar influenciando la morfología de la RH de alguno que otro CG en particular.

6. ¿Tienen todos los cúmulos globulares la misma edad?

¿Qué podemos decir acerca de la posible existencia de un *rango de edad* entre los CGs? ¿Es que acaso todos los CGs tienen aproximadamente la misma edad como se aceptó durante décadas o esta aseveración es inexacta?

Existen algunos estudios detallados de cúmulos individuales que demuestran claramente que existen unos pocos CGs sustancialmente más jóvenes que la gran mayoría de los CGs estudiados en detalle. Ruprecht 106, por ejemplo, con una edad del orden de 9 mil millones de años [41], suele ser considerado el CG más joven del halo de nuestra Galaxia. Otro ejemplo típico es Arp 2, al cual Richer et al. [41] asignan una edad ligeramente superior a los 10 mil millones de años. Si bien es posible argumentar que Ruprecht 106 debe su edad a que el mismo ha sido probablemente capturado de la Nube Mayor de Magallanes por acción de las fuerzas tidales [31] y que Arp 2 está probablemente asociado a la galaxia enana Sagitario [51], el hecho de que existan unos pocos CGs más jóvenes (o eventualmente más viejos) no responde la pregunta acerca de cómo se formó la mayor parte del halo exterior. ¿Se formó acaso como resultado de un rápido colapso tal como sugirieron ELS, o se formó a lo largo de un periodo extendido tal como propusieron SZ, acreta material o bien capturando subsistemas independientes tales como CGs y/o galaxias enanas? Para contestar esta pregunta es necesario examinar la existencia o no de un *rango de edad* entre la mayor parte de los CGs Galácticos. Como mencionamos en la sección 3.3, la técnica $\Delta(B - V)$ no puede aplicarse con confianza para determinar edades de CGs con distintas metalicidades, por lo que debería entonces preferirse la técnica ΔV (sección 3.2). Chaboyer et al. [13] aplicaron esta última técnica a poco menos de medio centenar de CGs para los cuales es posible determinar muy bien el parámetro ΔV y encontraron que existe un apreciable rango de edad de unos 5 mil millones de años entre estos objetos. Más allá de la discusión que han hecho algunos autores acerca de los errores involucrados en el trabajo de Chaboyer et al. [13], pocas dudas caben hoy de que los CGs tienen en general edades diferentes y que entre los más jóvenes y los más viejos puede haber una

diferencia semejante a la edad del Sol, es decir, entre 4 y 5 mil millones de años.

7. Composición química: Un parámetro fundamental

7.1 Contenido metálico

Conocer en detalle la composición química de las atmósferas de las estrellas de los CGs significa conocer de alguna manera la composición química de la Galaxia en sus primeras fases evolutivas. De allí la importancia que se le asigna a la determinación de este parámetro.

¿De qué manera es posible determinar la composición química de las atmósferas de las estrellas de un CG? En lugar de la composición química propiamente dicha, lo que en realidad se determina por la vía observacional es la *metalicidad* de las atmósferas de las estrellas de un CG. Cuando hablamos de *metalicidad* o contenido metálico de una estrella, nos estamos refiriendo específicamente a la abundancia en la atmósfera de esa estrella de todos los elementos químicos más pesados que el helio (generalmente hierro), aunque estos no sean necesariamente metales. Usualmente, la metalicidad o razón metales a hidrógeno de la atmósfera de una estrella, se la define como el logaritmo del cociente entre la abundancia de metales y de H de la estrella, menos el logaritmo de dicho cociente en el Sol:

$$[M/H] = \log(N_{\text{metales}}/N_{\text{H}}) - \log(N_{\text{metales}}/N_{\text{sol}})$$

De esta manera, la metalicidad, en ocasiones también denotada $[\text{Fe}/\text{H}]$, se expresa en términos del contenido metálico en la atmósfera solar. Para una estrella cuya atmósfera tiene el mismo "contenido metálico" que la atmósfera del Sol, la razón $[M/H]$ será cero. Si la abundancia metálica de la atmósfera de la estrella (el cociente $N_{\text{metales}}/N_{\text{H}}$) es, por ejemplo, 10 o 100 veces menor que en el Sol, la razón $[M/H]$ será -1 o -2 , respectivamente.

¿De qué manera es posible estimar el contenido metálico de las estrellas de un CG? Si bien existen varios métodos, éstos pueden agruparse básicamente en 3 categorías. (1) Las técnicas que se basan en *propiedades integradas* de todo el cúmulo (espectros integrados, brillos integrados, índices de color integrados, etc.). (2) Los métodos que se basan en determinados rasgos o características morfológicas del diagrama CM. (3) Los métodos que se basan en técnicas espectroscópicas o fotométricas de estrellas individuales. De todos estos métodos, los que se basan en técnicas espectroscópicas de alta disper-

sión son indudablemente los más precisos. Sin embargo, cuando se consideran estrellas individuales de un determinado CG, estas técnicas requieren por lo general el empleo de grandes telescopios, equipados con espectrógrafos modernos (tipo *echelle*) y muchas horas de observación para obtener información de un número reducido de estrellas [34, 35]. Esto explica porqué hasta la fecha sólo una cuarta parte de los CGs conocidos tienen metalicidades determinadas a partir de espectroscopía de alta dispersión.

7.1. *Idea sobre algunos métodos fotométricos desarrollados en Córdoba*

Algunos métodos basados en fotometría individual de gigantes rojas de cúmulos abiertos y CGs, desarrollados principalmente en el Observatorio Astronómico de Córdoba, han mostrado ser razonablemente confiables. Básicamente, se han desarrollado tres procedimientos independientes para determinar metalicidad de los mencionados objetos. Estos métodos han sido descritos por Geisler et al. [19], en adelante GCM91, Piatti et al. [39] y Clariá et al. [10], respectivamente, y su aplicación se restringe a estrellas gigantes rojas del campo y/o de cúmulos abiertos o globulares. Esto se debe a que, por un lado, las estrellas gigantes rojas constituyen la componente estelar más numerosa de nuestra y otras galaxias y, por otro lado, a que al ser objetos de alta luminosidad, pueden ser observados aun cuando se encuentran a grandes distancias del Sol.

La idea básica para el desarrollo de estos métodos consiste en definir parámetros o cantidades que puedan medirse observacionalmente usando un fotómetro fotoeléctrico o un detector CCD y que resulten sensibles a la metalicidad. La definición de estos parámetros requiere el conocimiento detallado de los rasgos espectrales más sensibles a la metalicidad de las estrellas gigantes rojas.

Los métodos desarrollados en Córdoba requieren la utilización de telescopios medianos (1.0 m, por ejemplo) y la medición fotométrica de magnitudes y colores en 2 sistemas fotométricos denominados DDO [33] y Washington [05], respectivamente. Estos sistemas incluyen 4 bandas espectrales primarias cada uno, de diferentes anchos, centradas en diferentes regiones del espectro entre 3800 y ~ 9000 Å. Luego de numerosas pruebas realizadas combinando índices de color en cada uno de estos sistemas, se definieron un total de 7 parámetros independientes de abundancia para cada estrella (dos de la fotometría DDO y 5 de la fotometría de Washington), los cuales proveen información de abundancia a

partir de diferentes regiones del espectro electromagnético.

Los parámetros medidos para cada estrella deben corregirse por los efectos debidos a la extinción de la atmósfera terrestre, a la absorción que produce el medio interestelar y, principalmente en el caso de la fotometría de Washington, a la variación de la sensibilidad a la abundancia de cada parámetro con la temperatura superficial de las estrellas (GCM91). Una vez realizadas estas correcciones, estos parámetros se calibran en función de $[M/H]$, usando como "calibradores" estrellas gigantes rojas del campo y de cúmulos abiertos y globulares con abundancias bien determinadas a partir de espectroscopía de alta dispersión.

La metalicidad finalmente adoptada para un CG suele ser el promedio, sobre todas las gigantes rojas observadas, de las metalicidades que resultan de los distintos parámetros de abundancia, corregidos por los efectos antes mencionados. En la Fig. 4 se muestra una de estas calibraciones, aquella que vincula el parámetro $\delta 4548$ de la fotometría DDO con la razón hierro a hidrógeno $[Fe/H]$ [10], en tanto que en la Fig. 5 se ilustra la relación entre el parámetro de abundancia $\Delta(C-T_1)_{M-T_2}$ y $[Fe/H]$ (GCM91). Nótese en particular la notable sensi-

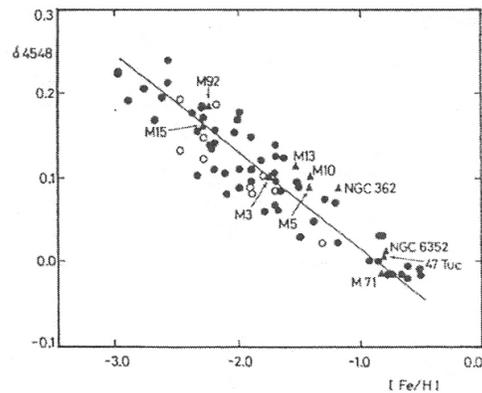


Fig. 4. Calibración del indicador DDO de metalicidad $\delta 4548$ en función de $[Fe/H]$ obtenida por Clariá et al. [10]. Los círculos llenos representan gigantes del campo con metalicidades determinadas a partir de espectroscopía de alta dispersión, los círculos abiertos gigantes del campo con abundancias fotométricas y los triángulos indican CGs con metalicidades determinadas a partir de espectroscopía de alta dispersión.

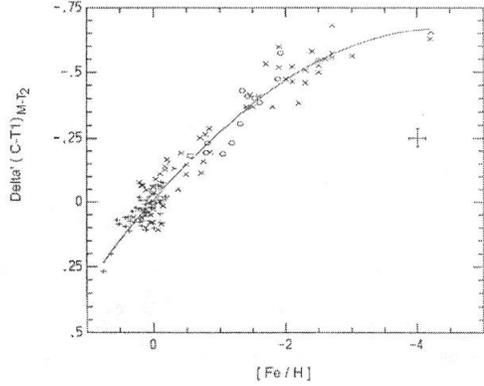


Fig. 5. Calibración del indicador Washington de metalicidad $\Delta(C - M)_{T_1, T_2}$ en función de $[Fe/H]$ obtenida por Geisler et al. [19]. Las cruces representan estrellas gigantes del campo con metalicidades derivadas por distintos métodos, en tanto que los círculos representan cúmulos abiertos con metalicidades derivadas a partir de espectroscopía de alta dispersión.

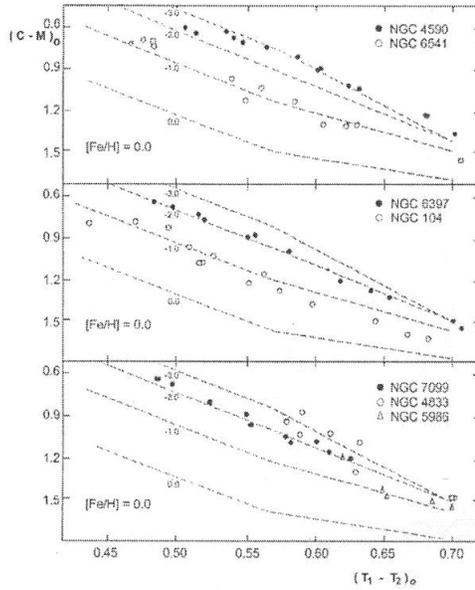


Fig. 6. Diagrama color-color de la fotometría de Washington (corregido por enrojecimiento) con las gigantes rojas de 7 CGs [07]. Las líneas de iso-abundancia han sido trazadas teniendo en cuenta el efecto de variación del índice $\Delta(C - M)$ con la temperatura.

bilidad de este último parámetro en todo el rango de abundancias estelares conocidas.

En la Fig. 6 se muestran las posiciones observadas (corregidas por los efectos antes mencionados) de un número apreciable de gigantes rojas de 7 CGs Galácticos, en un típico diagrama color-color de la fotometría de Washington [07]. Nótese cómo las gigantes rojas observadas en cada cúmulo se distribuyen alrededor de una determinada línea de iso-abundancia. Típicamente, el error en la abundancia Washington de cúmulos poco enrojecidos, oscila entre 0.1 y 0.2 en la razón $[Fe/H]$, pudiendo ser algo mayor cuando esta condición no se cumple. GCM91 han mostrado que existe buen acuerdo entre las metalicidades inferidas por esta vía y otras determinaciones fotométricas o espectroscópicas. Esta técnica ha sido usada por los mismos autores para determinar metalicidades en un número apreciable de CGs [20, 21] y cúmulos abiertos [08, 09, 11, 12, 38] de nuestra Galaxia. En algunos casos, estas determinaciones de metalicidad constituyen las únicas realizadas hasta la fecha.

Más recientemente, Geisler & Sarajedini [23] obtuvieron observacionalmente *ramas gigantes standard* en el plano M_{T_1} vs $(C - T_1)_0$ para una docena de cúmulos estelares (10 CGs y dos cúmulos abiertos) y describieron un nuevo método para determinar metalicidad y enrojecimiento en forma simultánea. Estos autores demostraron que esta nueva técnica supera en eficiencia y precisión a la desarrollada por GCM91, particularmente para los CGs, no así en cambio para los cúmulos abiertos.

7.2 Métodos espectroscópicos integrados

Bica et al. [03], en adelante BCPB98, han mostrado que es posible determinar con razonable precisión metalicidades de CGs a partir de espectros integrados en la región del infrarrojo cercano. La metodología propuesta por estos autores es simple y consiste básicamente en obtener un espectro integrado del CG en el infrarrojo cercano (entre 6500 y 9500 Å) y, una vez reducido y calibrado en longitud de onda y en unidades de flujo, se lo normaliza a la unidad en una determinada longitud de onda. Luego, se mide el ancho equivalente del triplete del CaII en 8500-8600 Å y, sobre la base de este valor medido, se identifica el espectro patrón o *template* que más se asemeja al espectro observado. Se corrige luego el espectro observado por enrojecimiento usando la ley normal de enrojecimiento de Seaton [48] hasta lograr el mejor ajuste con el espectro *template*. Se determina de esta manera el exceso de color $E(B - V)$ del CG y, en base

al valor medido de la suma de los anchos equivalentes de las 3 líneas del triplete del CaII y la calibración de BCPB98, resulta inmediatamente la metalicidad del cúmulo. Por este procedimiento BCPB98 han determinado enrojecimientos y metalicidades de 20 CGs muy débiles proyectados sobre el bulbo Galáctico y de otros 5 CGs o candidatos a tales, proyectados sobre el disco galáctico. Tal como debería esperarse, estos autores encontraron que la mayoría de los CGs proyectados sobre el bulbo Galáctico están altamente enrojecidos, con valores de $E(B - V)$ que superan 2 y en ocasiones 3 magnitudes. Pero quizás el resultado más sorprendente por ellos encontrado está relacionado con la detección por vez primera de dos familias de CGs: una constituida por CGs sorprendentemente ricos en metales ($[M/H] > -0.40$) y otra integrada por CGs con metalicidades intermedias ($0.40 < [M/H] < -1.2$). BCPB98 consideran que la primera familia está relacionada con la componente central (bulbo) de nuestra Galaxia antes que al disco, en tanto que los CGs típicamente deficitarios en metales ($[M/H] < -1.2$) están claramente asociados al halo Galáctico.

8. La relación edad-metalicidad

Otro de los debates de larga data es la existencia o no de una relación entre la edad y la metalicidad de los CGs de la Vía Láctea. Dado que las edades derivadas por el método de las mediciones horizontales de color (Sección 3.3) son confiables sólo en pequeños rangos de metalicidad, para examinar la posible existencia de una relación edad-metalicidad suele usarse el parámetro ΔV , en lugar de $\Delta(B - V)$. Por lo general, se acepta que ΔV es independiente de la metalicidad, de manera que la existencia o no de una relación edad-metalicidad depende críticamente de la pendiente a de la relación lineal entre la magnitud absoluta visual de las variables RR Lyrae, $M_v(RR)$, y la metalicidad $[Fe/H]$ (ver Sección 3.2), tal como ha sido mostrado entre otros por Sarajedini y King [45]. Asumiendo entonces que ΔV es independiente de la metalicidad, al menos en el rango $-2.4 \leq [Fe/H] \leq -1.2$, y teniendo en cuenta la definición del parámetro ΔV (Sección 3.2) y algunos resultados conocidos de la teoría de evolución estelar, Sarajedini et al. [44] derivaron la siguiente expresión:

$$\frac{dt}{d[Fe/H]} = \frac{a-d}{c} \quad (1)$$

entre la edad t (en miles de millones de años) y la metalicidad $[Fe/H]$, en la cual las constantes c y d pueden en principio derivarse de las isó-

cronas teóricas correspondientes a algún modelo de evolución estelar. Esta expresión demuestra claramente que la existencia de una relación edad-metalicidad depende tanto de las isócronas teóricas, a través de las constantes c y d , como de la pendiente a de la relación entre $M_v(RR)$ y $[Fe/H]$.

Usando numerosas isócronas teóricas calculadas por Chaboyer et al. [13] bajo una gran variedad de suposiciones físicas, Sarajedini et al. [44] calcularon los coeficientes c y d y los combinaron con distintos valores de a , para calcular la relación edad-metalicidad (1). Para una pendiente a de 0.20, por ejemplo, mostraron que la pendiente de la relación entre la edad y la metalicidad, $(a - d)$, está entre -1.0 y -2.0 miles de millones de años por cada décimo de variación en la razón $[Fe/H]$, siendo -1.6 el valor más probable. En consecuencia, si se acepta que $a = 0.20$, entonces los CGs con una metalicidad de $[Fe/H] = -1.2$, por ejemplo, son entre mil y dos mil millones de años más jóvenes que aquéllos con $[Fe/H] = -2.2$. Teniendo en cuenta los errores típicos involucrados en la determinación de las constantes c y d , demostraron además que se requiere una pendiente mínima $dt/d[Fe/H] = -0.50$, para que exista una relación entre la edad y la metalicidad. Usando las isócronas de Chaboyer et al. [13], el valor crítico de a es 0.26, por encima del cual no existe relación entre la edad y la metalicidad. Los límites de confianza dentro del 95% de este valor de a son 0.23 y 0.30. Luego, aún una pendiente a de 0.23 (baja, por cierto) puede no dar lugar a una relación edad-metalicidad, dependiendo de qué conjunto de isócronas se utilice. El valor exacto de la pendiente a es todavía controversial. La evidencia actual sugiere un valor por debajo de 0.25, pero como terminamos de ver, aun valores tan pequeños como $a = 0.23$, pueden no dar lugar a una relación entre la edad y la metalicidad de los CGs Galácticos.

8. Formación de la galaxia

De acuerdo a los temas discutidos en la presente revisión, ¿qué podemos decir respecto de la formación de nuestra Galaxia? ¿Cómo se formó o cómo podría explicarse en rasgos generales la formación de nuestra Vía Láctea?

Conforme a todo lo expuesto, parecería razonable admitir para la formación de nuestra Galaxia un modelo que combine las propiedades de los escenarios propuestos por ELS y SZ. Recordemos que el modelo de ELS se basa en la cinemática de algo más de 200 estrellas cercanas y que, por lo tanto, se aplica a la región dentro de los 10 kpc del plano Galáctico. En esta

región, ELS sostenían que el rango de edad entre los CGs es muy pequeño. Esta afirmación está actualmente de acuerdo con uno de los postulados básicos del modelo de SZ, esto es, que dentro de 8 kpc del centro Galáctico, no existe efecto del segundo parámetro. En otras palabras, el rango de edad entre los CGs del halo dentro de los 8 kpc del centro Galáctico es muy pequeño. Además, es bien sabido que dentro de estos 8 kpc, existe una relación entre la metalicidad y la distancia Galactocéntrica para los CGs del halo [53]. Todas estas características apuntan a un colapso violento, semejante al sugerido por ELS, dentro de los 8 kpc del centro Galáctico.

Por el contrario, más allá de estos 8 kpc, parece existir un rango apreciable de edad entre los CGs, de aproximadamente 5 mil millones de años. Además, el efecto del segundo parámetro se hace más pronunciado a medida que la distancia Galactocéntrica aumenta, indicando la necesidad de un mayor rango de edades entre los CGs para explicar los diversos tipos de RHs observados, para una determinada metalicidad. Más allá de los 8 kpc no existe relación alguna entre la metalicidad y la distancia Galactocéntrica. Todas estas observaciones apuntan más bien a un colapso caótico prolongado puesto de relieve por la fragmentación de la nube de gas protogaláctica y la eventual captura de subsistemas independientes, tales como CGs o incluso galaxias enanas. De esta manera, estamos de alguna manera reconciliando los dos modelos que compiten para explicar la formación del halo Galáctico.

Agradecimientos

A la Agencia Nacional de Promoción Científica y Tecnológica (ANPCyT), Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Tecnológicas (CONICET), Agencia Córdoba Ciencia (ACC), Secretaría de Ciencia y Tecnología (SECYT) de la Universidad Nacional de Córdoba por los valiosos subsidios otorgados a proyectos relacionados con el tema de la presente revisión.

Referencias

- [01] Bellazzini, M., Fusi-Pecchi, F., Ferraro, F. R., et al., *Astron. J.* 122, 2586 (2001).
- [02] Bergbusch, P.A., Vandenberg, D.A., *Astrophys. J. Suppl.* 81, 163 (1996).
- [03] Bica, E., Clariá, J.J., Piatti, A.E., Bonatto, C., *Astron. Astrophys. Suppl.* 131, 483 (1998).
- [04] Bolte, M., *Astron. J.* 97, 1688 (1989).
- [05] Canterna, R., *Astron. J.* 81, 228 (1976).
- [06] Caputo, F., *Reports on Progress in Physics* 48, 1235 (1985).
- [07] Clariá, J.J., Geisler, D., Minniti, D., *Bol. Asoc. Arg. Astron.* 36, 3 (1990).
- [08] Clariá, J.J., Piatti, A.E., Lapasset, E., Mermilliod, J.-C., *Astron. Astrophys.* 399, 543 (2003).
- [09] Clariá, J.J., Mermilliod, J.-C., *Astron. Astrophys. Suppl.* 95, 429 (1992).
- [10] Clariá, J.J., Minniti, D., Piatti, A.E., Lapasset, E., *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 268, 733 (1994).
- [11] Clariá, J.J., Mermilliod, J.-C., Piatti, A.E., *Astron. Astrophys. Suppl.* 134, 301 (1999).
- [12] Clariá, J.J., Mermilliod, J.-C., Piatti, A.E., Minniti, D., *Astron. Astrophys. Suppl.* 107, 39 (1994).
- [13] Chaboyer, B.C., Demarque, P., Sarajedini, A., *Astrophys. J.* 459, 558 (1996).
- [14] Chaboyer, B.C., Sarajedini, A., Demarque, P., *Astrophys. J.* 394, 515 (1992).
- [15] Eggen, O.J., Linden-Bell, D., Sandage, A., *Astrophys. J.* 136, 748 (1962).
- [16] Faulkner, J., *Astrophys. J.* 144, 978 (1966).
- [17] Faulkner, J., Iben, I., *Astrophys. J.* 144, 995 (1966).
- [18] Fusi Pecci, F., Buonanno, R., Cacciari, C. et al., *Astron. J.* 112, 1461 (1996).
- [19] Geisler, D., Clariá, J.J., Minniti, D., *Astron. J.* 102, 1836 (1991).
- [20] Geisler, D., Clariá, J.J., Minniti, D., *Publ. Astron. Soc. Pacific* 109, 799 (1997).
- [21] Geisler, D., Minniti, D., Clariá, J.J., *Astron. J.* 104, 627 (1992).
- [22] Geisler, D., Bica, E., Dottori, H., Clariá, J.J., Piatti, A.E., Santos, J.F.C., *Astron. J.* 114, 1920 (1997).
- [23] Geisler, D., Sarajedini, A., *Astron. J.* 117, 308 (1999).
- [24] Gratton, R.G., *Astron. Astrophys.* 179, 181 (1987).
- [25] Gratton, R.G., Fusi Pecci, F., Carretta, E., Clementini, G., Corsi, C.E., Lattanzi, M., *Astrophys. J.* 491, 749 (1997).
- [26] Green, E.M., Norris, J.E., *Astrophys. J.*, 353, L17 (1990).
- [27] Hartwick, F.D.A., *Astrophys. J.* 209, 418 (1976).
- [28] Ibata, R.A., Gilmore, G., Irwin, M.J. et al., *Nature* 370, 194 (1994).
- [29] Larson, R.B., *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 173, 671 (1975).
- [30] Lee, Y.W., Demarque, P., Zinn, R.J., *Astrophys. J.* 423, 248 (1994).
- [31] Lin, D.N.C., Richer, H.B., *Astrophys. J.* 1992, 388, L57 (1992).
- [32] Majewski, S.R., Munn, J.A., Hawaley, S.L., *Astrophys. J.* 459, L73 (1996).
- [33] McClure, R.D., *Astron. J.* 81, 182 (1976).
- [34] Minniti, D., Geisler, D., Peterson, R.C., Clariá, J.J., *Astrophys. J.* 413, 548 (1993).
- [35] Minniti, D., Peterson, R.C., Geisler, D., Clariá, J.J., *Astrophys. J.* 470, 953 (1996).
- [36] Ostriker, J.P., Thuan, T.X., *Astrophys. J.* 202, 353 (1975).
- [37] Peebles, P.J.E., Dicke, R.H., *Astrophys. J.* 154, 891 (1968).

- [38] Piatti, A.E., Clariá, J.J., Ahumada, A.V., Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 340, 1249 (2003).
- [39] Piatti, A.E., Clariá, J.J., Minniti, D., J. Astrophys. Astron. 14, 145 (1993).
- [40] Pont, F., Mayor, M., Turon, C., VandenBerg, D.A., Astron. Astrophys. 329, 87 (1997).
- [41] Richer, H.B. et al., Astrophys. J., 463, 602 (1996).
- [42] Sandage, A., Wildey, R., Astrophys. J. 150, 469 (1967).
- [43] Sarajedini, A., Demarque, P., Astrophys. J. 365, 219 (1990).
- [44] Sarajedini, A., Chaboyer, B., Demarque, P., Publ. Astron. Soc. Pacific 109, 1321 (1997)
- [45] Sarajedini, A., King, C.R., Astron. J. 98, 1624 (1989).
- [46] Saviane, I., Rosenberg, A., Piotto, G., en Advances in Stellar Evolution, R.T. Rood y A. Renzini (Editores), Cambridge University Press, p. 65 (1997).
- [47] Searle, L., Zinn, R.J., Astrophys. J. 225, 357 (1978).
- [48] Seaton, M.J., Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 187, 73p (1979).
- [49] Skillen, I., Fernley, J.A., Stobie, R.S., Jameson, R.F., Monthly Notices Roy. Soc. 265, 301 (1993).
- [50] Stetson, P.B., VandenBerg, D.A., Bolte, M., Publ. Astron. Soc. Pacific 108, 560 (1996).
- [51] Van den Bergh, S., Publ. Astron. Soc. Pacific 108, 986 (1996).
- [52] VandenBerg, D.A., Bolte, M., Stetson, P.B., Astron. J. 100, 445 (1990).
- [53] Zinn, R.J., in Stellar Populations, Cambridge University Press, p.73 (1986).
- [54] Zinn, R.J., in The Globular Cluster-Galaxy Connection, G.H. Smith y P.J. Brodie (Editores), San Francisco, ASP, p. 38 (1993).

Manuscrito recibido y aceptado en febrero de 2004.