



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

**DETERMINACIÓN DE PARÁMETROS EVOLUTIVOS DE LAS
POBLACIONES ESTELARES DE LA VÍA LÁCTEA**

DEFENSA DE CANDIDATURA AL DOCTORADO

PRESENTA

JAIRO ANDRES ALZATE TRUJILLO

TUTOR

Dr. GUSTAVO BRUZUAL
INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

MORELIA, MICHOACÁN. DICIEMBRE DE 2016

1. Introducción

La Vía Láctea es la fuente de información astronómica con mayor resolución sobre el comportamiento interno de una galaxia, por lo que el estudio detallado de la química y física de su contenido nos dará valiosa información, no solo sobre el origen y evolución de sí misma, sino que también enriquecerá nuestro conocimiento sobre las galaxias en general. Sobre su estructura, se han logrado distinguir cuatro componentes Galácticas (Sparke & Gallagher, 2007), bien caracterizadas por la cinemática y composición química de su contenido, estas son: un bulbo o barra de estrellas ubicado en el centro, un disco delgado de gas y estrellas, un disco grueso de estrellas y un halo estelar. Estas componentes se unen para formar el cuerpo de la Vía Láctea, la cual es clasificada como una Galaxia espiral barrada. Esto por la geometría del bulbo y por la formación de brazos espirales en el disco delgado. Ya conocidas estas componentes de la Galaxia, es necesario proponer escenarios de formación que expliquen el origen de cada una, y de esta forma descifrar la historia de la Vía Láctea.

Existen múltiples trabajos enfocados en investigar el origen y evolución de las componentes de la Vía Láctea, estos se basan en estudios de su evolución dinámica o de la evolución de sus poblaciones estelares. En el caso de las poblaciones estelares citamos como ejemplo los resultados de (Haywood et al., 2015), donde se presenta un estudio que sugiere algunas restricciones para el escenario de formación del disco grueso, esto basados en un análisis de la evolución química de estrellas de la vecindad solar. Por la parte dinámica, y también de poblaciones estelares, podemos encontrar el modelo de Besanzón Robin et al. (2003), el cual simula el contenido estelar de las componentes de la Vía Láctea, teniendo en cuenta la consistencia dinámica y la evolución de sus estrellas, obteniendo así un catálogo de estrellas que se puede comparar con las observaciones.

Con la disponibilidad actual de datos fotométricos de las estrellas (Tycho, 2-Mass, SDSS o próximamente Gaia), es importante contar con herramientas que nos permitan explotar esta información y así expandir nuestros conocimientos de como funciona nuestra Galaxia y como es su naturaleza, llevándonos a descartar o reafirmar hipótesis y conceptos. Los modelos de la Galaxia pertenecen a este tipo de herramientas, los cuales permiten la caracterización de las propiedades físicas de las poblaciones estelares (tales como masa, edad, temperatura, composición química, etc) o reproducir la cinemática de las estrellas, o ambas.

Dado el panorama, este proyecto de doctorado se planteó con el objetivo de realizar un estudio de las poblaciones estelares del disco delgado, disco grueso y halo de la Vía Láctea a partir de su fotometría y, si es necesario, su astrometría, poniendo especial interés en la historia de su contenido estelar. Si conocemos la formación estelar en función de la edad y metalicidad, o historia de formación estelar (HFE), de las componentes Galácticas mencionadas, obtendremos información sobre su pasado. Los modelos de síntesis de poblaciones estelares son un medio a través del cual podemos encontrar información sobre los eventos que dieron procedencia a las poblaciones que vemos hoy. Por ejemplo, si las estrellas de una población observada tienen aproximadamente la misma edad y metalicidad, esta puede ser modelada como una población estelar simple (PES), es decir, ajustada por una isócrona,

por lo que su historia de formación estelar es dada por las características de la isócrona. Dado el caso en que la población observada no pueda modelarse como una PES, vamos a suponer que su HFE puede ser aproximada como una serie de brotes instantáneos, o en otras palabras, como una combinación de poblaciones estelares simples con diferente aportación en número de estrellas, teniendo en cuenta que al final la suma de todos estos aportes debe ser igual al número de estrellas observado.

Una herramienta que permite usar las simulaciones de poblaciones para realizar el análisis descrito en el párrafo anterior es el método presentado en (Small et al., 2013), el cual nos ayuda a ajustar un conjunto de isócronas a las observaciones fotométricas, obteniendo así la historia de formación estelar de una población dada. En la sub-sección 1.2 se presenta un resumen de los conceptos y fórmulas usadas en (Small et al., 2013).

Esta caracterización de las componentes Galácticas no solo nos proporcionará información sobre su cronología, sino que además permitirá realizar una síntesis de éstas y producir diagramas color magnitud sintéticos como los de Robin et al. (2003) pero basados en un estudio más detallado de las observaciones fotométricas. Esto será material esencial en la construcción de un modelo de Galaxia que nos proveerá de simulaciones del contenido estelar en alguna región de interés, así que tener a disposición estos datos sintéticos ofrecen opciones de trabajo. Por ejemplo, se puede abordar el estudio de la detección de galaxias enanas satélite de la Vía Láctea. Esta área de estudio tiene el potencial de dar información sobre diferentes etapas de formación de la Galaxia, lo que la hace un tema de interés actual. Así que se planteó extender el proyecto y realizar un estudio adicional sobre detección fotométrica de galaxias enanas. Un ejemplo de este tipo de trabajo se realizó en Antoja et al. (2015), donde usan información astrométrica para realizar y cuantificar la detección. Dado que su atención se centró en la dinámica de las galaxias satélite, la síntesis de poblaciones fue fijada en una población estelar simple con una edad igual a 12 Gaño y metalicidad $Z = 0.0001$. Este puede ser un punto que se puede mejorar en este proyecto de doctorado, realizar un análisis de detección con poblaciones estelares más complejas.

Las siguientes sub-secciones de esta introducción (Sección 1) se dedicarán a resumir algunos conceptos de poblaciones estelares y a describir el método de Small et al. (2013). En la sección 2 dos se presentan los resultados obtenidos hasta ahora y su correspondiente discusión. Las conclusiones en la sección 3 se presentan junto con una propuesta de trabajo a futuro.

1.1. Síntesis de poblaciones estelares

Usando trazas evolutivas actualizadas, Charlot & Bruzual (2016) han realizado simulaciones de poblaciones estelares resueltas. Para ello, dada una edad y metalicidad inicial, se realiza un muestreo de la función inicial de masa (IMF por sus siglas en inglés) de manera estocástica hasta acumular la masa total requerida. Esta técnica de Montecarlo resulta ser más adecuada en el tratamiento para sistemas estelares de baja masa, ya que al calcular el color integrado de, por ejemplo, una población estelar simple, no implicaría suponer que se

Table 1. Trazas evolutivas de Charlot & Bruzual (2016).

X	Y	Z	Z/Z _⊙	[Z/Z _⊙]
0.5840	0.3560	0.060	3.529	0.55
0.6390	0.3210	0.040	2.353	0.37
0.6680	0.3020	0.030	1.764	0.25
0.6960	0.2840	0.020	1.176	0.07
0.7040	0.2790	0.017	1.000	0.00
0.7130	0.2730	0.014	0.824	-0.08
0.7230	0.2670	0.010	0.588	-0.23
0.7290	0.2630	0.008	0.471	-0.33
0.7350	0.2590	0.006	0.353	-0.45
0.7400	0.2560	0.004	0.235	-0.63
0.7460	0.2520	0.002	0.118	-0.93
0.7490	0.2500	0.001	0.059	-1.23
0.7505	0.2490	0.0005	0.029	-1.53
0.7508	0.2490	0.0002	0.012	-1.93
0.7509	0.2490	0.0001	0.006	-2.23
0.7700	0.2300	0.0000	0.000	-∞

References. — Chen et al. (2015), Marigo et al. (2013)

tiene un numero infinito de estrellas para integrar la IMF Bruzual A. (2010). Además, en una simulación de tipo Montecarlo, se pueden observar las fluctuaciones estadísticas de los muestreos de la IMF que en poblaciones simples de baja masa producirían una dispersión en los colores integrados, como los de un cumulo globular por ejemplo Bruzual A. (2010). Una vez la masa de cada estrella está definida, su evolución es guiada por la interpolación en trazas evolutivas teóricas a la edad deseada. Este proceso permite construir un diagrama HR, que es transformado a un diagrama color-magnitud con el uso de librerías de espectros estelares, las cuales contienen espectros teóricos y observados. En las Tablas ?? y 2 se presentan los trabajos de los cuales se obtienen las trazas evolutivas y el conjunto de espectros estelares del modelo, respectivamente.

Con este trabajo se puede sintetizar cualquier población estelar que necesitemos, ya que se pueden realizar simulaciones para distintos valores de edad, metalicidad y masa total de la población, o diferentes tasas de formación estelar (SFR por sus siglas en inglés) e incluso realizar cambios en la IMF. Una de las ventajas de esta técnica es que puede distinguir y marcar las diferentes fases evolutivas estelares, desde estrellas de secuencia principal hasta enanas blancas, incluidas algunas sub-fases, como por ejemplo pulsos térmicos en las

Tabla 2: Librería de espectros estelares y su respectiva cobertura en longitud de onda

$\lambda(\text{\AA})$	Tustly ¹	Martins et al. ²	UV-Blue ³	Rauch ⁴	Miles ⁵	Stelib ⁶	Basel 3.1 ⁷
5.6 - 911	✓	✓	✓	✓			
911 - 3540.5	✓	✓	✓	✓			
3540.5 - 7351					✓		
7351 - 8750						✓	
8750 - 36000 μm							✓

¹ Lanz & Hubeny (2003), Lanz & Hubeny (2007); ² Martins et al. (2005); ³ Rodríguez-Merino et al. (2005); ⁴ Rauch (2003); ⁵ Sánchez-Blázquez et al. (2006), Falcón-Barroso et al. (2011), Prugniel et al. (2011); ⁶ Le Borgne et al. (2003); ⁷ Westera et al. (2002).

estrellas de la rama asintótica de las gigantes (AGB por sus siglas en inglés).

1.2. Historia de formación estelar

Nuestro objetivo es obtener la distribución de la formación estelar en edad y metalicidad correspondiente a cada componente Galáctica y la herramienta que nos va a permitir realizar este análisis ha sido el método presentado en Small et al. (2013), con el cual se puede calcular la historia de formación estelar de galaxias resueltas. El principio en el que se basa este calculo es que la historia de formación estelar de cualquier población de estrellas puede ser expresada como una combinación lineal de un conjunto de isócronas, donde los coeficientes de esta combinación corresponde a la fracción del numero total de estrellas que aporta cada isócrona. A continuación se expone la formulación matemática del método.

Sean A_j y B_j , donde $j = 1, 2, \dots, n$, dos conjuntos de n magnitudes observadas en dos bandas fotométricas diferentes. Además, sean A_{iM} y B_{iM} , $i = 1, 2, \dots, m$, dos conjuntos de m magnitudes teóricas en las mismas dos bandas fotométricas. El indice inferior M indica que cada valor de magnitud de cada estrella en la isócrona tiene un valor de masa estelar correspondiente. Luego la distancia entre la j -ésima magnitud observada y la i -ésima magnitud teórica es valorada a través de la función

$$E(A_{ij}) = \frac{1}{2\pi\sigma_A} \exp \left[-\frac{(A_j - A_{iM})^2}{2\sigma_A^2} \right], \quad (1)$$

donde $\sigma_A = \sqrt{\sigma_{A,\text{phot}}^2 + \sigma_{A,\text{iso}}^2}$. Ahora se define a p_{ij} como la probabilidad de que el dato j

pertenezca a la isócrona i , este es dado por

$$p_{ij} = \frac{1}{C_i} \int_{M_{il}}^{M_{iu}} E(A_{ij})E(B_{ij})c(A, B)f(M)dM \quad (2)$$

donde $C(A, B)$ es una función que se incluye debido a la incompletitud de las observaciones fotométricas, $f(M)$ es la función inicial de masa y $C_i = \int_{M_{il}}^{M_{iu}} c(A, B)f(M)dM$. El siguiente paso es introducir la combinación lineal

$$p_j = \sum_i^m a_i p_{ij}, \quad (3)$$

siendo a_i los coeficientes de la combinación lineal que cumplen con la condición de que $\sum_i^m a_i = 1$ y que $a_i \geq 0$. Ambas restricciones nos aseguran que la suma de todos los aportes de estrellas de cada isócrona dará igual al numero de estrellas ajustadas. Planteado todo lo anterior, el propósito es encontrar los coeficientes que maximicen la siguiente función de likelihood

$$\ln(L) = \sum_{j=1}^n \ln(p_j). \quad (4)$$

Para maximizar el likelihood y obtener los correspondientes a_i se usa el algoritmo genético de Michalewicz & Janikow (1991), el cual tiene la propiedad de realizar la optimización respetando las restricciones impuestas sobre los coeficientes. Dado que estos no tienen unidades, ya que indican una fracción de estrellas, lo que obtenemos inicialmente es el aporte de cada isócrona en función de la edad y metalicidad. Por lo que se debe multiplicar los coeficientes por un escalar que transformará las fracciones en formación estelar.

2. Resultados y discusión

2.1. Historia de Formación estelar de la Vecindad Solar

Tomamos una muestra de datos fotométricos del catalogo del satélite Hipparcos. Esta consiste de las magnitudes absolutas M_V e M_I de estrellas con distancias menores a 100 pc y con magnitudes absolutas menores que $M_V = 7$. Para estas dos restricciones tendremos principalmente estrellas del disco delgado, por lo que el conjunto de isócronas que se ajustaran a las observaciones estarán entre 100 millones y 10000 millones de años de edad y

metallicidades entre $Z = 0.01$ y $Z = 0.040$, acorde con el modelo de Galaxia de Robin et al. (2003).

Dado que solo tenemos una muestra completa para un radio de 80 pc y una magnitud absoluta $M_V = 3.5$ (Cignoni et al., 2006), es necesario incluir una función $C(M_V, M_I) = C(M_V)C(M_I)$ en la integral 2 para tener en cuenta este problema de completitud, en este caso se usará la formula matemática expuesta en Small et al. (2013). Si A es una magnitud absoluta, la función de completitud es dada por

$$C(A) = \frac{1}{1 + \exp(A - A_c)/\Delta A} \quad (5)$$

donde A_c es la magnitud hasta donde la muestra se considera completa y ΔA establece que tan rápido decae la función $C(A)$ cuando las magnitudes están cerca de A_c . Estos dos parámetros cumplen que $1 \leq A_c \leq 6$ y $0.1 \leq \Delta A \leq 0.5$. Tomaremos $A_c = 5$ y $\Delta A = 0.5$ para ambas bandas V e I , en la figura 1 se muestra la gráfica correspondiente.

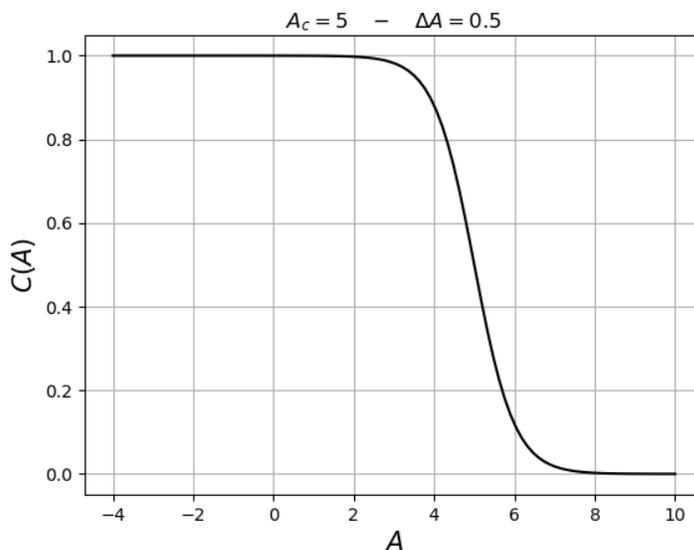


Figura 1: Función de completitud.

Una vez establecida la muestra, se realizan los cálculos de la sección 1.2 para cuatro conjuntos de isócronas, tres de estos constan de una sola metalicidad ($Z = 0.017$, $Z = 0.020$, $Z = 0.040$) y 66 edades, el cuarto posee la combinación de 5 metalicidades ($Z = 0.014$, 0.017 , 0.020 , 0.030 , 0.040) y 66 edades. En los cuatro casos las edades van desde 100 millones de años hasta 10 mil millones de años.

Las figuras 2, 3 y 4 muestran los gráficos correspondientes a los tres ajustes ($Z = 0.017$, $Z = 0.020$ y $Z = 0.040$) realizados a la muestra de Hipparcos. Se puede observar en todos los casos un máximo local en 3 Gaño y un máximo absoluto en 10 Gaño. El segundo máximo

es el episodio de formación estelar más viejo, esto es razonable si se tiene en cuenta que cuando el disco era más joven era más activo, pero la diferencia con episodios posteriores es grande y poco realista.

Las tres historias nos indican que después de 3 Gaño la formación estelar ha ido decreciendo hasta los 100 Gaño. También tienen en común un salto de formación estelar en 100 millones de años, este es muy pronunciado en el ajuste de isócronas con metalicidad $Z = 0.040$, pero es difícil criticar este valor si no sabemos la magnitud del error. Pero el hecho que aparezca en los tres gráficos nos sugiere un aumento de formación estelar reciente.

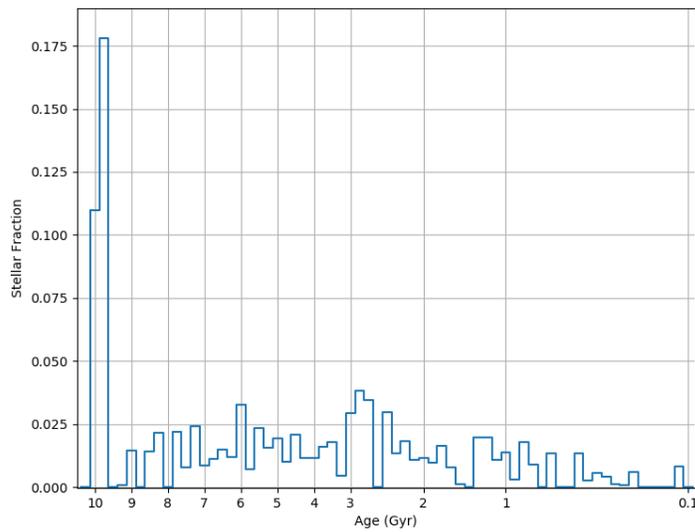


Figura 2: Fracción estelar obtenida a partir del conjunto de isócronas con metalicidad $Z = 0.017$ para la muestra de estrellas de Hipparcos.

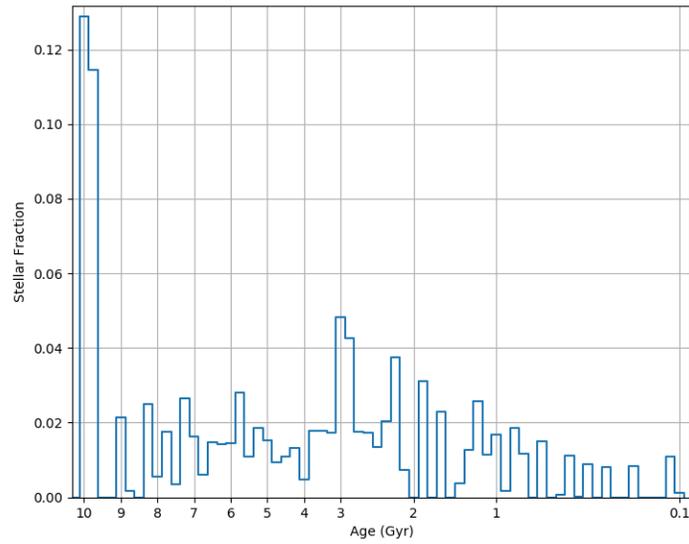


Figura 3: Fracción estelar obtenida a partir del conjunto de isócronas con metalicidad $Z = 0.020$ para la muestra de estrellas de Hipparcos.⁷

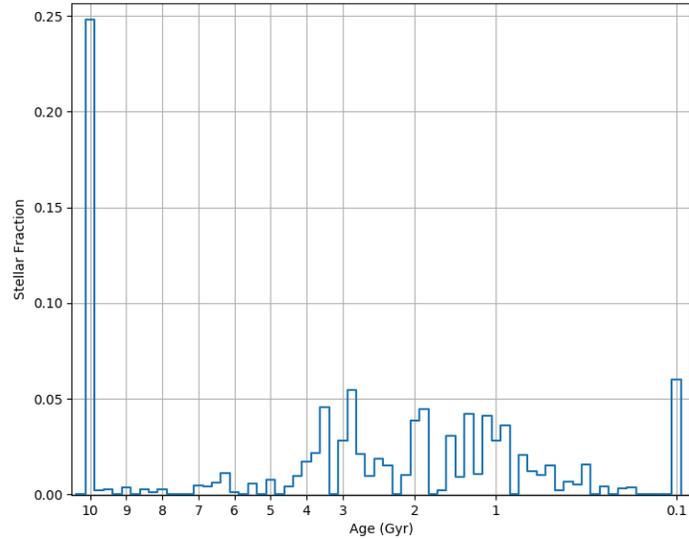


Figura 4: Fracción estelar obtenida a partir del conjunto de isócronas con metalicidad $Z = 0.040$ para la muestra de estrellas de Hipparcos.

El resultado para el cuarto conjunto de isócronas es el expuesto en la figura 5. Se pueden distinguir varios máximos de fracción estelar. En las metalicidades $Z = 0.020$ y 0.030 se pueden notar dos episodios de formación estelar, uno entre 1 y 2 Gaño, y otro entre 2.5 y

4 Gaño. En el caso $Z = 0.040$ la distribución en edad se puede dividir en tres partes, un pico para las edades más viejas y dos brotes extendidos para los intervalos (0.1, 2.5) Gaño y (3, 8) Gaño. De manera similar, las edades con metalicidad $Z = 0.014$ presentan una distribución con tres máximos, pero en este caso los intervalos son (0.1, 2), (3, 4) y (7, 10) Gaño.

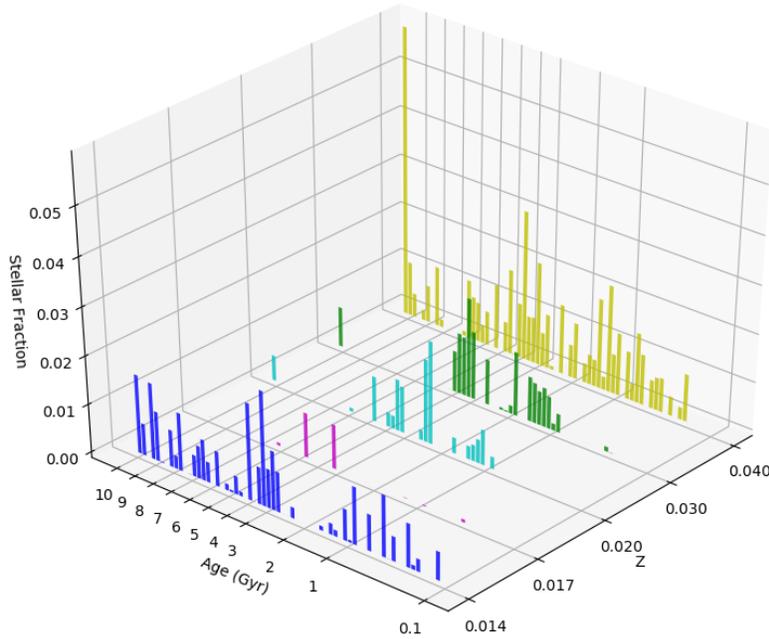


Figura 5: Fracción estelar para el conjunto de isócronas con metalicidad $Z = 0.014, 0.017, 0.020, 0.030, 0.040$, para la muestra de estrellas de Hipparcos.

A excepción de $Z = 0.017$, cada metalicidad presenta una distribución de edades con una característica similar, dos actividades de formación estelar que se encuentran principalmente en los intervalos (1, 2) y (2.5, 4) Gaño. Esto se puede observar también en la fracción estelar marginalizada de la HFE

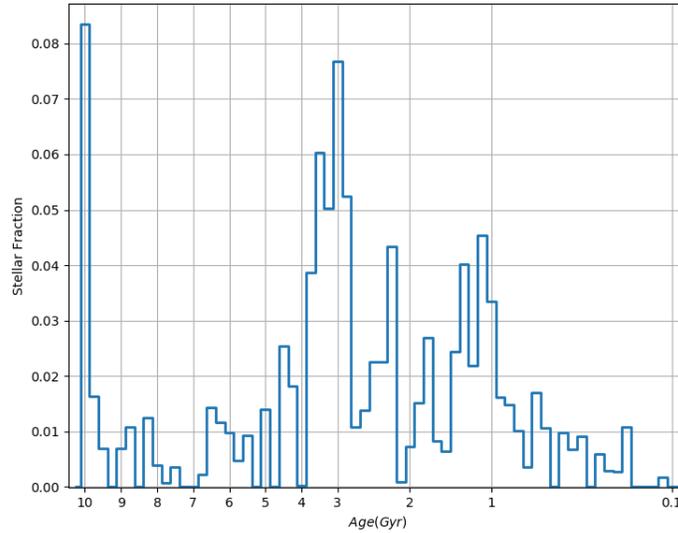


Figura 6: Fracción estelar Marginalizada respecto a la edad.

En la figura 7 se muestra una gráfica tomada de Rowell (2013), los autores muestran su resultado y lo contrastan con el expuesto en Cignoni et al. (2006). En Rowell (2013)¹ encontraron (línea negra continua) dos episodios en los intervalos (0.5, 5) Gaño y (6, 11) Gaño. De igual forma en Cignoni et al. (2006)² muestran (línea negra de trazos) una HFE con dos máximos de formación estelar, contenidos en los intervalos (2, 6) Gaño y (10, 12) Gaño. En ambos casos se puede observar una HFE bimodal con un pico de formación estelar joven, es aproximadamente un salto que empezó hace 0.5 Gaño. El resultado de esta tesis para la HFE de la muestra de Hipparcos (figura 6) tiene una distribución un poco más complicada, pero se puede notar que tiene similitudes con los resultados de la figura 7, como por ejemplo en los intervalos (0.1, 1.5) Gaño y (2, 6) Gaño. También presenta un episodio de formación estelar alrededor de 10 Gaños como en la HFE de Cignoni et al. (2006).

Si calculamos la suma acumulativa marginalizada de la figura 6 tendríamos un indicador de en qué épocas se produjo determinada cantidad de estrellas. La figura 8 nos muestra la gráfica correspondiente a este cálculo y de esta manera podemos observar que la mayor parte de las estrellas, de la muestra con la que estamos trabajando, se produjeron entre 1 y 5 Gaño. En este intervalo se han producido más de la mitad de las estrellas, un 65% aproximadamente.

¹Con trazas evolutivas de Bertelli et al. (2008, 2009), para estrellas con masas de 0.15 a $20M_{\odot}$ en secuencia principal.

²Dispusieron de un conjunto de trazas evolutivas con metalicidades entre $Z=0.001$ y $Z=0.03$ y masas en los intervalos $0.1 \leq m \leq 0.5M_{\odot}$ (Baraffe et al., 1997, 1998) y $0.5 \leq m \leq 7M_{\odot}$. (Cariulo et al., 2004; Castellani et al., 2003, 1999).

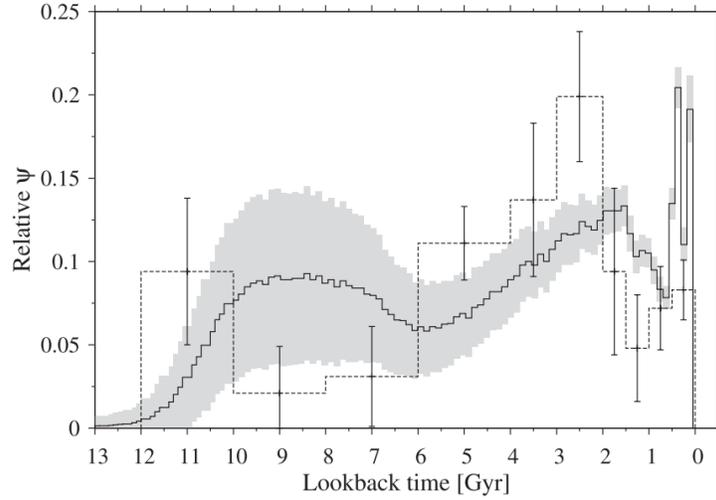


Figura 7: Historia de formación estelar calculada en Cignoni et al. (2006), línea negra de trazos, y en Rowell (2013), línea negra continua. En el eje vertical el símbolo Ψ indica tasa de formación estelar en unidades de estrellas por año.

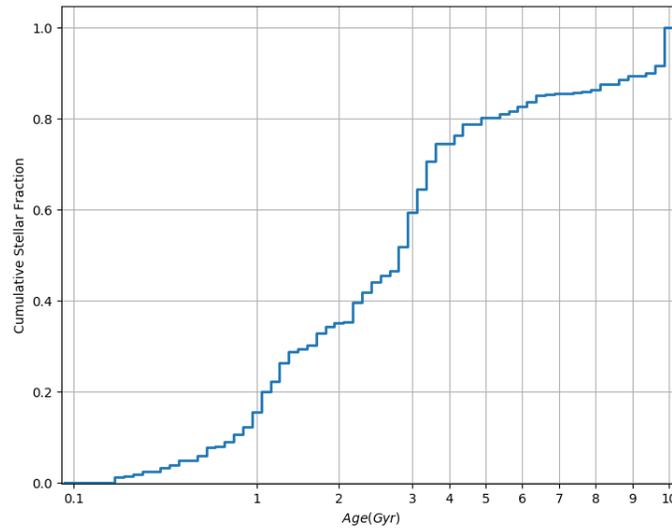


Figura 8: Fracción estelar acumulada de la figura 6 respecto a la metalicidad.

Los anteriores resultados deben ser complementados con un respectivo cálculo de errores. Esto se puede realizar con una cadena de Markov que trazará las regiones de confianza y permitirá definir un error o incertidumbre en cada valor de fracción estelar de los ajustes. Para este objetivo se dispone del software de uso abierto **emcee** (Foreman-Mackey et al., 2013), un código en lenguaje python que realiza cadenas de Markov - Montecarlo.

2.2. Modelo de Galaxia

Como se mencionó en la introducción, si se dispone de una historia de formación estelar se puede realizar una síntesis de poblaciones estelares, con lo cual tendríamos un diagrama color magnitud que se podría utilizar para generar una simulación del fondo estelar Galáctico. En la tesis de maestría Alzate (2015) se puede encontrar la descripción de un modelo de Galaxia para disponer de un catalogo fotométrico simulado. En esta sub-sección solo presentaremos la síntesis que se obtiene a partir del resultado presentado en la figura 5. Esto se ilustra en la siguiente figura 9

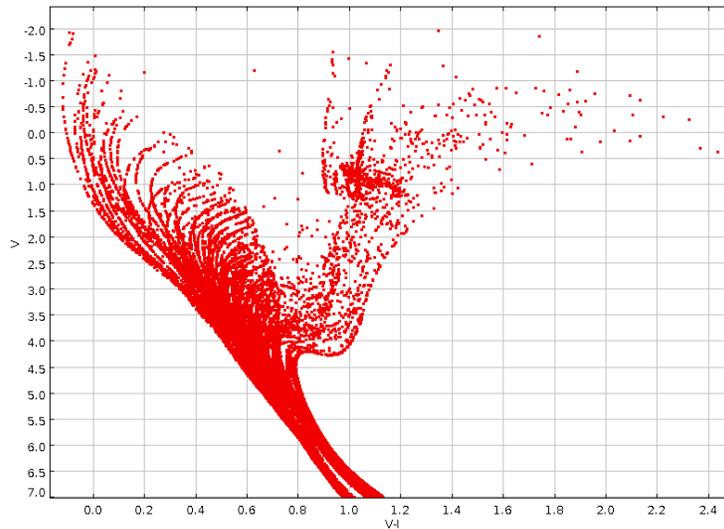


Figura 9: Simulación de la muestra de Hipparcos estudiada en este trabajo. No se incluye extinción ni errores.

Al realizar un ajuste confiable de los datos tendremos una buena población de entrada para el modelo de Galaxia. Estar en capacidad de hacer esta simulación es relevante para estudios posteriores en este proyecto, como por ejemplo, comparar con otros modelos o discutir sobre la detección de galaxias satélite de la Vía Láctea.

2.3. Detección de Galaxias Satélite de la Vía Láctea

El método de Small et al. (2013) también puede ser aplicado para un estudio sobre la detección de galaxias enanas. Por un lado, consideramos que una galaxia enana puede ser aproximada como una población estelar simple, estos serán nuestros datos a estudiar. Por otro lado, podemos usar las ecuaciones de la sección 1.2 ligeramente modificadas para que solo se compare una isócrona con los datos, y no un conjunto o combinación lineal de isócronas.

En la ecuación 2 el índice i indica que el calculo se realizará para varias isócronas, pero ahora usaremos el índice i_0 para indicar que el calculo se hará para una sola isócrona. Por lo que la ecuación 3 ya no es necesaria y en este caso se usará la siguiente ecuación para p_j

$$p_j = p_{i_0j} = \frac{1}{C_i} \int_{M_{il}}^{M_{iu}} E(A_{i_0j})E(B_{i_0j})c(A, B)f(M)dM, \quad (6)$$

de esta forma se puede hacer una exploración de qué isócronas aproximan mejor a la galaxia enana simulada, encontrando la isócrona que maximiza la función de likelihood de la ecuación 4.

Disponemos de un conjunto de isócronas que pueden ser identificadas de manera única con su edad y su metalicidad, por lo que cada par de estos tiene un único valor de i_0 . Entonces la exploración de isócronas se hará con una cadena de Markov - Monte Carlo en el espacio de parámetros (Edad , Metalicidad) y ésta trazará la región que tiene mayor probabilidad de contener las estrellas de la galaxia enana bajo estudio. A continuación se reporta un primer resultado de esta propuesta de trabajo.

Se efectuó una simulación de una población estelar simple de metalicidad $Z = 0.017$ y edad igual a 5 Gaño, de la cual tomamos solo estrellas con magnitud absoluta $M_V \leq 5$ (ver figura 10). Luego se calculó una cadena de Markov - Monte Carlo (Foreman-Mackey et al., 2013) usando estos datos simulados y las ecuaciones 3 y 4. Puesto que las edades y metalicidades de las isócronas estan en diferentes ordenes de magnitud, hemos asociado números enteros a cada valor de edad y metalicidad, esto es $Z = (0.0001, 0.0002, \dots, 0.040) \equiv (1, 2, 3, \dots, 14)$ y Age= (0.001 Gaño, ..., 15 Gaño) $\equiv (2, 3, 4, \dots, 220)$, por lo que la cadena de Markov se realizará en este nuevo espacio de pares enteros. Esto se hace con el objetivo de que sea mas sencillo calcular la cadena de Marcov y observar mas fácilmente los resultados. Entonces el proceso de calculo del likelihood se resume en los siguientes pasos:

- Se obtiene un par de números aleatorios, por ejemplo (175.7, 2.3). Luego este es redondeado a (176, 2).
- Lo siguiente es buscar los valores de edad y metalicidad correspondientes a este par: (2, 176) \equiv (3.75 Gaño, 0.0002).
- Finalmente se identifica la isócrona correspondiente a esta edad y metalicidad para calcular el valor del likelihood con la ecuación 3.

De esta forma obtenemos la gráfica 11 que nos muestra la distribución posterior de probabilidad de los párametros (Edad , Metalicidad). La mayor parte de la cadena se encuentra concentrada al rededor de los valores (Edad , Z)=(181,10.79) \simeq (5 Gaño , 0.017), esto se puede ver en las líneas punteadas verticales que indican los cuartiles de la distribución.

Este resultado nos permitió recuperar el valor inicial de los parámetros de edad y metalicidad de los datos simulados, por lo que las cadenas de Markov y el método de Small et al. (2013) nos dan las herramientas para realizar un estudio sobre la detección de galaxias enanas. Incluso en caso de no recuperar la isócrona, la cadena de Markov resulta igual de útil por que reduciría el espacio de parámetros, facilitando la aplicación de algún programa de optimización, como se hizo en el caso de los ajustes de las figuras 2, 3, 4 y 5.

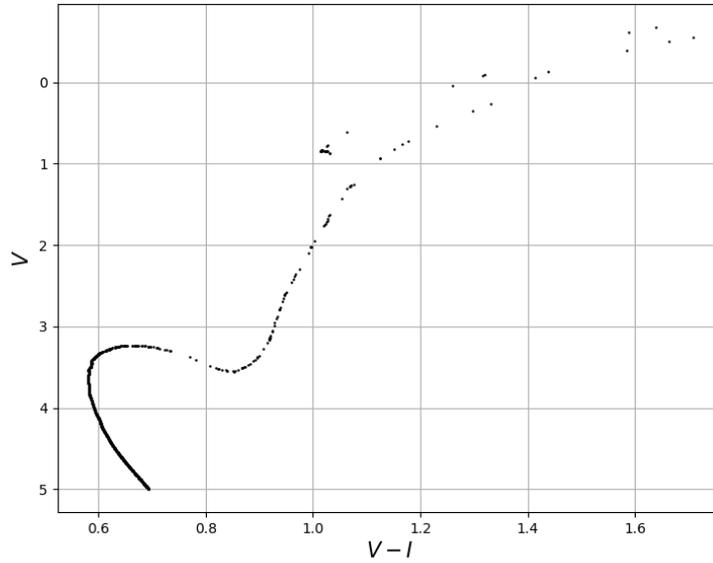


Figura 10: Simulación de una población estelar simple de metalicidad $Z = 0.017$ y edad 5 Gaño.

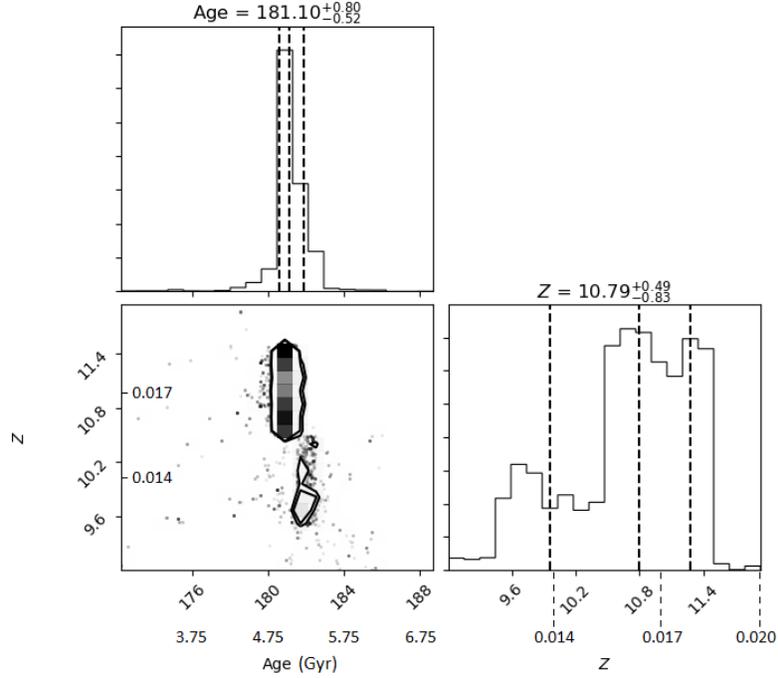


Figura 11: Gráfico de esquina de la cadena de Markov.

3. Conclusiones

- Se implementó el método de Small et al. (2013) y se utilizó para obtener algunos resultados preliminares sobre la historia de formación estelar de la Vía Láctea. Para ello, se usó el algoritmo genético (Michalewicz & Janikow , 1991). Los resultados obtenidos no son completamente consistentes con la realidad, basta ver la distribución de metalicidad de la figura 5 por ejemplo. Por lo que corresponde refinar o corregir los cálculos y complementar con un análisis de confiabilidad o errores para tener resultados finales.
- En comparación con otros trabajos (Cignoni et al., 2006; Rowell, 2013) nuestra HFE presenta algunas similitudes importantes, pero también se pueden encontrar diferencias que no son despreciables.
- Se ha logrado implementar el código **emcee** para un primer test de detección. Este mismo código se implementará en el futuro cercano para calcular intervalos de confiabilidad de las HFE obtenidas.

3.1. Trabajo para el futuro

En resumen, este trabajo se puede dividir en dos partes, una consiste en el estudio de las poblaciones estelares de la Vía Láctea y la otra consiste en realizar un análisis sobre la detección de galaxias satélites de la Galaxia. En principio se ha planteado que el desarrollo de estos trabajos nos permitirá la publicación de dos artículos. Para cumplir este objetivo los resultados que se tienen hasta ahora deben ser refinados y complementados con un buen análisis del error contenido en el calculo de las historias de formación estelar.

Una vez que obtengamos resultados aceptables y realistas sobre las HFE, acompañados con sus respectivos errores, se podrá proceder a la escritura del primer artículo. El contenido de éste será exponer la aplicación del método de Small et al. (2013) al análisis de una muestra de estrellas del catalogo Hipparcos y calcular una HFE para la vecindad solar, incluyendo la distribución de edad y metalicidad de la formación estelar. También se incluirá un modelo de Galaxia para realizar simulaciones del fondo estelar Galáctico, con estrellas del halo y los discos. Esto representaría un modelo de poblaciones estelares de la Vía Láctea bien ajustado a las observaciones.

Finalizado el primer artículo, se tendrá una herramienta que podremos utilizar para explorar las posibilidades de detección de galaxias satélites con información fotométrica. Como referencia tenemos la investigación realizada en Antoja et al. (2015), solo que en su caso usan datos astrométricos para analizar la detección de galaxias satélite de la Vía Láctea. Si disponemos de un buen modelo de Galaxia y simulaciones de una buena variedad de galaxias enanas, tendremos material para cuantificar la detección de una galaxia y dar algún diagnostico sobre su detección. Esto nos daría material suficiente para la escritura de un segundo artículo.

Consideramos que en el estado actual del proyecto de grado nos da material para iniciar la escritura de la tesis doctoral, sin embargo también exige refinar y obtener resultados formales para una publicación. Planificamos que para el 4º semestre se obtendrán resultados concretos sobre el estudio de las poblaciones de la Vía Láctea y comenzaré con la escritura de las primeras partes del texto de la tesis y la estructuración del primer artículo. Se espera que para el quinto semestre se tenga una versión presentable del primer artículo y los primeros avances sobre la detección de galaxias satélites.

Bibliografía

Alzate, J., Bruzual, G. 2015, Tesis Maestría.

Antoja, T., Mateu, C., Aguilar, L., et al. 2015, MNRAS, 453, 541

Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1997, A&A, 327, 1054

Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., & Hauschildt, P. H. 1998, *A&A*, 337, 403

Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., & Nasi, E. 2008, *A&A*, 484, 815

Bertelli, G., Nasi, E., Girardi, L., & Marigo, P. 2009, *A&A*, 508, 355

Bruzual A., G. 2010, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 368, 783

Cariulo, P., Degl'Innocenti, S., & Castellani, V. 2004, *A&A*, 421, 1121

Castellani, V., degl'Innocenti, S., & Marconi, M. 1999, *MNRAS*, 303, 265

Castellani, V., Degl'Innocenti, S., Marconi, M., Prada Moroni, P. G., & Sestito, P. 2003, *A&A*, 404, 645

Charlot, S., Bruzual, G. Comunicación privada.

Chen, Y., Bressan, A., Girardi, L., et al. 2015, *MNRAS*, 452, 1068

Cignoni, M., Degl'Innocenti, S., Prada Moroni, P. G., & Shore, S. N. 2006, *A&A*, 459, 783

Colín, P., Avila-Reese, V., Roca-Fàbrega, S., & Valenzuela, O. 2016, *ApJ*, 829, 98

Falcón-Barroso, J., Sánchez-Blázquez, P., Vazdekis, A., et al. 2011, *A&A*, 532, A95

Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., & Goodman, J. 2013, *PASP*, 125, 306

Haywood, M., Di Matteo, P., Snaith, O., & Lehnert, M. D. 2015, *A&A*, 579, A5

Lanz, T., & Hubeny, I. 2003, *ApJS*, 147, 225

Lanz, T., & Hubeny, I. 2007, *ApJS*, 169, 83

Le Borgne, J.-F., Bruzual, G., Pelló, R., et al. 2003, *A&A*, 402, 433

Marigo, P., Bressan, A., Nanni, A., Girardi, L., & Pumo, M. L. 2013, *MNRAS*, 434, 488

Martins, L. P., González Delgado, R. M., Leitherer, C., Cerviño, M., & Hauschildt, P. 2005, *MNRAS*, 358, 49

Michalewicz, Z., Janikow C. Z. 1991, in *ICGA*, 151, 157

Prugniel, P., Vauglin, I., & Koleva, M. 2011, *A&A*, 531, A165

Rauch, T. 2003, *A&A*, 403, 709

Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S., & Picaud, S. 2003, *A&A*, 409, 523

Robin, A., & Creze, M. 1986, *A&A*, 157, 71

Robin, A. C., Luri, X., Reylé, C., et al. 2012, *A&A*, 543, A100

- Rodríguez-Merino, L. H., Chavez, M., Bertone, E., & Buzzoni, A. 2005, *ApJ*, 626, 411
- Rowell, N. 2013, *MNRAS*, 434, 1549
- Sánchez-Blázquez, P., Gorgas, J., Cardiel, N., & González, J. J. 2006, *A&A*, 457, 787
- Small, E. E., Bersier, D., & Salaris, M. 2013, *MNRAS*, 428, 763
- Sparke, L. S., & Gallagher, J. S., III 2007, *Galaxies in the Universe: An Introduction*. Second Edition. By Linda S. Sparke and John S. Gallagher, III. ISBN-13 978-0-521-85593-8 (HB); ISBN-13 978-0-521-67186-6 (PB). Published by Cambridge University Press, Cambridge, UK, 2007.
- Westera, P., Samland, M., Bruzual, G., & Buser, R. 2002, *Observed HR Diagrams and Stellar Evolution*, 274, 166