

X  
QB21  
H4

UN MODELO DE SÍNTESIS DE  
POBLACIONES ESTELARES  
QUE INCLUYE SISTEMAS  
BINARIOS INTERACTUANTES

Fabiola Carolina Hernández Pérez

DONACION

SERBIULA  
Tullo Febres Cordero

Universidad de Los Andes

ULA



CIENCIAS



---

**Universidad de Los Andes**  
**Facultad de Ciencias**  
**Posgrado en Física Fundamental**

Trabajo de Tesis Doctoral titulado:

**UN MODELO DE SÍNTESIS DE  
POBLACIONES ESTELARES QUE INCLUYE  
SISTEMAS BINARIOS INTERACTUANTES**

Presentado por:

**Lic. Fabiola Carolina Hernández Pérez**

Ante la ilustre Universidad de Los Andes como requisito para optar al Título de  
Doctor en Física Fundamental.

**Tutor: Dr. Gustavo Bruzual**

Centro de Investigaciones de Astronomía (CIDA)

Centro de Radioastronomía y Astrofísica (CRyA)

---

Mérida, 15 de octubre de 2013

---

"Soy un misionero y un solitario en mi propia tierra, como lo fue Miranda y como lo fue Bolívar... Persistiré en mi firme empeño de cumplir callado mi misión, como investigador científico y educador, ocultando con la jovialidad de Sancho mi tristeza neta de Quijote."

Humberto Fernández Morán

---

# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
<b>2. El modelo</b>	<b>15</b>
2.1. Estadística de los parámetros binarios.	16
2.1.1. Construcción de los pares binarios	16
2.1.2. Fracción de binarias	19
2.1.3. Parámetros orbitales	20
2.2. Evolución de los pares binarios.	22
2.2.1. Trayectorias evolutivas para sistemas binarios	22
2.2.2. Fusión de dos enanas blancas de Helio	25
2.3. Síntesis de isócronas	31
2.4. Distribución espectral de energía	34

2.5. La IMF y la formación de EHBs . . . . .	40
2.6. Comparación con otros trabajos . . . . .	43
2.6.1. Comparación con modelos de evolución aislada . . . . .	44
2.6.2. Comparación con modelos de evolución binaria . . . . .	47
2.6.3. Comparación con las observaciones . . . . .	51
<b>3. NGC 6791</b>	<b>53</b>
3.1. El cúmulo . . . . .	55
3.2. Predicciones BASSIC . . . . .	57
3.3. NGC 6791: el enlace con el UVX en ETGs . . . . .	62
<b>4. Exceso UV en ETGs</b>	<b>67</b>
4.1. El problema del UVX . . . . .	68
4.1.1. Primeras interpretaciones . . . . .	70
4.1.2. Estrellas calientes de baja masa evolucionadas . . . . .	73
4.2. Selección de la muestra . . . . .	78
4.2.1. Obtención de los datos . . . . .	78
4.2.2. Criterios de selección . . . . .	82
4.2.3. Correspondencia <i>SDSS/DR8-GALEX/GR6</i> . . . . .	86

---

4.2.4. Eliminando Contaminación . . . . .	86
4.2.5. Catálogo final . . . . .	90
4.3. Modelando el UVX . . . . .	91
4.3.1. Intensidad del UVX . . . . .	91
4.3.2. Influencia de la fracción de binarias . . . . .	98
4.3.3. Influencia de la metalicidad . . . . .	103
4.3.4. Influencia de la IMF . . . . .	106
4.3.5. Doble brote de formación estelar . . . . .	108
4.4. Discusión . . . . .	111
<b>5. Conclusiones</b>	<b>115</b>
<b>A. Publicaciones asociadas</b>	<b>121</b>

---

# Índice de figuras

1.1. Diagrama color-magnitud del cúmulo globular NGC 2808. Los datos son tomados del <i>Galactic Globular Cluster Treasure Project</i> , observados con el Telescopio Espacial Hubble <i>HST</i> WFC/ACS (Milone et al., 2012). . . .	4
1.2. Esquema representativo de cómo ocurre el proceso de transferencia de masa a través del lóbulo de Roche. Figura tomada de Han et al. (2007). .	7
1.3. Esquema representativo de una CE. Figura tomada de Han et al. (2007)	8
1.4. Espectro de la galaxia elíptica gigante NGC 4552. Se observa el incremento en el flujo para longitudes de onda $> 2000 \text{ \AA}$ . Figura tomada de Yi (2008). . . . .	10
2.1. Las dos IMF consideradas en este trabajo Salpeter (1955) (línea sólida morada) y Chabrier (2003) (línea punteada roja). Y una tercera IMF que aún no ha sido considerada en <i>BASIC</i> : Kroupa (2001). Esta figura ha sido tomada de Crosby et al. (2013). . . . .	18

- 2.2. Distribución de masas para las componentes binaria y aislada de una población de  $10^8 M_{\odot}$ . La distribución de masa de la subpoblación de las estrellas binarias está representada por la línea azul y la de estrellas aisladas por la línea roja. Las líneas color turquesa y verde corresponden respectivamente a la distribución de masa de las estrellas primaria y secundaria del par binario. La línea negra representa la suma de las subpoblaciones binaria y aislada, la cual corresponde a la IMF original de Salpeter (1955). . . . . 19
- 2.3. Distribución de período. La gaussiana está construida según la ecuación 2.4, las líneas azules representan  $-1\sigma$  y  $+1\sigma$  respecto a la media ( $\overline{\log P} = 4,8$ ), esta última está representada por la línea roja. . . . . 21
- 2.4. Trayectorias evolutivas calculadas con el código BSE (binarias) y SSE (aisladas). Los paneles superiores muestran las trayectorias de sistemas binarios con diferentes período ( $P$ ), excentricidad ( $e$ ) y masas. Se puede notar la diferencia entre estas trayectorias y la trayectoria que seguirían estas mismas estrellas evolucionando aisladamente (paneles inferiores). Las trayectorias de la estrella primaria se muestran en color azul, y las de la estrella secundaria en color amarillo. La línea delgada inclinada muestra la posición de la MS y el rectángulo la posición de las EHB. . . . 23
- 2.5. Panel izquierdo: trayectorias evolutivas calculadas con el código BSE para un sistema binario de  $P=8$  días y  $e=0,7$ , y masas  $M_1=2,9 M_{\odot}$  y  $M_2=0,9 M_{\odot}$ . Panel derecho: trayectorias evolutivas de dos estrellas de esas mismas masas, pero evolucionando aisladamente, calculadas con el código SSE. Los símbolos indican edad (símbolos iguales representan edades iguales). Para una mayor descripción ver Tabla 2.2 y el texto. . . . . 26

- 2.6. DCM del cúmulo globular M30 (los datos fotométricos son parte del proyecto *Galactic Globular Cluster Treasure Project* (Milone et al., 2012)). En azul se muestra la HB y la AGB calculada por BaSTI, para una metalicidad  $Z=0,002$ . En magenta la base de datos usada por BASSIC para asignar los parámetros físicos de las EHBs, la cual fue construida a partir de BaSTI. . . . . 29
- 2.7. Isócronas calculadas con BASSIC para edades de 5, 9 y 13 Ga, con metalicidad solar y asumiendo IMF de Chabrier 2003. Se puede notar la presencia de estrellas EHB (rectángulo magenta) y BS (rectángulo verde) incluso a la edad de 13 Ga. . . . . 32
- 2.8. Evolución de la distribución espectral de energía de una SSP, de metalicidad solar, calculada con BASSIC. La línea vertical de trazos marca la posición  $\lambda = 2500 \text{ \AA}$ , por debajo de la cual está presente el exceso UV en las poblaciones más viejas. La edad indicada cerca de cada espectro está en unidades de Ga. . . . . 35
- 2.9. SED de SSP de diferentes metalicidades a la edad de 12 Ga. El espectro ha sido corrido en la dirección vertical para tener una mayor claridad. Se puede notar el aumento en el flujo de energía para  $\lambda \lesssim 2500 \text{ \AA}$  (línea vertical de trazos), el cual es producido por la contribución de las estrellas EHB y está presente en todas las metalicidades. . . . . 35
- 2.10. Número normalizado de estrellas EHB producidas a diferentes edades para diferentes metalicidades. . . . . 36

- 2.11. Evolución temporal de los colores UV-visible de SSPs de diferentes metalicidades. Se puede notar que aunque la presencia de estrellas EHB es independiente de la metalicidad, la existencia de una HB extendida en las poblaciones de baja metalicidad, produce un incremento en el flujo NUV y hace que el color FUV-NUV sea menos azul que para las SSPs de alta metalicidad. . . . . 38
- 2.12. Curva de respuesta de los filtros FUV, NUV (*GALEX*) y *u,g,r,z* del *SDSS*. Por comparación se muestra un espectro sintético calculado con *BASSIC*, y que representa una ETG con exceso UV típico. . . . . 39
- 2.13. Frecuencia de EHBs presente en una SSP en función de la edad, entre 0,1 y 13 Ga, a  $Z = Z_{\odot}$ . Se puede observar que si la distribución de masas iniciales de la población sigue la parametrización de Chabrier (2003), el número total de EHBs presente en la población es mayor, independientemente de la edad. . . . . 40
- 2.14. Evolución fotométrica de una SSP a  $Z = Z_{\odot}$ , empleando diferentes IMF: Salpeter (1955) y Chabrier (2003). Para un mismo color y a una misma edad, la SSP calculada con la IMF de Chabrier (2003) es más azul. . . . . 41
- 2.15. Espectro de una SSP a metalicidad solar ( $Z = Z_{\odot}$ ), calculado para una edad de 5 Ga. En la región UV del espectro ( $\lambda < 2500 \text{ \AA}$ ) se observa que el incremento en el flujo de energía es mayor si se utiliza la IMF de Chabrier (2003). . . . . 42

2.16. SED a metalicidad solar para una población de 12 Ga calculado con tres códigos de síntesis de poblaciones estelares diferentes. De arriba a abajo en la región UV: (a) BASSIC, (b) BCO3 y (c) SED correspondiente al calculado con las trayectorias SSE. (a) incluye y (b,c) ignora la evolución de estrellas binarias. . . . . 45

2.17. Comparación de la evolución de los colores UV-visibles para  $Z=0,02$  y  $Z=0,008$  calculados con BASSIC y BCO3. Las CSPNe dominan el flujo UV en el modelo BCO3 a edades tardías y hace que los colores sean más azules conforme avanza la edad, sin embargo no son tan azules como los colores calculados con BASSIC, para el cual son las estrellas EHB las que dominan la emisión en ese rango de longitudes de onda. . . . . 46

2.18. Comparación de espectros de SSP a diferentes edades calculados tanto con BASSIC como por BPASS. El flujo de energía en el rango UV de los espectros a edades mayores a 1 Ga tienen una baja intensidad para aquellos calculados con BPASS, sin embargo con BASSIC se observa un aumento en el flujo para esas longitudes de onda y a esas edades. La región UV está encerrada por las líneas a trazos. . . . . 49

2.19. Espectro calculado con BASSIC (rojo) y BPASS (azul) a 0,01 Ga. Se puede observar que el espectro calculado con BPASS tiene un incremento en el flujo de energía para  $\lambda \lesssim 2500 \text{ \AA}$ . Este es debido al aumento del número de WR, que no está considerado en BASSIC. La línea negra en la parte de abajo de la figura indica el residuo del flujo de energía en función de la longitud de onda (residuo=BPASS-BASSIC) . . . . . 50

www.bdigital.ula.ve

- 3.1. NGC 6791 es uno de los cúmulos abiertos más viejos y de mayor tamaño conocidos. Usualmente, los cúmulos abiertos contienen algunos cientos de estrellas con edad  $\lesssim 1$  Ga, sin embargo, NGC 6791 contiene miles de estrellas de 8 Ga aproximadamente. Además, la cantidad de elementos pesados es relativamente alta comparada con la mayoría de los cúmulos de este tipo. Esto hace de NGC 6791 uno de los cúmulos abiertos más estudiados. Créditos: <http://apod.nasa.gov>. . . . . 54
- 3.2. DCM de NGC 6791. Los datos fotométricos son tomados de Stetson et al. (2003). Los círculos rojos indican las estrellas de la HB. Las EHB pertenecientes al cúmulo han sido catalogadas por Kaluzny & Udalsky (1992). Los histogramas muestran la distribución de la HB en color (superior) y en magnitud (derecho). . . . . 58
- 3.3. Panel izquierdo: DCM observado de NGC 6791. Los puntos grises pequeños representan los datos del catálogo fotométrico de Stetson et al. (2003), los triángulos amarillos son las 75 BSs catalogadas por Ahumada & Lapasset (2007) y los diamantes morados son EHB reportadas por Kaluzny & Udalsky (1992). Panel derecho: DCM sintético calculado con `BASSIC`. La línea azul (en ambos paneles) indica la isócrona calculada para el cúmulo con los parámetros listados en la Tabla 3.1, sin considerar la interacción binaria. . . . . 60
- 3.4. SED sintético de NGC 6791 calculado con `BASSIC`. La parte del espectro coloreada en verde indica la región UV y señala el incremento en el flujo de energía en esa región producida por las estrellas EHB. . . . . 61
- 3.5. SED de NGC 6791 calculado por Buzzoni et al. 2012 (Figura 5 en su artículo). . . . . 63

- 4.1. Trayectorias evolutiva de la HB y sus descendientes. Las trayectorias evolutivas son de Bressan et al. (2012). La línea negra representa la trayectoria canónica de la AGB. Cada camino evolutivo está etiquetado en la figura, donde AGB-Manqué se refiere a las AGB-fallida (Manqué es una palabra francesa que en español significa fallido, perdido o fracasado). La trayectoria PAGB es tomada de Vassiliadis & Wood (1994) (Figura de Rosenfield et al. 2012). . . . . 75
- 4.2. Proyección Aitoff en coordenadas ecuatoriales. La proyección está centrada en ( $\alpha=180$ ,  $\delta=0$ ). Aquí se refleja la distribución espacial del SDSS/DR8 y del GALEX/GR6, así como las zonas de solapamiento de ambos sondeos. . . . . 82
- 4.3. Diagrama BPT de las galaxias eliminadas con el método de clasificación de Kauffmann et al. (2003). . . . . 88
- 4.4. Evolución del EW de la línea espectral  $H_{\beta}$  para SSPs calculada con los modelos BC03 con diferentes bibliotecas espectrales. . . . . 90
- 4.5. DCM de la muestra de ETGs seleccionadas. En el panel superior se muestra el DCM visible para este tipo de galaxias, se puede notar que los colores característicos tienen valores muy cercanos unos de otros (la relación es estrecha), mientras que en el DCM UV (panel inferior) se observa que existe un esparcimiento mucho más grande, donde la diferencia entre la galaxia más roja a la galaxia más azul puede ser de hasta 4 o 5 mag. . . . . 93

- 4.6. DCC de las 3417 galaxias catalogadas como ETGs. El criterio de clasificación de Yi et al. (2011) está representado por las áreas sombreadas. El vector del factor de corrección  $k$  y el error típico se encuentra indicado en la figura. Los datos han sido corregidos por extinción Galáctica. . . . . 94
- 4.7. Espectro sintético que representa tres modelos diferentes de galaxias con edad de 10 Ga. De arriba hacia abajo: (a) espectro calculado con `BASSIC` de una SSP, donde se observa el aumento característico de una galaxia elíptica con UVX fuerte; (b) espectro calculado con el modelo `bc03`, en donde se incluyó un segundo brote de formación estelar hace  $\sim 1$  Ga y (c) espectro de una SSP calculado con `bc03`. . . . . 98
- 4.8. En este DCC se muestra como variando la FB desde 0 hasta 1 se reproducen los colores de las ETGs catalogadas como UV fuerte y débil. La IMF usada es la de Chabrier (2003) y la distribución de  $m$ ,  $T_{\text{eff}}$  y  $L$  las usadas por definición en `BASSIC`. . . . . 100
- 4.9. Similar a la Figura 4.9, pero con la asignación de los valores de los parámetros físicos extrapolados a aquellos definidos por Han et al. (2002). 100
- 4.10. DCC de las ETGs estudiadas en este trabajo, sobre el cual se superpone la evolución fotométrica predicha por `BASSIC`. B1 (líneas sólidas) indican la utilización de los parámetros físicos definidos por `BASSIC`, mientras que B2 (líneas a trazos) indica que se utilizó la extrapolación de estos parámetros a los valores del estudio realizado por Han et al. (2002). La IMF usada es la de Chabrier (2003) y la FB la establecida por Lada (2006). 104

4.11. DCC similar a los anteriores, pero variando la forma de la IMF. Las líneas de color azul representan la IMF de Chabrier (2003) y las líneas de color rojo representan la IMF de Salpeter (1955). El índice B1 y B2 tienen el mismo sentido que en la Figura 4.10. . . . . 107

4.12. DCC similar a los anteriores. En este diagrama se representa una población que sufrió un segundo brote a los 12 Ga con amplitud de 0,05 (asteriscos amarillos), 0,01 (triángulos verdes) y 0,001 (cuadrados morados). Por referencia, también se muestra una SSP (cuadrados rojos). Todas las poblaciones son calculadas con *bc03*. . . . . 110

www.bdigital.ula.ve

---

# Índice de Tablas

2.1. Fracción de binarias en función del tipo espectral . . . . .	20
2.2. Leyenda Figura 2.5 . . . . .	26
3.1. Parámetros observacionales de NGC 6791 y teóricos asumidos por <small>BASSIC</small> . . . . .	58
3.2. Colores de NGC 6791. . . . .	63
3.3. Colores UV-visible ETGs Vs NGC 6791. . . . .	65
4.1. Esquema de clasificación UV de Yi et al. (2011). . . . .	94
4.2. Valores límites de los parámetros físicos de las EHB . . . . .	101

---

# Lista de abreviaciones

$\eta$	Parámetro de pérdida de masa de Reimers
2HeWD	Dos enanas blancas de Helio (Two Helium white dwarf)
<i>HST</i>	Telescopio Espacial Hubble (Hubble Space Telescope)
<i>GALEX</i>	Galaxy Evolution Explorer
<i>SDSS</i>	Sloan Digital Sky Survey
$z$	Corrimiento al rojo
AGB	Rama asintótica de las gigantes (Asymptotic giant branch)
AGN	Galaxia con núcleo activo (Active galactic nucleus)
BaSTI	Bag of Stellar Tracks and Isochrones
BH	Garfio azul (Blue hook)
BS	Rezagadas azules (Blue Stragglers)
C	Carbono
CCD	Dispositivo de carga acoplada (charge-coupled device)
CE	Envolvente común (Common envelope)
COWD	Enana blanca de Carbono y Oxígeno (Carbon Oxygen white dwarf)

---

CSPNe	Estrellas centrales de nebulosas planetarias (Central stars of planetary nebulae)
DCC	Diagrama color-color
DCM	Diagrama color magnitud
DR	Lanzamiento de datos (Data Release)
EHB	Rama horizontal extrema (Extreme horizontal branch)
ETG	Galaxias de tipo temprano (Early type galaxies)
EW	Ancho equivalente (equivalent width)
FB	Fracción de binarias
Ga	Giga años. Equivale a $10^9$ años
H	Hidrógeno
HB	Rama horizontal (Horizontal branch)
HBA	parte de la HB compuesta por estrellas con $T_{\text{eff}} < 12000$ K
HBB	parte de la HB compuesta por estrellas con $12000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 20000$ K
HDF	Campo profundo del Hubble (Hubble Deep Field)
He	Helio
HeWD	Enana blanca de He (He white dwarf)
HR	Hertzsprung-Russell
IMF	Función de masa inicial (Initial mass function)
IUE	International Ultraviolet Explorer

Jy	Jansky: unidad de densidad de flujo espectral, equivalente a $10^{-26}$ vatios por metro cuadrado por hertz.
Ma	Millón de años. Equivale a $10^6$ años
MIS	Medium Imaging Survey
MS	Secuencia principal (Main sequence)
NIR	Infrarojo cercano (Near infrared)
O	Oxígeno
PAGB	Post-rama asintótica de las gigantes
PEAGB	Post rama asintótica de las gigantes temprana (post early AGB)
RC	Grupo rojo (Red clump)
RGB	Rama de las gigantes rojas (Red giant branch)
RLOF	Transferencia de masa a través del lóbulo de Roche (Roche lobe overflow)
RSF	Formación estelar residual (Residual star formation)
SED	Distribución espectral de energía (Spectral energy distribution)
SFH	Historia de formación estelar (Star formation history)
SGB	Rama de las sub-gigantes (sub giant branch)
SSP	Población estelar simple (Simple stellar population)
TO	Punto de salida de la secuencia principal (Turn-off)
TP-AGB	Rama asintótica de las gigantes en la fase de pulsos térmicos (Thermal pulsing AGB)
UV	Ultravioleta

UVX	exceso UV en galaxias de tipo temprano
WD	Enana blanca (White dwarf)
WFC/ACS	Cámaras del <i>HST</i> : Wide Field Camera/Advanced Camera for Surveys
WR	Estrellas tipo Wolf-Rayet
ZAHB	Edad cero de la rama horizontal (zero age horizontal branch)
ZAMS	Edad cero de la secuencia principal (Zero age main sequence)
BSE	Evolución estelar binaria (Binary stellar evolution)
SSE	Evolución estelar aislada (Single stellar evolution)

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

---

## Resumen

Muchas de las estrellas que son observadas pertenecen a sistemas múltiples. Las interacciones entre estrellas binarias pueden cambiar el camino evolutivo de una estrella, creando estrellas atípicas como las rezagadas azules (Blue Stragglers) y explicando la existencia de estrellas en la rama horizontal extrema (EHB). Incluyendo trayectorias evolutivas de sistemas binarios de Hurley et al. (2002), calculamos una serie de isócronas, las cuales incluyen estas estrellas atípicas. Incluimos también el canal 2HeWD para la formación de estrellas EHB, sugerido por Han et al. (2002). Los parámetros físicos de las EHB resultantes se derivan de una base de datos construida con BaSTI (Pietrinferni et al. 2004, 2006), haciendo realista y observacionalmente respaldado este modelo.

El espectro integrado calculado muestra un aumento en el flujo de energía para longitudes de onda menores a 2500 Å. Notándose especialmente en poblaciones viejas, donde la emisión de energía en esa región del espectro está dominada por estrellas EHB. La intensidad del flujo de energía está influenciado por la forma de la función de masa inicial, haciendo la población más azul si se toma en cuenta la parametrización de Chabrier (2003) en comparación con la de Salpeter (1955). En general, las predicciones derivadas muestran una buena correspondencia con los modelos de poblaciones estelares estándares, en aquellas instancias en donde el espectro no es dominado por las estrellas binarias o su producto.

Este modelo se ha utilizado para estudiar el cúmulo abierto NGC 6791, el cual presenta algunos detalles particulares, entre ellos bimodalidad en la rama horizontal.

Esto ha sido atribuido anteriormente a una población de binarias presente en el cúmulo. Con el modelo desarrollado en este trabajo hemos logrado reproducir satisfactoriamente el diagrama color magnitud de este cúmulo, especialmente la bimodalidad en la rama horizontal. También el espectro integrado de NGC 6791 calculado por nuestro modelo, muestra una buena correspondencia con otros calculados previamente.

De igual manera, se ha usado este modelo para estudiar el fenómeno del UVX en galaxias de tipo temprano. Demostramos que variando los parámetros libres iniciales del modelo, por ejemplo la función de masa inicial, la fracción de binarias, distribución de período o distribución de masa y temperatura de las EHB resultantes, se puede reproducir las diferentes intensidades del exceso UV observado en galaxias de tipo temprano en el universo local. Concluimos que el parámetro más importante a tomar en cuenta es la fracción de binarias contenida en la población. Concluimos también que nuestro modelo predice una relación entre la intensidad del UVX y la edad de la galaxia, siendo que mientras esta es más vieja, el UVX es más pronunciado.

---

## Abstract

Many stars are observed to belong to multiple systems. Interactions between binary stars may change the evolutionary track of a star, creating atypical stars like Blue Stragglers and explaining the existence of EHB stars. Using binary star evolutionary tracks from Hurley et al. (2002) we report results of a population synthesis model that follows the evolution of single and binary stars. In this model we include the 2HeWD merger channel, suggested by Han et al. (2002), for the formation of EHB stars. The physical parameters of the resulting EHB stars are derived from the BaSTI database, and are thus realistic and observationally supported. The predictions of this model are in good agreement with traditional population synthesis models, except when the spectrum of the stellar population is dominated by binary stars or their products, e.g., EHB stars in the UV region. We reproduce successfully the observed CMD and SED of the metal rich open cluster NGC 6791. We show that varying the initial free parameters of the model, for example, the initial mass function, the binary fraction and metallicity, the model can reproduce the observed colors in ETGs and the different UVX intensities. Our models should be appropriate to study the UV upturn in ETGs.

---

# Capítulo 1

## Introducción

Los modelos de síntesis de poblaciones estelares, introducidos primeramente por Tinsley (1968), constituyen una herramienta útil para interpretar los espectros y colores de la luz integrada proveniente de galaxias y otros sistemas estelares, lo que permite determinar qué tipo de estrellas dan lugar a lo observado. De la misma manera, son usados para estudiar las propiedades de las poblaciones estelares resueltas en el diagrama color-magnitud (DCM).

Para construir estos modelos es necesario partir de una serie de ingredientes que son cruciales: (*i*) un conjunto completo de trayectorias evolutivas que describan en detalle la dependencia en el tiempo de las propiedades físicas de las estrellas de diferentes masas iniciales y distinta composición química, dentro del diagrama Hertzsprung-Russell (HR); (*ii*) también una biblioteca espectral que sea lo más completa posible (cubriendo todos los tipos espectrales de estrellas de diferente masa, temperatura, composición química y estado evolutivo), es necesaria para calcular las propiedades espectrofotométricas de las estrellas en cada posición del diagrama HR; (*iii*) el número de estrellas de masa específica que se forman en un brote de formación estelar, el cual está determinado por la función de masa inicial (IMF); y (*iv*) la masa de gas trans-

formado en estrellas como función del tiempo en cada uno de estos eventos, define la historia de formación estelar (SFH). En los trabajos de Bruzual & Charlot (2003); Fioc & Rocca-Volmerange (1997); Maraston (2005), entre otros, se puede encontrar información específica del tratamiento de estos parámetros y su uso en los modelos de síntesis de poblaciones estelares.

A pesar de las mejoras realizadas en las últimas décadas, tanto en la cantidad como en la calidad de los ingredientes mencionados previamente (e.g. trayectorias evolutivas y bibliotecas espectrales), estos modelos aún son sensibles a limitaciones en algunas áreas específicas. En general, el problema radica en la falta de información y el poco entendimiento que se tiene en algunas fases de la evolución estelar que, o tienen un tiempo de vida corto, o no están bien caracterizadas. Un ejemplo de esto son las estrellas en la rama asintótica de las gigantes en la fase de pulsos térmicos (TP-AGB). En esta etapa particular de la fase asintótica de las gigantes (AGB), las estrellas son muy luminosas, superando la luminosidad del tope de la rama de las gigantes rojas (RGB), sin embargo, su tiempo de vida es muy corto (2-4 Ma, según el trabajo de Giraldi & Marigo 2007), dificultando su estudio tanto observacional como teórico. Gracias al trabajo de Marigo et al. (2008), en la actualidad se tiene un mejor conocimiento de las TP-AGB de masa intermedia. Estas estrellas contribuyen al menos en un 50% en el infrarojo cercano (NIR) en una población estelar simple (SSP) de edad 1-2 Ga (Bruzual et al., 2013).

En el otro extremo del espectro, el ultravioleta (UV), el avance no ha sido tan marcado. Los modelos de evolución estelar explican naturalmente la existencia de la rama horizontal (HB) canónica, sin embargo, los mecanismos de formación y las trayectorias evolutivas de la parte más azul de la HB, llamada la rama horizontal extrema (EHB), no están bien entendidos. Estas estrellas son muy calientes por lo que tienen el máximo de emisión de energía en longitudes de onda corta ( $< 2500 \text{ \AA}$ ), como consecuencia, su contribución en el espectro integrado de la población es despreciable en el rango de

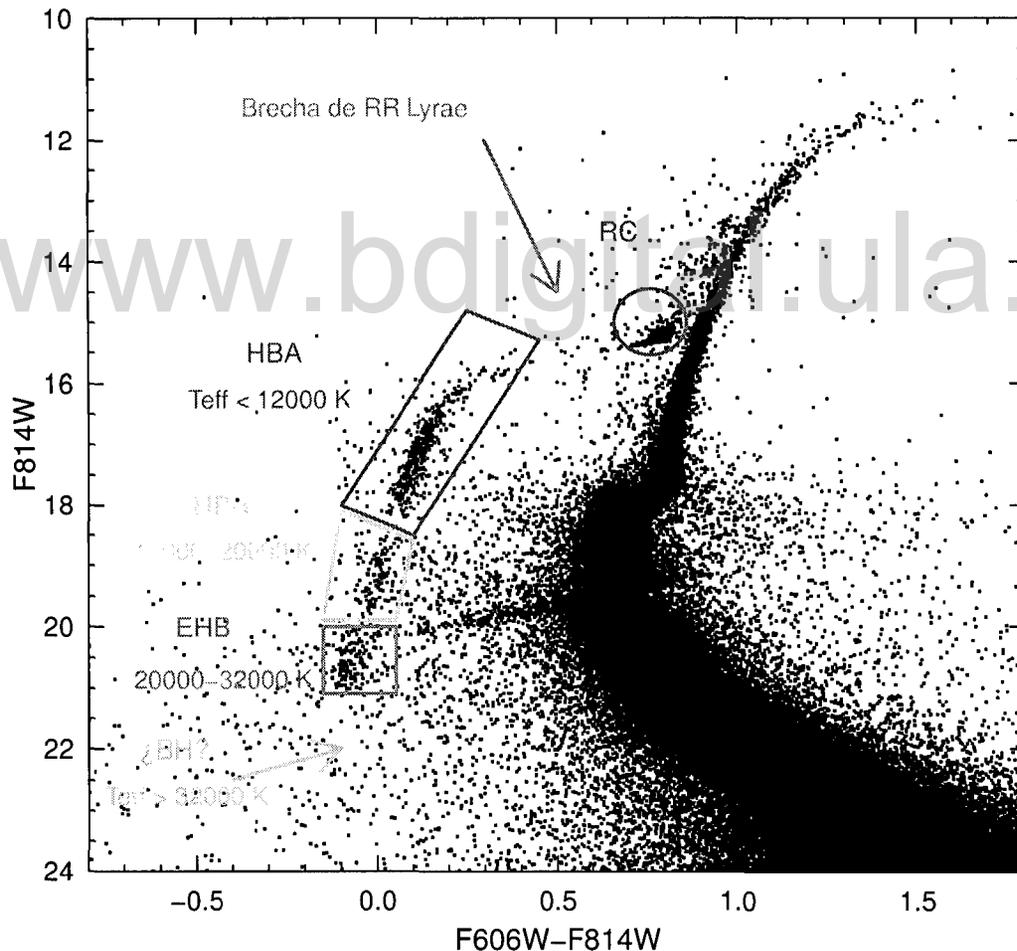
---

longitudes de onda visible, pero contribuyen significativamente en el UV, especialmente en poblaciones estelares viejas, cuando la contribución de las estrellas jóvenes y calientes deja de ser importante. Es por esta razón que en este trabajo centraremos nuestra atención en estos objetos.

En la Figura 1.1 se muestran las diferentes componentes de la HB del cúmulo globular NGC 2808: el grupo rojo (RC), la HBA, la HBB, la EHB, la brecha de RR Lyrae y la posición en la que deberían estar las estrellas del garfio azul (BH). La brecha de las RR Lyrae es la parte de la HB que atraviesa la banda de inestabilidad. La HBA está localizada a la izquierda de la brecha de las RR Lyrae, se caracteriza porque las estrellas en esta zona tienen temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}} < 12000$  K); la HBB está formada por estrellas con  $12000 \text{ K} < T_{\text{eff}} < 20000$  K. Las estrellas más calientes que  $20000$  K están localizadas en la EHB. Por último, las estrellas BH, que también pertenecen a la HB, pero son más calientes y más débiles que las EHB. En el DCM UV, las estrellas del BH describen una curva en el extremo azul hacia magnitudes más débiles. Para una revisión más extensa de la morfología de la HB, ver Catelan (2009). Debido a que las observaciones con las que se construyó el DCM de la Figura 1.1 fueron tomadas con imágenes de diferentes profundidades, existe un límite en donde las estrellas brillantes se saturan en las observaciones más profundas. En realidad el pico observado a  $F814W \sim 20$ , es un artificio producido en el cálculo de las magnitudes instrumentales (Anderson et al., 2008), utilizadas para realizar el gráfico.

Las estrellas en la HB tienen la peculiaridad de que están en la fase de quema de Helio (He) en el núcleo. Cuando una estrella deja de quemar Hidrógeno (H) en su núcleo, el detenimiento de las reacciones nucleares hacen que se cree una inestabilidad originando que el núcleo se contraiga; a su vez, las capas más externas se expanden, llevando a la estrella a ascender por la RGB. A estas capas externas se les llama envoltente. Si la masa de la envoltente está dentro del rango  $0,05 - 0,4 M_{\odot}$ , la estrella tendrá una temperatura en la HB de  $\sim 14000$  K. Si la masa de la envoltente es menor a  $0,05 M_{\odot}$ , la

estrella tendrá una temperatura más alta, localizándose en la EHB (ver Figura 1.1). Por el contrario, el RC es formado cuando su progenitora tiene alta metalicidad (cercana a solar o más alta), y la masa total en el tope de la RGB es entre  $1 \lesssim M_{\odot} \lesssim 2,5$ . Estas estrellas tienen la característica de que son menos luminosas y más calientes que las estrellas en la HB canónica, esto quiere decir que existe algún mecanismo extra por el cual, al atravesar la fase RGB, estas estrellas tuvieron una pérdida de masa más efectiva.



**Figura 1.1:** Diagrama color-magnitud del cúmulo globular NGC 2808. Los datos son tomados del *Galactic Globular Cluster Treasure Project*, observados con el Telescopio Espacial Hubble *HST* WFC/ACS (Milone et al., 2012).

---

Por varios años, las EHBs fueron hipotéticas, sin embargo, en las últimas décadas se han observado directamente en cúmulos abiertos (Kaluzny & Udalsky, 1992), globulares (Catelan, 2009) y también en galaxias cercanas como M32 (Brown et al., 2000). Aún así, su origen y formación sigue siendo debatido.

Existen dos escenarios bajo los cuales las estrellas EHB pueden formarse. El primero contempla la evolución de estrellas aisladas o sencillas<sup>1</sup> de baja masa; el segundo involucra perturbaciones externas que hacen que la estrella evolucione de manera diferente: en un sistema binario interactuante.

Bajo el escenario de evolución de estrellas aisladas hay varios parámetros que son importantes, especialmente al atravesar la fase RGB que es en donde se determina la posición de la estrella en el diagrama HR al llegar a la HB. Dentro de estos parámetros se destacan:

- *La edad*: conforme la edad de la población aumenta, la masa de la estrella al salir de la secuencia principal (MS) es menor, esto hace que al ascender por la RGB, la masa de la envolvente sea más pequeña, y al llegar a la HB la estrella tendrá una temperatura efectiva más alta.
- *La abundancia de He ( $Y$ )*: para una misma edad, estrellas que tengan una abundancia de He elevada tendrán una masa menor en el punto de salida de la secuencia principal (TO), por consiguiente, tienen también una envolvente más fina. Además, una alta abundancia de He inicial, causa que las estrellas con una envolvente de una masa dada, quemem más rápido su capa de hidrógeno en la fase HB produciendo una AGB-fallida<sup>2</sup>. (Dorman et al., 1995).

---

<sup>1</sup>Se define estrella aislada aquella cuya evolución no está alterada por perturbaciones externas, por ejemplo, que no sea parte de un sistema binario interactuante.

<sup>2</sup>Las AGB-fallidas son estrellas que al salir de la fase HB no alcanzan la fase AGB, sino que evolucionan directamente a enana blanca.

- $\Delta Y/\Delta Z$ : la alta abundancia de He está acoplada a la abundancia de metales  $Z$  (Wilson & Rood, 1994; Isotov & Thuan, 1998), esto implica que la evolución de la EHB está ligada a la alta metalicidad ( $Z \gtrsim Z_{\odot}$ ), y directamente amplificada por los efectos de la abundancia de He.

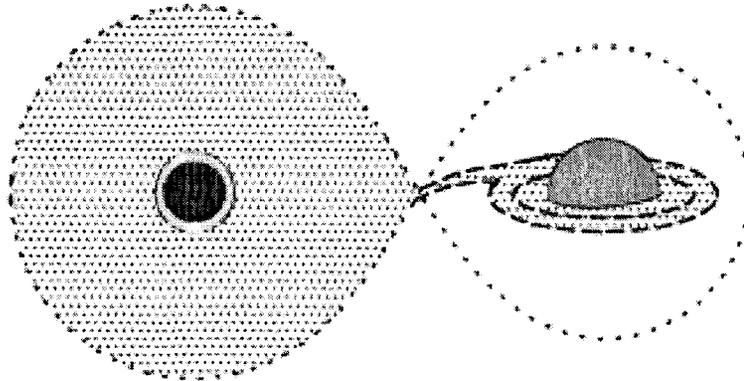
A pesar de esto, se han encontrado estrellas EHB en sistemas estelares relativamente jóvenes, como cúmulos abiertos (Kaluzny & Udalsky, 1992), también en estrellas de campo y cúmulos globulares con abundancias metálicas y de He relativamente moderadas (Dorman et al., 1995). Esto sugiere que, aunque estos parámetros influyen en la producción de estrellas EHB, no son un factor decisivo en su formación.

Otro factor importante en contra de este escenario, forma parte de los resultados obtenidos por Moni Bidin et al. (2007). Ellos encuentran que la temperatura máxima a la que puede llegar una estrella en la HB es de  $\sim 23000$  K, tomando en cuenta modelos hidrodinámicos de evolución estelar normal, y que las estrellas más calientes tienen características que no se acoplan ni con las EHB más frías ni con los modelos, sugiriendo que estas estrellas han sufrido cambios drásticos en su estructura interna.

En vista de que, observacionalmente, no todas las estrellas EHB pueden ser explicadas por los modelos de evolución estelar, especialmente las más calientes, otro mecanismo de formación es requerido para estas estrellas: dentro de un sistema binario. En los sistemas binarios cercanos, ambas componentes pueden intercambiar masa, principalmente a través de dos mecanismos:

- *Transferencia de masa a través del lóbulo de Roche (RLOF)*: si la estrella donante está ascendiendo por la RGB, esta puede llenar su lóbulo de Roche e iniciarse la transferencia estable de masa a través del punto de Lagrange desprendiendo, de esta forma, la envoltura que la cubre (ver Figura 1.2). Así, cuando la estrella donante alcanza el tope de la RGB, una parte, o toda su envoltura habrá sido

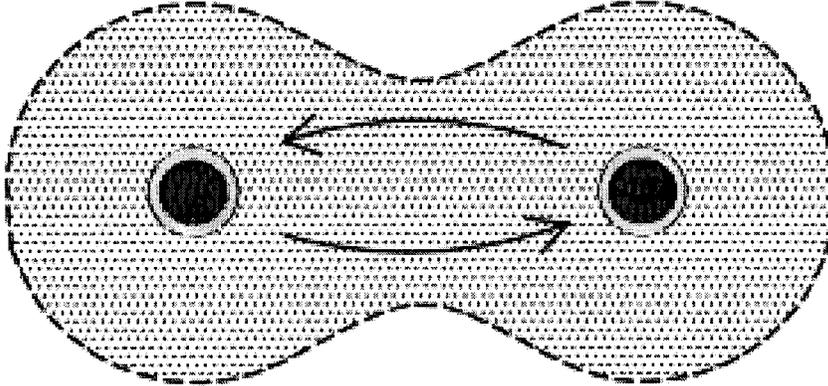
transferida a la otra estrella. Al comenzar la siguiente fase evolutiva (HB), lo que queda es el núcleo desnudo (sin la capa envolvente) de la estrella y esta se podría ubicar en la parte más caliente de esta fase: la EHB.



**Figura 1.2:** Esquema representativo de cómo ocurre el proceso de transferencia de masa a través del lóbulo de Roche. Figura tomada de Han et al. (2007).

- *Expulsión de la envolvente común (CE)*: si la RLOF se vuelve dinámicamente inestable, una envolvente común puede formarse. Si la energía orbital de la envolvente que está siendo transferida es mayor a su energía de enlace, la CE puede ser eyectada, dando lugar a un sistema binario en el cual una de las componentes es una enana blanca (WD) y la otra es una sub-enana caliente (que también puede ser una estrella EHB). En la Figura 1.3 se muestra una representación gráfica de cómo se forma una CE.

Estos canales de formación son importantes para poblaciones estelares de edad  $< 3,5$  Ga (ver Figura 7 de Han et al. 2007 y Figura 3 de Han et al. 2010), sin embargo, para poblaciones más viejas otro canal es propuesto por Han et al. (2007, 2010): la *fusión de dos enanas blancas de Helio (2HeWD)*:



**Figura 1.3:** Esquema representativo de una CE. Figura tomada de Han et al. (2007)

- Si el sistema binario está compuesto por dos enanas blancas de He (HeWD) y el período orbital es suficientemente corto (del orden de horas), la fuerza gravitacional puede hacer que la componente menos masiva llene el lóbulo de Roche, iniciando la transferencia de masa y haciendo que se cree un disco de acreción alrededor de la estrella más masiva. Conforme la masa de la WD aumenta, puede existir un punto en el cual el He comience a quemarse en capas y subsecuentemente la estrella comenzará a quemar He en su núcleo. (Han et al., 2002).

Ambos escenarios (aislado y binario) para la formación de estrellas EHB son igualmente plausibles, sin embargo, las propiedades de las EHB resultantes dependen del canal de formación, dado que las distribuciones de las propiedades básicas de sus progenitores son diferentes.

Smith et al. (2012) midieron la intensidad del flujo UV de galaxias elípticas como función de algunos índices espectrales y la dispersión de velocidades, encontrando que el color ( $FUV - i$ ) muestra una anticorrelación con la edad. Este resultado es contrario a las predicciones del modelo de Han et al. (2007), que dicta que la intensidad del flujo UV no debe variar con la edad de la población si este flujo es causado por estrellas EHB que hayan sido formadas en sistemas binarios, ya que el origen de estas depende

---

directamente de los parámetros orbitales del sistema y no de las propiedades de la población.

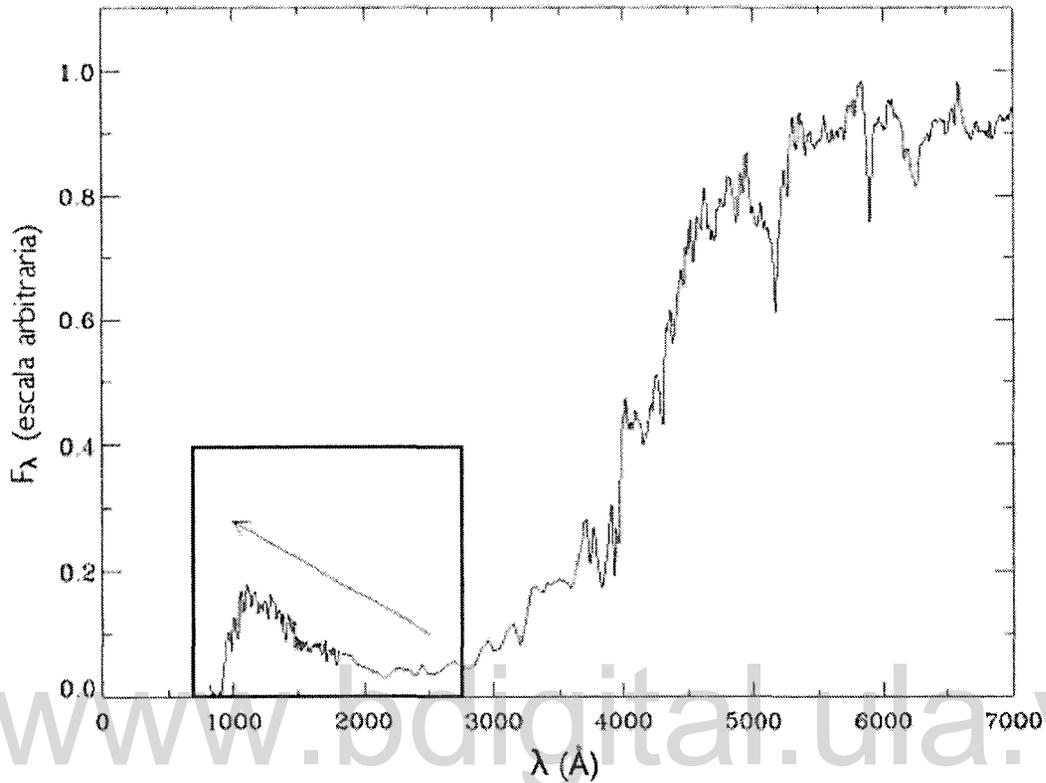
Adicionalmente, la fase de la evolución estelar EHB, es relativamente corta ( $\sim 10^8$  años) (Pietrinferni et al., 2004), sin embargo, el número esperado de estrellas EHB aumenta con la edad. Esto implica que debe haber un incremento en el flujo UV con la metalicidad y la edad de la población (Smith et al., 2012).

En este sentido, el mejor escenario que se tiene para poner a prueba estas teorías de formación de estrellas EHB, es el estudio del exceso UV, también conocido como UVX, en galaxias de tipo temprano (ETGs)<sup>3</sup>. Este fenómeno, está caracterizado por un incremento en el flujo de energía a longitudes de onda menores a 2500 Å, como es mostrado en la Figura 1.4. El UVX fue detectado por primera vez por Code & Welch (1979) y desde entonces ha sido tópico de debate, ya que no se esperaría en galaxias que estén formadas por estrellas rojas (viejas), que además no contienen gas y polvo en cantidades suficientes como para que existan brotes recientes de formación estelar. Sin embargo, el UVX necesariamente es causado por la presencia de estrellas lo suficientemente calientes como para tener el máximo de emisión en longitudes de onda menores a 2500 Å.

Por tiempo se ha pensado que las estrellas EHB son responsables del fenómeno UV observado en el espectro de algunas ETGs. Kaviraj et al. (2007b), estudiaron una muestra de ETGs y concluyeron que  $\sim 30\%$  de la muestra presenta un exceso de color (NUV-*r*). Mientras que Yi et al. (2011) reporta que  $\sim 5\%$  de las ETGs presentan exceso de color (FUV-NUV). Recientemente, Carter et al. (2011); Smith et al. (2012) y Bureau et al. (2011) han demostrado, sin lugar a dudas, que el exceso UV está presente en galaxias evolucionadas pasivamente, y sin señales de formación estelar residual, dejando al descubierto que el exceso UV en ETGs podría tener su origen en estrellas evolucionadas y no en nuevos brotes de formación estelar, ya que el exceso UV producido por estrellas

---

<sup>3</sup>Las ETGs incluyen galaxias elípticas y lenticulares.



**Figura 1.4:** Espectro de la galaxia elíptica gigante NGC 4552. Se observa el incremento en el flujo para longitudes de onda  $> 2000 \text{ \AA}$ . Figura tomada de Yi (2008).

jóvenes debe mostrar signos de evolución, por ejemplo, la forma del espectro integrado debe cambiar con el tiempo y esto no está respaldado por las observaciones de ETGs (Carter et al., 2011; Smith et al., 2012).

En otro estudio muy reciente, Rosenfield et al. (2012) buscaron resolver las fuentes UV en el bulbo de M31, como parte del proyecto “*The Panchromatic Hubble Andromeda Treasury*”. En este trabajo estudian las estrellas EHB y el producto de su subsecuente evolución como la post-HB caliente. En esta última fase evolutiva, las estrellas son más luminosas, pero el tiempo de vida es más corto ( $\sim 10^5$  años). Las estrellas post-HB calientes detectadas por Rosenfield et al. (2012) solo dan cuenta del 2% del flujo total

---

en el filtro F275W (rango UV), dejando como conclusión que las estrellas responsables del exceso UV no han sido resueltas y que muy probablemente sean las progenitoras de las post-HB calientes: las estrellas EHB. Este resultado es acorde con los trabajos de Brown et al. (2000, 2008).

Esta es la razón por la cual es fundamental incluir apropiadamente la evolución de las estrellas EHB en los modelos de síntesis de poblaciones estelares.

Motivados por lo anteriormente expuesto, el objetivo fundamental al desarrollar este trabajo de investigación doctoral, es incluir sistemas binarios interactuantes en los modelos de síntesis de poblaciones estelares y estudiar su influencia, especialmente la formación de estrellas EHB, en las propiedades integradas de las poblaciones, prestando especial atención a la región UV del espectro.

Este libro de tesis doctoral está estructurado en tres Capítulos principales, además de esta introducción, donde primeramente se plantea el método de construcción del modelo, seguido de dos Capítulos independientes y autocontenidos en donde se aplica el modelo a dos sistemas estelares diferentes. Uno es un particular cúmulo abierto, NGC 6791, y el otro es un conjunto de galaxias de tipo temprano del universo local.

En el Capítulo 2 se presenta el método de construcción del modelo, donde se muestra, primeramente, las condiciones bajo las cuales se crea la población, incluyendo la estadística de los parámetros binarios utilizados. Luego se menciona cómo se obtienen las trayectorias evolutivas de las estrellas en sistemas binarios y estrellas aisladas con el código de evolución estelar de Hurley et al. (2000, 2002). Añadimos a este código la posibilidad de la formación de estrellas EHB a través de la fusión de 2HeWD, siguiendo la prescripción de Han et al. (2002). Los parámetros físicos (temperatura efectiva y luminosidad) del producto resultante de la fusión son obtenidos a través de una base de datos construida utilizando la herramienta BaSTI<sup>4</sup>, la cual es una interfaz robusta

---

<sup>4</sup>Bag of Stellar Tracks and Isochrones (BaSTI).

y rápida que utiliza las trayectorias evolutivas de Pietrinferni et al. (2004, 2006) para obtener los parámetros estelares de estrellas HB en poblaciones estelares viejas, incluyendo EHB. Las trayectorias de Pietrinferni et al. (2004, 2006) son calculadas con una concepción física estelar realista.

Calculamos las isócronas para poblaciones estelares que incluyen tanto una subpoblación binaria como de estrellas aisladas y construimos su correspondiente distribución espectral de energía (SED). Para comparar nuestro modelo utilizamos los modelos Bruzual & Charlot (2003) (de aquí en adelante BC03), que están contruidos con ingredientes que solo toman en cuenta la evolución aislada de estrellas. De la misma manera, expondremos las similitudes y diferencias entre el modelo desarrollado en este trabajo y otros ya existentes que también involucren sistemas binarios.

Compararemos nuestros resultados con sistemas estelares reales para poner a prueba las predicciones de nuestro modelo. En el Capítulo 3 compararemos con el cúmulo abierto NGC 6791, el cual es una pieza clave para entender el exceso UV en galaxias elípticas debido a su proximidad, ya que es posible resolver las diferentes poblaciones que contiene, incluyendo las estrellas EHB. Es importante destacar que lo incluido en estos primeros tres capítulos ya ha sido publicado en la revista arbitrada internacional *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* MNRAS, bajo la cita Hernández-Pérez & Bruzual (2013), de lo cual se hablará más extensamente en el Apéndice A.

Luego, en el Capítulo 4 compararemos las predicciones de nuestro modelo con una muestra de  $\sim 3400$  galaxias del universo local catalogadas como pasivas y de tipo temprano, de las cuales se pueden distinguir las que presentan exceso UV con diferentes intensidades de aquellas que no lo tienen o que han tenido formación estelar reciente. Con esto podemos reproducir los colores observados de estas galaxias y algunas relaciones entre el UVX y las propiedades físicas de estos sistemas estelares.

Por último, un resumen de los resultados y las conclusiones más importantes arro-

jadas por este estudio serán expuestas en el Capítulo 5.

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

---

# Capítulo 2

## El modelo

Como se indicó en el Capítulo 1, las estrellas EHB pueden formarse dentro de un sistema binario interactuante a través de transferencia de masa o colisiones. En este trabajo, queremos explorar los efectos de la inclusión de sistemas binarios interactuantes, y por lo tanto, de las estrellas EHB en los modelos de síntesis de poblaciones estelares.

En este Capítulo se seguirá paso a paso la construcción del modelo. Se describirá la formación de la población, incluyendo la fracción de esta que se encuentra en sistemas binarios, y la asignación de los ingredientes estelares que conforman el modelo resultante. También en este Capítulo se explicará la función de las trayectorias evolutivas utilizadas y del motivo de realizar las modificaciones que permitirán que el modelo incluya todos los canales de formación de estrellas EHB y de la asignación de los parámetros físicos de estas estrellas. Del mismo modo, se explicará brevemente el método de síntesis de isócronas y mostrarán las arrojadas por el código. Por último se calculará el espectro integrado de las poblaciones creadas, incluyendo la componente binaria de la misma. A partir del espectro, se evaluará la evolución en el tiempo de una serie de colores, principalmente en el rango UV y visible.

Al modelo desarrollado en este trabajo, de ahora en adelante, lo llamaremos:

## BASSIC: BinAry Star SynthesIs Code,

como acrónimo en inglés de código de síntesis de estrellas binarias.

Los resultados obtenidos se presentarán y analizarán en las últimas secciones de este Capítulo, donde analizaremos las propiedades integradas de poblaciones estelares predichas por BASSIC y compararemos estos resultados con predicciones hechas por otros modelos de síntesis de poblaciones ya existentes.

### 2.1. Estadística de los parámetros binarios.

#### 2.1.1. Construcción de los pares binarios

Con el objetivo de construir una población estelar formada tanto por estrellas aisladas, como por estrellas en sistemas binarios, utilizamos el método estadístico de Monte Carlo. Para incluir la componente binaria a la población estelar se debe especificar: (a) la distribución de masa de la estrella primaria (la más masiva) y de la secundaria de los pares binarios, (b) la fracción de binarias como función de la masa de la estrella primaria y (c) la distribución del período orbital y la excentricidad de la órbita de los pares binarios. Para asignar estas distribuciones tratamos de ajustarnos lo más posible a las observaciones reportadas en la literatura.

El primer paso para la construcción de la subpoblación binaria, es generar la distribución de masas de las estrellas primarias ( $M_1$ ) y secundarias ( $M_2$ ) en cada par. Primero construimos la distribución de las masas  $M_1$ , poblando estocásticamente una

IMF. En este trabajo escogimos seguir la parametrización de Chabrier (2003):

$$\xi(\log m) \propto \begin{cases} \exp \left[ -\frac{(\log m - \log m_c)^2}{2\sigma^2} \right], & \text{si } m \leq 1 M_{\odot}, \\ m^{-1,3}, & \text{si } m > 1 M_{\odot}, \end{cases} \quad (2.1)$$

donde  $m_c = 0,08 M_{\odot}$  y  $\sigma = 0,69$ . Por referencia, y para no perder generalidad, analizamos también la IMF que sigue la distribución de masa dada por Salpeter (1955):

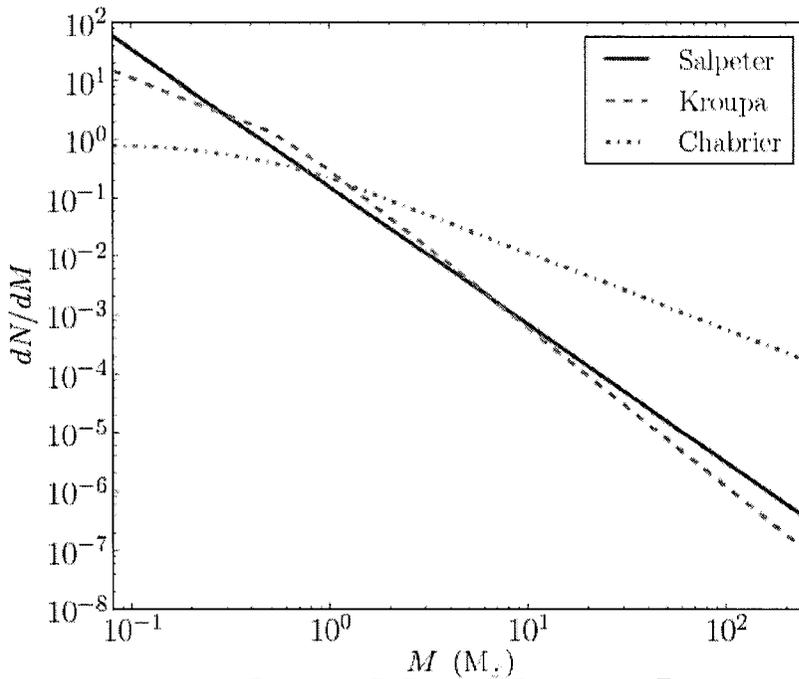
$$\xi(\log m) \propto m^{-1,35}. \quad (2.2)$$

Ambas IMF están representadas en la Figura 2.1, donde se muestra que, en términos generales, las distribuciones son similares, sin embargo, la distribución de Chabrier (2003) presenta una disminución del número de estrellas para masas  $< 1 M_{\odot}$  con respecto a la de Salpeter (1955). Esto es compensado con un aumento en el número de estrellas con masa  $> 1 M_{\odot}$ .

En el desarrollo de este trabajo, utilizaremos la IMF de Chabrier (2003) para nuestros cálculos, a menos que lo contrario sea indicado en el texto. Esto es debido a que el ajuste de la IMF de Chabrier (2003), especialmente el conteo de estrellas de baja masa, está basado en observaciones y está físicamente justificado.

Los límites inferiores y superiores adoptados tanto para la IMF de Chabrier (2003), como para la IMF de Salpeter (1955), son  $m_L = 0,1 M_{\odot}$  y  $m_U = 100 M_{\odot}$ , respectivamente. Cada estrella de masa  $M_1$  será la estrella primaria del par binario, de acuerdo a la probabilidad discutida en la Sección 2.1.2 y listada en la Tabla 2.1. Las estrellas que no fueron seleccionadas como binarias en la distribución inicial, permanecen como estrellas aisladas.

Con la finalidad de obtener la masa  $M_2$  de la estrella secundaria, es necesario establecer una distribución de la razón de masas  $q = M_1/M_2$ . Milone et al. (2012) hicieron una caracterización de las propiedades fotométricas para estudiar la binaridad en 59 cúmulos globulares observados con *HST* WFC/ACS, estos autores concluyen que la

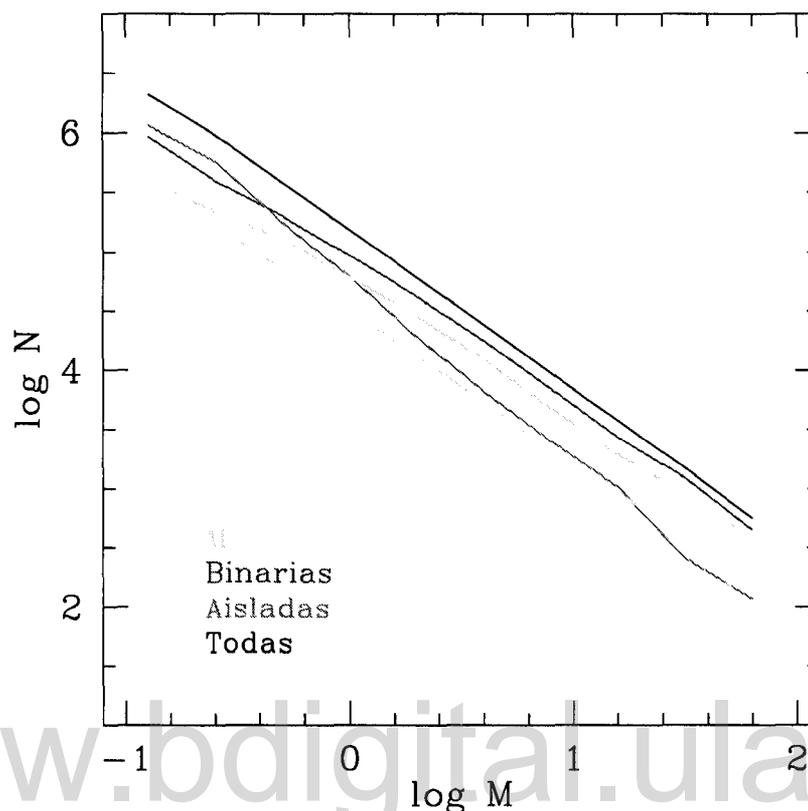


**Figura 2.1:** Las dos IMF consideradas en este trabajo Salpeter (1955) (línea sólida morada) y Chabrier (2003) (línea punteada roja). Y una tercera IMF que aún no ha sido considerada en BASIC: Kroupa (2001). Esta figura ha sido tomada de Crosby et al. (2013).

distribución de la razón de masa  $q$  es casi plana. Por esta razón, asumimos que la masa  $M_2$  sigue una distribución uniforme en  $q$ :

$$f(q) = 1 \quad \text{con} \quad 0 \leq q < 1. \quad (2.3)$$

Es importante resaltar que nuestro procedimiento no altera la forma global de la IMF, es decir, contando las estrellas binarias y aisladas, la distribución de masa obtenida recupera la forma original de la IMF, como se muestra en la Figura 2.2. Aquí se observa la IMF de Salpeter (1955) de una población de  $10^8 M_\odot$  junto con la distribución de cada una de las componentes de la población: la línea negra es la IMF total, correspondiente a la suma de las distribuciones de masa de la subpoblación de las estrellas binarias (línea azul) y la de estrellas aisladas (línea roja), mientras que las líneas color turquesa y verde corresponden respectivamente a la distribución de masa de las estrellas primaria y secundaria del par binario.



**Figura 2.2:** Distribución de masas para las componentes binaria y aislada de una población de  $10^8 M_{\odot}$ . La distribución de masa de la subpoblación de las estrellas binarias está representada por la línea azul y la de estrellas aisladas por la línea roja. Las líneas color turquesa y verde corresponden respectivamente a la distribución de masa de las estrellas primaria y secundaria del par binario. La línea negra representa la suma de las subpoblaciones binaria y aislada, la cual corresponde a la IMF original de Salpeter (1955).

### 2.1.2. Fracción de binarias

Es bien conocido que una fracción importante de estrellas no se forma individualmente, sino que lo hacen en sistemas dobles o múltiples. Desde hace varios siglos se ha hecho un esfuerzo por cuantificar cuál es la fracción de estrellas binarias.

En las últimas décadas, sondeos de sistemas binarios han mostrado que la multiplicidad estelar no es la misma para todos los tipos espectrales. Por ejemplo, Duquennoy &

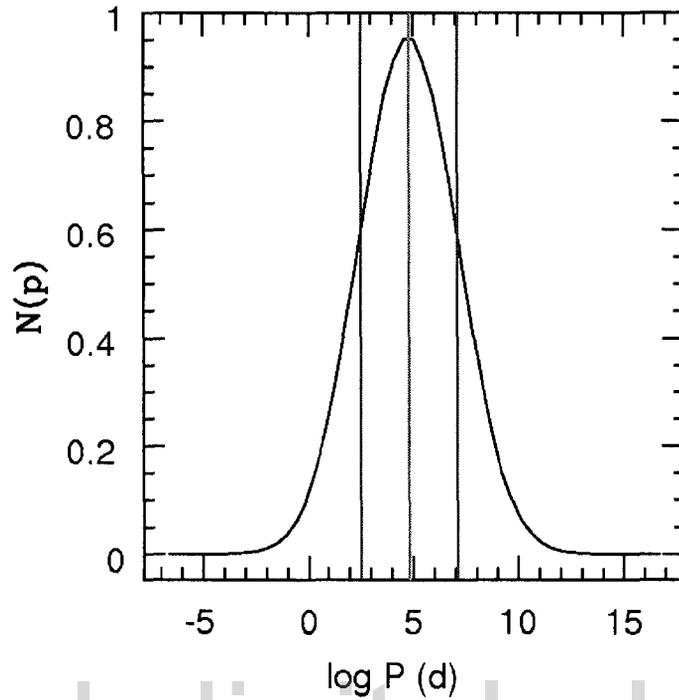
**Tabla 2.1:** Fracción de binarias en función del tipo espectral

Tipo Espectral	Fracción de binarias	Referencia
O	0,72	Mason et al. 1998
O-B	0,65	Preibisch et al. 1999
B-A	0,62 $\pm$ 0,2	Patience et al. 2002
G-K	0,58 $\pm$ 0,1	Duquennoy & Mayor 1991
M	0,49 $\pm$ 0,09	Fischer & Marcy 1992
M tardías	0,26 $\pm$ 0,1	Basri & Reiners 2006

Mayor (1991) encontraron que la fracción de multiplicidad para estrellas de tipo solar (tipo espectral G enanas) es de  $0,58 \pm 0,1$ , mientras que para estrellas tipo M enanas es de  $0,42 \pm 0,09$  (Fischer & Marcy, 1992). Lada (2006) hizo un estudio comparativo de trabajos recientes basado en observaciones realizadas para el análisis de la multiplicidad estelar, y concluyó que (a) la mayoría de las estrellas en la Galaxia son sencillas y (b) la fracción de binarias depende del tipo espectral de la estrella primaria, al ser esta más masiva, mayor es la probabilidad de pertenecer a un sistema binario. En la Tabla 2.1 se muestra un resumen de la recopilación hecha por Lada (2006) de los resultados observacionales de la multiplicidad estelar en función del tipo espectral. Estos valores son utilizados en este trabajo.

### 2.1.3. Parámetros orbitales

Un par binario también está caracterizado por su período orbital y la excentricidad de la órbita. Sondeos de sistemas binarios han mostrado que la distribución del período orbital no es uniforme. Para este trabajo, asumimos que el período orbital de los pares binarios construidos previamente siguen una distribución gaussiana, cuyos parámetros



**Figura 2.3:** Distribución de período. La gaussiana está construida según la ecuación 2.4, las líneas azules representan  $-1\sigma$  y  $+1\sigma$  respecto a la media ( $\overline{\log P} = 4,8$ ), esta última está representada por la línea roja.

han sido definidos por Duquennoy & Mayor (1991):

$$f(\log P) = C \exp \left[ -\frac{(\log P - \overline{\log P})^2}{2\sigma_{\log P}^2} \right], \quad (2.4)$$

donde  $P$  es el período en días,  $\overline{\log P} = 4,4$  y  $\sigma_{\log P} = 2,3$ . La forma de la distribución gaussiana de períodos orbitales encontrada por Duquennoy & Mayor (1991) se muestran gráficamente en la Figura 2.3.

Luego a cada par se le asigna la excentricidad ( $e$ ) de la órbita de acuerdo a una distribución uniforme, siguiendo los trabajos tóricos de Zhang et al. (2004, 2005a):

$$f(e) = 1 \quad \text{con} \quad 0 \leq e < 1. \quad (2.5)$$

De esta forma queda definida la componente binaria de la población estelar total.

## 2.2. Evolución de los pares binarios.

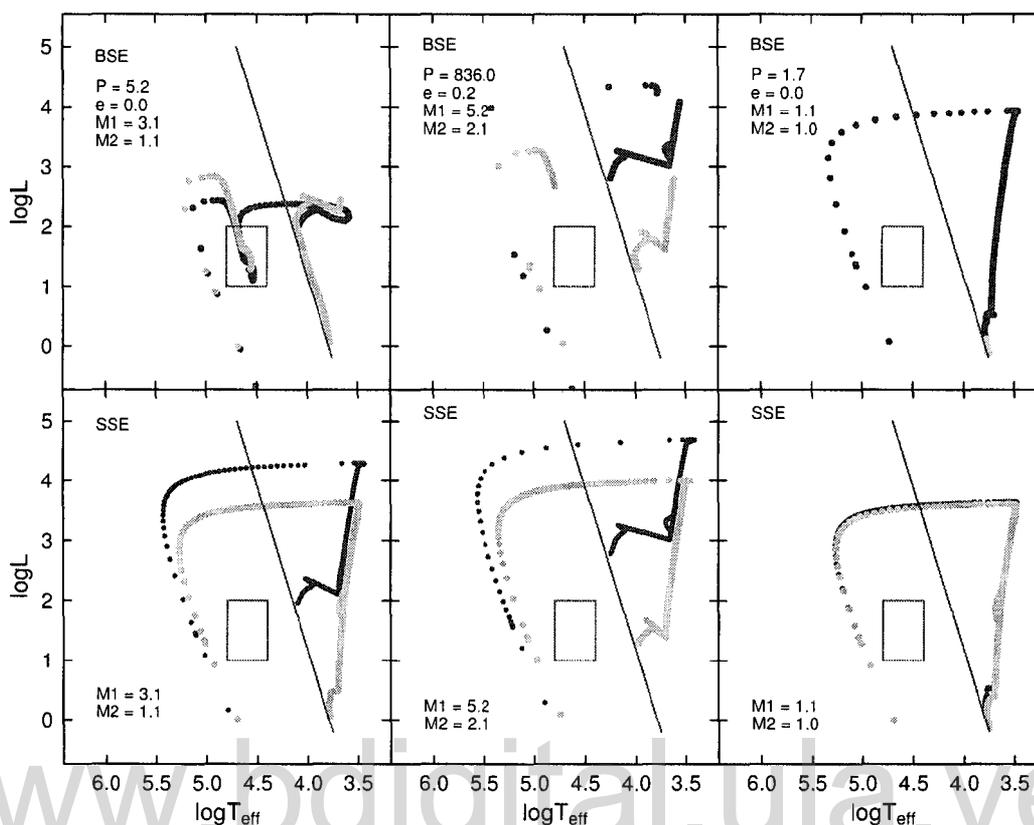
Luego de haber construido apropiadamente los pares binarios, cada uno con sus parámetros orbitales, el siguiente paso en la construcción del modelo es calcular los parámetros físicos estelares de cada componente del par en cualquier instante dado de su evolución.

### 2.2.1. Trayectorias evolutivas para sistemas binarios

Una trayectoria evolutiva contiene la información de los parámetros físicos de una estrella, por ejemplo, la temperatura efectiva ( $T_{\text{eff}}$ ) y la luminosidad ( $L$ ) en cada instante de sus diferentes fases evolutivas, por consiguiente, es el camino descrito por una estrella sobre el diagrama HR, desde el momento de su nacimiento hasta las últimas fases de su evolución.

Para modelar la trayectoria evolutiva de una estrella de una masa dada, es necesario caracterizar las propiedades físicas de la estrella a través de la información de su estructura interna a cada instante, descrita por las ecuaciones de la hidrodinámica. Si bien ya es complicado (y requiere de años de estudio y dedicación) modelar trayectorias evolutivas de estrellas aisladas, es mucho más complicado modelar trayectorias evolutivas de estrellas binarias, ya que estas requieren de ecuaciones mucho más complicadas que, además de modelar todos los aspectos básicos de la evolución estelar, también modelen los cambios producidos en la estabilidad y la estructura de la estrella al estar bajo perturbaciones externas o al tener una pérdida o ganancia de masa adicional.

Esta es la mayor limitación que se ha tenido para poder incluir estrellas binarias en los modelos de síntesis de poblaciones estelares: la falta de trayectorias evolutivas. Sin embargo, en los últimos años ha habido desarrollos importantes en esta área.



**Figura 2.4:** Trayectorias evolutivas calculadas con el código BSE (binarias) y SSE (aisladas). Los paneles superiores muestran las trayectorias de sistemas binarios con diferentes período ( $P$ ), excentricidad ( $e$ ) y masas. Se puede notar la diferencia entre estas trayectorias y la trayectoria que seguirían estas mismas estrellas evolucionando aisladamente (paneles inferiores). Las trayectorias de la estrella primaria se muestran en color azul, y las de la estrella secundaria en color amarillo. La línea delgada inclinada muestra la posición de la MS y el rectángulo la posición de las EHB.

El código de evolución estelar binario de Hurley et al. (2002) (en lo sucesivo BSE), desarrolla, dentro de una serie de parámetros estelares y orbitales, la evolución de la luminosidad, la temperatura efectiva y la masa durante las diferentes fases evolutivas de ambos miembros del par binario. Además de modelar todos los aspectos básicos de la evolución estelar simple (de estrellas aisladas), también toma en cuenta muchos aspectos importantes de la interacción binaria, tales como la transferencia de masa, acreción de masa, pérdida de momento angular, el empuje provocado por la explosión de las supernovas, circularización de la órbita, perturbaciones de marea, RLOF y CE.

El hecho de que uno o más de estos procesos ocurra depende de los parámetros que describen el par binario, que fueron previamente definidos en la Sección 2.1: período orbital (o separación), excentricidad y razón de masa. Todos estos mecanismos actúan en ambas componentes del par binario, cambiando su camino evolutivo en el diagrama HR con respecto al camino que seguirían como estrellas aisladas de la misma masa inicial. Un ejemplo de cómo los valores de estos parámetros afectan las trayectorias evolutivas es mostrado en la Figura 2.4.

En el panel superior izquierdo de la Figura 2.4 se muestra la evolución de un sistema tipo Algol. La interacción del sistema binario produce una estrella EHB ( $\log L \sim 1-1,5$  y  $\log T_{\text{eff}} \sim 4,5$ ). Al mismo tiempo, la estrella secundaria (en amarillo) aumenta su masa y se convierte en una BS, para luego evolucionar a la fase EHB. Es importante hacer énfasis en la luminosidad del tope de la RGB: ninguna de las estrellas componentes del sistema binario alcanzan el tope. En contraste, en el panel inferior izquierdo (estrellas de la misma masa inicial, pero evolucionando aisladamente), ambas estrellas alcanzan el tope de la RGB en  $\log L \sim 4$ . Las estrellas aisladas no atraviesan ni la fase EHB ni la fase BS. Los paneles superiores derecho y del medio muestran dos sistemas con diferente período orbital ( $P$ ), excentricidad ( $e$ ) y masa inicial. Su contraparte aislada es mostrada en los paneles inferiores respectivos. El origen de estas diferencias es el intercambio de masa entre las estrellas que integran el sistema binario. Las trayectorias de estrellas aisladas son calculadas con el código de evolución estelar aislada de Hurley et al. (2000) (En lo sucesivo SSE).

También hay que aclarar que no solo la trayectoria de las estrellas cambia, sino también el tiempo de vida total en cada una de las fases evolutivas. En la Figura 2.5 se representan las trayectorias de dos estrellas de masa  $M_1 = 2,9 M_{\odot}$  y  $M_2 = 0,9 M_{\odot}$  que evolucionan en un sistema binario con  $P = 8$  días y  $e = 0,7$  juntamente con las trayectorias de dos estrellas de esas mismas masas pero que evolucionan aisladamente. En esta figura hay que notar que aunque en ambos casos todas las trayectorias son calcula-

das desde la edad cero de la secuencia principal (ZAMS), las estrellas que evolucionan en este sistema binario particular terminan su vida mucho antes que si evolucionaran aisladamente, de hecho,  $M_2$  nunca sale de la MS en el segundo caso.

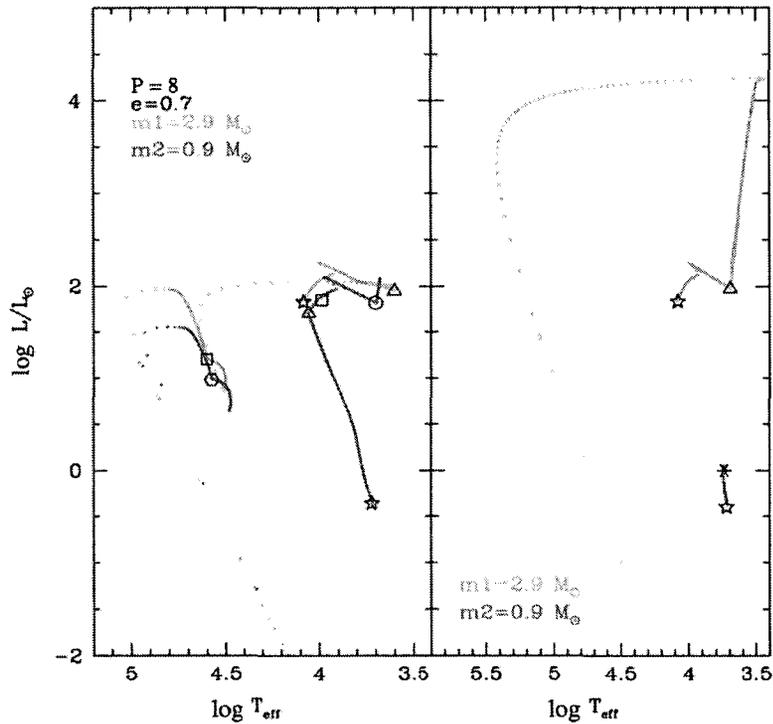
En la Tabla 2.2 se puede ver un resumen de la fase evolutiva en la que se encuentran las estrellas, a una edad dada, para ambos escenarios. Si se señalan dos fases indica que la estrella está en la transición entre esas dos fases. Igualmente, las trayectorias de las estrellas aisladas son calculadas con el código SSE de Hurley et al. (2000) y las trayectorias de estrellas binarias con el código BSE de Hurley et al. (2002).

El algoritmo BSE cubre todas las etapas de la evolución estelar, desde la edad cero de la secuencia principal, hasta los estados remanentes (agujero negro, estrella de neutrones o WD). También incluye la fase AGB, sin embargo es reconocida solo como un aumento en el radio de la estrella al terminar la fase de quema de He en el núcleo, la fase TP-AGB no es modelada, pero sus efectos generales en la evolución de la estrella son tomados en cuenta (Hurley et al., 2000). Este código puede calcular trayectorias evolutivas para estrellas de masas iniciales comprendidas dentro del rango  $0,1 M_{\odot}$  a  $100 M_{\odot}$  y metalicidades  $Z$  desde 0,0001 hasta 0,03.

Adicionalmente, el código BSE tiene la ventaja de que puede seguir la evolución entera aún de los sistemas binarios más complejos en una cantidad de tiempo de procesamiento muy pequeña (cerca de un segundo por sistema). Esto lo hace ideal para sintetizar la evolución de grandes cantidades de sistemas binarios considerando interacciones realistas.

### 2.2.2. Fusión de dos enanas blancas de Helio

Una WD es la última fase evolutiva de las estrellas de baja masa ( $< 8 M_{\odot}$ ). Es un remanente compuesto por material electro-degenerado, son tan densas que una WD de



**Figura 2.5:** Panel izquierdo: trayectorias evolutivas calculadas con el código BSE para un sistema binario de  $P=8$  días y  $e=0,7$ , y masas  $M_1=2,9 M_\odot$  y  $M_2=0,9 M_\odot$ . Panel derecho: trayectorias evolutivas de dos estrellas de esas mismas masas, pero evolucionando aisladamente, calculadas con el código SSE. Los símbolos indican edad (símbolos iguales representan edades iguales). Para una mayor descripción ver Tabla 2.2 y el texto.

**Tabla 2.2:** Leyenda Figura 2.5

Símbolo	Edad (Ga)	Fase Evolutiva			
		Binarias		Aisladas	
		M1	M2	M1	M2
☆	0,000	ZAMS	ZAMS	ZAMS	ZAMS
△	0,416	SGB-RGB	MS-BS	SGB-RGB	MS
□	0,720	Post EHB	SGB	WD	MS
○	0,935	SGB-AGB	WD	WD	MS
○	1,395	EHB	WD	WD	MS
*	13,000	WD	WD	WD	MS

masa comparable a la del Sol, tendría un tamaño cercano al de la Tierra. La mayoría de las estrellas de baja masa queman en el núcleo He, creando Carbono (C) y Oxígeno (O), dejando como remanente una “bola” degenerada de estos últimos dos elementos. De esta manera se forma una WD de C-O (COWD). Esta es la forma más común de las WD. Sin embargo, si la masa de la progenitora es suficientemente baja, esta no tendrá la capacidad de fusionar He y transformarlo en C y O. Bajo estas condiciones, el remanente sería una HeWD, donde el núcleo estaría compuesto por He degenerado. Las HeWD tienen aproximadamente la mitad de la masa de una COWD típica.

En teoría, una HeWD puede formarse si la progenitora tiene una masa  $\lesssim 0,5 M_{\odot}$ . Estas nunca tendrán la temperatura suficiente como para fusionar He en C-O en su núcleo. Eventualmente, quemarían todo el H y cesarían las reacciones nucleares. Al apagarse las reacciones nucleares, el centro de la estrella no podrá resistir el colapso gravitacional, comprimiéndose y formando un objeto de gas de He de electrones degenerados.

Dada la baja masa de la progenitora, estas podrían tardar un tiempo mayor a la edad del universo en convertirse en una HeWD, por lo que se esperaría que no existiesen todavía. Sin embargo, algunas candidatas han sido observadas, pero aparecen en sistemas binarios (Marsh et al., 1995; Bergeron et al., 2001; Hermes et al., 2013).

En un sistema binario, una HeWD puede formarse si la envoltura de H es arrancada de la estrella antes de que comience la ignición de He, debido a la transferencia de masa entre esta y su compañera. Estas podrían estar ligadas a la formación de estrellas EHB.

Con la finalidad de entender la formación de las estrellas EHB, Han et al. (2002, 2003) hicieron un estudio detallado de los tres principales canales a través de los cuales puede formarse una estrella EHB. Estos canales son: RLOF, CE y fusión de 2HeWD.

RLOF ocurre cuando una estrella en un sistema binario llena su lóbulo de Roche como consecuencia de su evolución, por ejemplo, durante la fase de RGB o cuando el

sistema pierde momento angular, causando una reducción en el diámetro de la órbita. Si, por ejemplo, la estrella donante es una gigante y la compañera no puede capturar toda la masa a la misma tasa a la que es transferida, la transferencia de masa se vuelve inestable y la masa que no se puede acretar se acumula y forma una CE que rodea ambas estrellas. Es posible que esta CE sea eyectada al tiempo en que los dos núcleos forman un sistema cerrado. El tercer canal ocurre cuando dos enanas blancas de He colisionan y el resultado es un objeto que está quemando He en su núcleo. Este último evento no es seguido por el código BSE de Hurley et al. (2002) y no es incluido en las trayectorias.

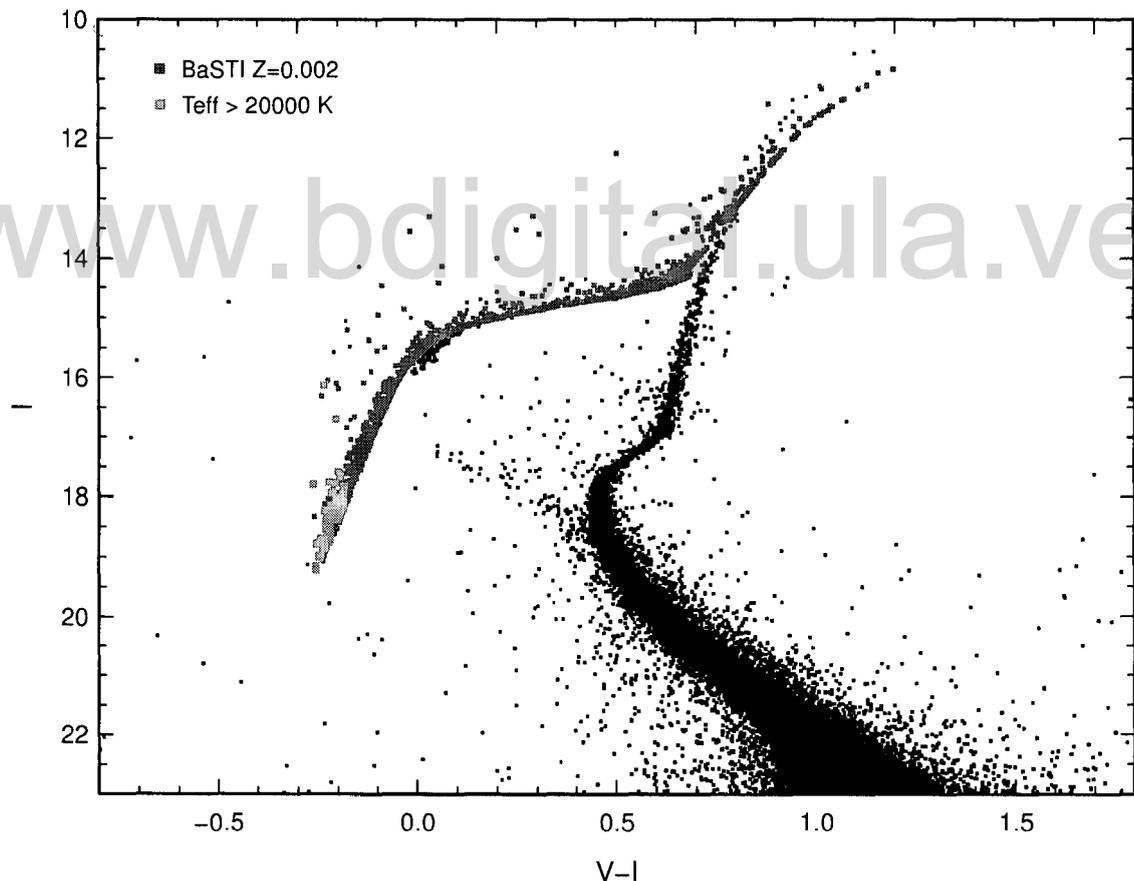
Hurley et al. (2002), en el código BSE, asumen que si dos enanas blancas de He colisionan, la temperatura sobrepasa el límite necesario para comenzar el proceso triple- $\alpha$  y las estrellas se destruyen completamente tras una explosión que no deja remanente. Sin embargo, Han et al. (2002) concluyen que, bajo algunas condiciones específicas, durante la colisión se puede dar la formación de una estrella EHB (ver también Webbink 1984). Este mecanismo se vuelve importante en poblaciones más viejas que  $\sim 3,5$  Ga (Han et al., 2007, 2010).

Con la finalidad de incluir la fusión de 2HeWD en BASSIC, seguimos la receta descrita por Han et al. (2002, sección 4), donde se describen las condiciones bajo las cuales se puede iniciar la quema de He en el núcleo luego de la colisión de 2HeWD. Estas condiciones dependen de la masa de la estrella más masiva, su historia de acreción y otros parámetros relacionados con su estructura térmica. Para determinar estos parámetros, Han et al. (2002) llevan a cabo una serie de cálculos que les permiten seguir en detalle la evolución de dos HeWD, la colisión y su producto final. Un resultado importante de su trabajo es la cuantificación de los límites superiores e inferiores de masa del producto de la colisión. Esta masa está restringida a un estrecho rango de  $0,4 M_{\odot}$  a  $0,65 M_{\odot}$ . Es importante enfatizar que este resultado no es sensible a la metalicidad.

Cuando las condiciones descritas por Han et al. (2002) ocurren en las trayectorias

calculadas con BSE, asumimos que ocurre la fusión. Suponemos que no hay pérdida de masa y por tanto la masa del producto es la suma de las masas de las dos HeWD al momento de la colisión. El resultado es una estrella aislada que está quemando He en su núcleo.

Cuando la ignición de He ocurre en el producto de la colisión, debemos asignar una temperatura efectiva y luminosidad a la estrella. Para hacer esto, realizamos una interpolación por masa en una base de datos construida para este propósito, a partir



**Figura 2.6:** DCM del cúmulo globular M30 (los datos fotométricos son parte del proyecto *Galactic Globular Cluster Treasure Project* (Milone et al., 2012)). En azul se muestra la HB y la AGB calculada por BaSTI, para una metalicidad  $Z = 0,002$ . En magenta la base de datos usada por BASSIC para asignar los parámetros físicos de las EHBs, la cual fue construida a partir de BaSTI.

de los valores arrojados por el paquete de trayectorias estelares e isócronas BaSTI (versión 5.0.1). BaSTI es una interfaz que utiliza las trayectorias de Pietrinferni et al. (2004, 2006) para crear una HB sintética que se ajusta a cualquier población vieja, dada la metalicidad. La construcción de las trayectorias estelares de Pietrinferni et al. (2004, 2006) están basadas en una concepción física realista y el ajuste de éstas con los sistemas estelares reales es sorprendente. En la Figura 2.6 se muestra el DCM del cúmulo globular M30. La HB y la AGB para una metalicidad  $Z=0,002$  calculadas con BaSTI se representa en color azul, en magenta la base de datos calculada a partir de BaSTI y utilizada por BASSIC para asignar las propiedades físicas de las EHBs, producto de la unión de 2HeWD.

La integración de las trayectorias de Pietrinferni et al. (2004, 2006) en nuestro modelo de síntesis de poblaciones binarias, es una contribución importante dado que los parámetros estelares para las estrellas EHBs, calculados a partir de estas trayectorias, están físicamente justificados y los resultados se ajustan muy bien a las observaciones.

Las temperaturas efectivas asignadas por BASSIC se restringen al rango que va entre 20000 K y 30000 K, mientras que las asignadas por Han et al. (2002) alcanzan valores tan altos como 45000 K, las cuales parecen ser más apropiadas para estrellas del BH. El origen de esta diferencia es que en nuestra base de datos construida con las trayectorias de Pietrinferni et al. (2004, 2006), no se incluyen los extremos de la distribución de masa del producto de la fusión de 2HeWD representada en la Figura 13 de Han et al. (2002), por tanto, el rango de masas para las EHB formadas a través del canal 2HeWD es más angosto en BASSIC. Para estrellas EHB formadas a través de los otros dos canales (RLOF, CE), usamos las temperaturas y luminosidades asignadas por el código BSE.

Al conjunto de trayectorias evolutivas calculadas de esta manera se designarán, de ahora en adelante, como BSE<sup>+</sup>, y serán utilizadas como ingrediente para la construcción de BASSIC.

## 2.3. Síntesis de isócronas

El método de síntesis de isócronas permite calcular, a partir de una serie de trayectorias evolutivas cuidadosamente seleccionadas, la posición de estrellas de la misma edad en el diagrama HR. Este método es extensamente utilizado en el desarrollo de modelos de síntesis de poblaciones estelares (Bruzual & Charlot 1993; Fioc & Rocca-Volmerange 1997; Maraston 1998; BC03).

A partir de las trayectorias evolutivas, que contienen los parámetros estelares en función del tiempo, se realiza una interpolación lineal de los valores  $\log L$  y  $\log T_{\text{eff}}$  de la estrella en el instante  $t'$ , que luego de unas simples operaciones matemáticas queda como:

$$\log L(t') = A_i \log(L_i) + (1 - A_i) \log(L_{i+1}), \quad (2.6)$$

donde

$$A_i = \frac{\log t_{i+1} - \log t'}{\log t_{i+1} - \log t_i}. \quad (2.7)$$

La edad de la estrella con luminosidad  $L_i$  se representa por  $t_i$ , con

$$t_i \leq t' < t_{i+1}. \quad (2.8)$$

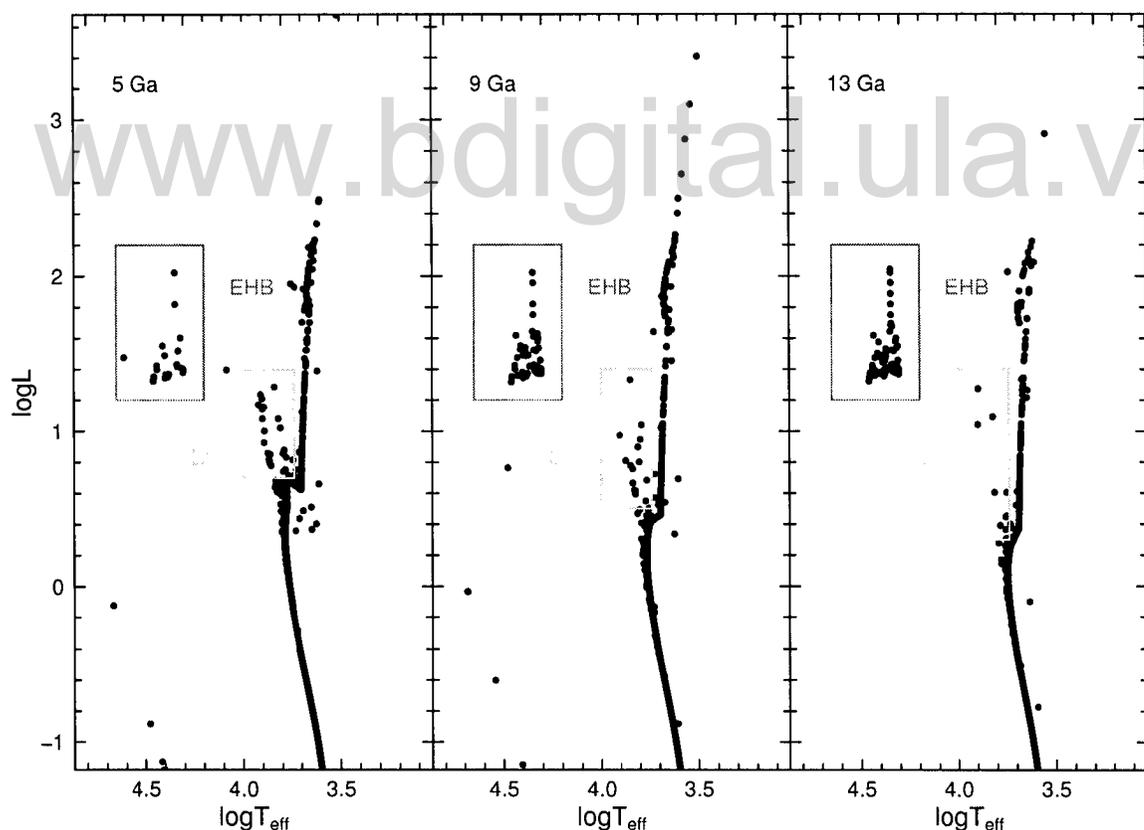
Este proceso se repite para cada una de las curvas sobre el diagrama HR. De manera análoga se realiza la interpolación de  $\log T_{\text{eff}}$ , para determinar los valores  $\log T_{\text{eff}}(t')$ . Sin olvidar que  $t'$  es la edad de la isócrona a calcular.

Para construir las isócronas en nuestro modelo, utilizamos las trayectorias BSE<sup>+</sup>. Al ser construidas con trayectorias que toman en cuenta procesos involucrados en la evolución de la interacción binaria, nuestras isócronas, por consiguiente, también contienen el resultado de esa interacción.

En estas isócronas están presente algunas estrellas atípicas. Un ejemplo de esto son las rezagadas azules (BSs). Las BSs son estrellas que se encuentran en la fase de quema

de H en el núcleo, pero su masa es mayor a la masa del TO, esto quiere decir que para la masa que tienen ya deberían haber salido de la secuencia principal, sin embargo siguen estando allí. Están localizadas arriba y corridas hacia el azul del TO en un DCM (ver Figura 2.7). Esto sugiere que las BSs se forman a través de un mecanismo que les permite permanecer más tiempo en la secuencia principal, a pesar de que para su edad deberían haber evolucionado. Hay dos posibles mecanismos de formación de BSs y ambos requieren de procesos que mantengan un reemplazo de H en el núcleo estelar mediante mezclado químico (e.g. Sigurdsson et al. 1994; McCrea 1964).

Una posibilidad es la coalición de dos estrellas de la secuencia principal para formar



**Figura 2.7:** Isócronas calculadas con BASSIC para edades de 5, 9 y 13 Ga, con metalicidad solar y asumiendo IMF de Chabrier 2003. Se puede notar la presencia de estrellas EHB (rectángulo magenta) y BS (rectángulo verde) incluso a la edad de 13 Ga.

una más masiva (Sigurdsson et al., 1994). Este mecanismo es importante en ambientes de alta densidad estelar. Si la densidad estelar es alta, aumenta la probabilidad de que dos estrellas en la MS, que además son las más numerosas, colisionen. Esto suele ser frecuente en el centro de los cúmulos globulares (Mapelli et al., 2006; Ferraro et al., 2009). Otro posible mecanismo es a través de transferencia de masa en un sistema binario (McCrea, 1964). Este último es el que se toma en cuenta en este trabajo, ya que no se considera la probabilidad de colisión entre dos estrellas aisladas producida en ambientes de alta densidad estelar.

La importancia de incluir apropiadamente las BSs en los modelos de síntesis de poblaciones estelares, radica en que han sido observadas en todo tipo de sistemas estelares: cúmulos globulares y abiertos (Milone et al., 2012; Sigurdsson et al., 1994; Cennaro et al., 2010; de Marchi et al., 2006), galaxias esferoidales enanas (Mapelli et al., 2009), galaxias esferoidales enanas ultra-débiles (Okamoto et al., 2012), galaxias elípticas y espirales, e incluso en nuestra propia Vía Láctea (Monachesi et al., 2011; Clarkson et al., 2011).

Otro aspecto importante de las isócronas calculadas en este trabajo, las cuales llamaremos isócronas *BASSIC*, es la presencia de las estrellas EHB. Es importante resaltar que las trayectorias evolutivas para estrellas aisladas, no alcanzan temperaturas tan altas en la HB como para ubicarse en la EHB, incluso a metalicidades bajas. En la Figura 2.7 se muestran las isócronas *BASSIC*. Es evidente en esta Figura que las estrellas EHB y BS están presentes en todas las edades. La existencia de estas estrellas es explicada naturalmente por la evolución de estrellas binarias interactuantes, a través de los procesos físicos involucrados en estos sistemas, que además se piensa que deben estar presentes en sistemas estelares reales, desde cúmulos hasta galaxias. Sin embargo, la posibilidad de la formación de estrellas EHB a través del canal 2HeWD es aún un tema de debate y esta hipótesis requiere de más soporte observacional y teórico.

## 2.4. Distribución espectral de energía

La distribución espectral de energía integrada sobre toda de la población estelar, se obtiene sumando los espectros de las estrellas que componen esa población en cada posición del diagrama HR, pesado por el número de estrellas en esa posición.

Por ejemplo, si  $n_{i,k}$  es el número de estrellas de masa  $M_i$  que pueblan el  $k$ -ésimo estado evolutivo, y si  $f_{i,k}(\lambda)$  representa la SED correspondiente a la estrella de masa  $M_i$  en el mismo estado evolutivo  $k$ , entonces, el espectro integrado de la SSP, pesado por la contribución de las estrellas que pueblan ese estado viene dado por:

$$F_{i,k}(\lambda, t) = n_{i,k}(t) f_{i,k}(\lambda), \quad (2.9)$$

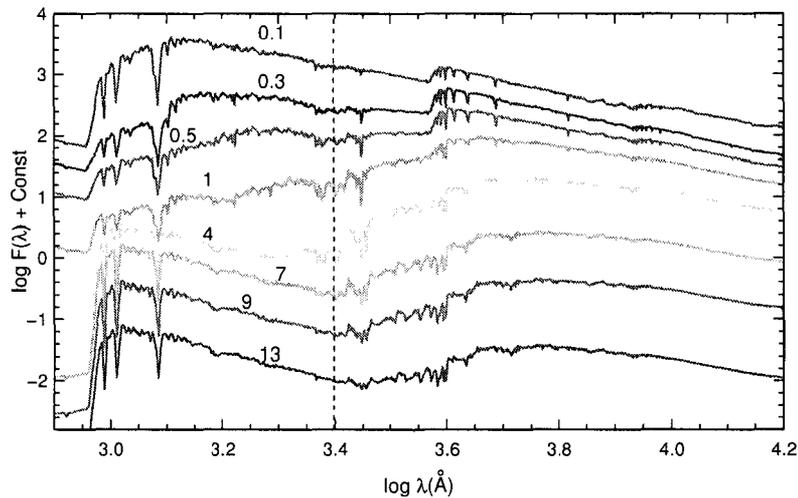
y la SED integrada sobre la población estelar total se representa como:

$$F(\lambda, t) = \sum_{i,k} F_{i,k}(\lambda, t). \quad (2.10)$$

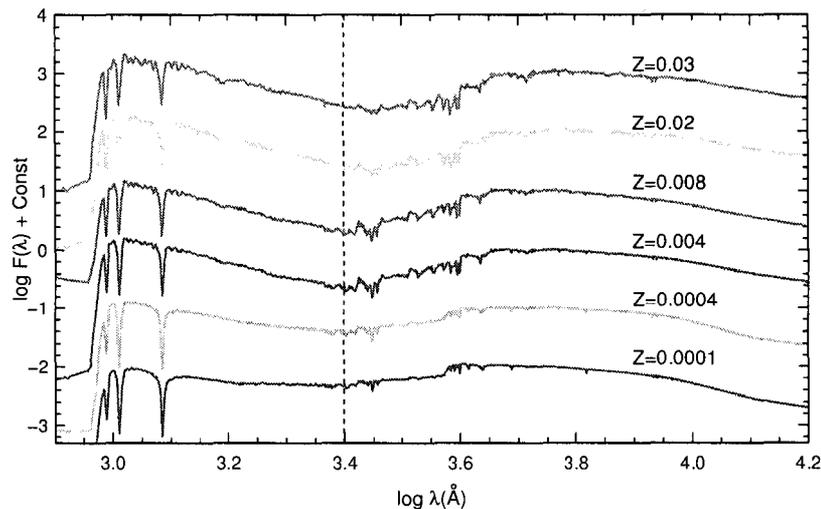
Para este trabajo utilizamos la biblioteca espectral BaSeL 3.1 (Westera et al., 2002), con la cual se asigna cada espectro  $f_{i,k}(\lambda)$ . Siendo  $n_{i,k}$  el número de estrellas dentro de un rectángulo descrito por intervalos de  $\log L$  y  $\log T_{eff}$  de la isócrona de edad  $t'$ , descrita sobre el diagrama HR. De esta manera se calculan las propiedades espectrofotométricas del modelo `BASSIC`.

Así, calculando la SED integrada de una población estelar, con una metalicidad específica, y con una IMF particular, se pueden obtener índices de detalles espectrales, magnitudes y colores de galaxias, cúmulos y otros sistemas estelares como función del tiempo.

Para entender con claridad la evolución de una SED se tiene que tener en cuenta cuáles son las poblaciones que dominan el espectro a determinadas edades. En la Figura 2.8 se muestra la evolución temporal del espectro de una SSP, a metalicidad solar, calculada con `BASSIC`. Para las edades más jóvenes la emisión UV está dominada por

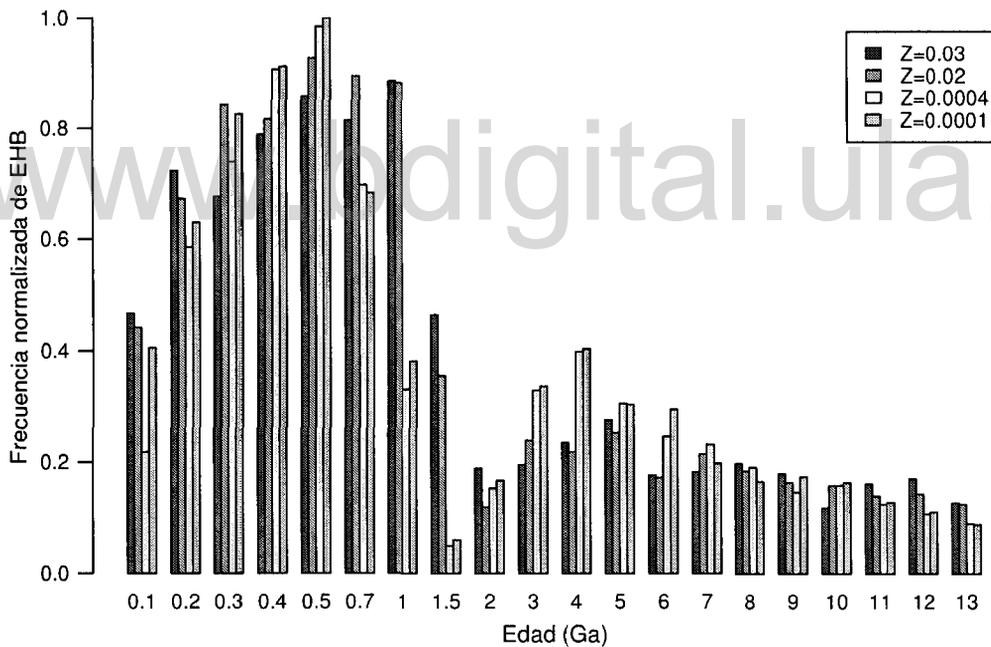


**Figura 2.8:** Evolución de la distribución espectral de energía de una SSP, de metalicidad solar, calculada con BASSIC. La línea vertical de trazos marca la posición  $\lambda = 2500 \text{ \AA}$ , por debajo de la cual está presente el exceso UV en las poblaciones más viejas. La edad indicada cerca de cada espectro está en unidades de Ga.



**Figura 2.9:** SED de SSP de diferentes metalicidades a la edad de 12 Ga. El espectro ha sido corrido en la dirección vertical para tener una mayor claridad. Se puede notar el aumento en el flujo de energía para  $\lambda \lesssim 2500 \text{ \AA}$  (línea vertical de trazos), el cual es producido por la contribución de las estrellas EHB y está presente en todas las metalicidades.

las estrellas masivas de la MS, que viven muy poco (0,01-0,2 Ga) y evolucionan rápidamente abandonando la MS, causando una caída en el flujo de energía para longitudes de onda UV. A edades más viejas que 1 Ga, la evolución de los sistemas binarios comienza a formar estrellas EHB a través del mecanismo 2HeWD. A pesar de que estas estrellas se forman desde tempranas edades mediante los otros dos canales (CE y RLOF), su presencia en el espectro integrado de la población no es evidente, debido a que las estrellas masivas de la MS son hasta 100 veces más brillantes y más numerosas que las estrellas EHB y, por lo tanto, dominan el espectro. Cuando estas estrellas jóvenes y masivas dejan la MS, las estrellas EHB son las responsables de la emisión de energía en el rango UV del espectro electromagnético.



**Figura 2.10:** Número normalizado de estrellas EHB producidas a diferentes edades para diferentes metalicidades.

Las trayectorias evolutivas calculadas a partir de BSE muestran el comportamiento esperado para diferentes metalicidades estelares, por ejemplo, los tiempos de vida aumentan con la metalicidad. La evolución en la fase RGB de las estrellas aisladas de baja masa determina la posición de la estrella en la HB. Para una una masa inicial

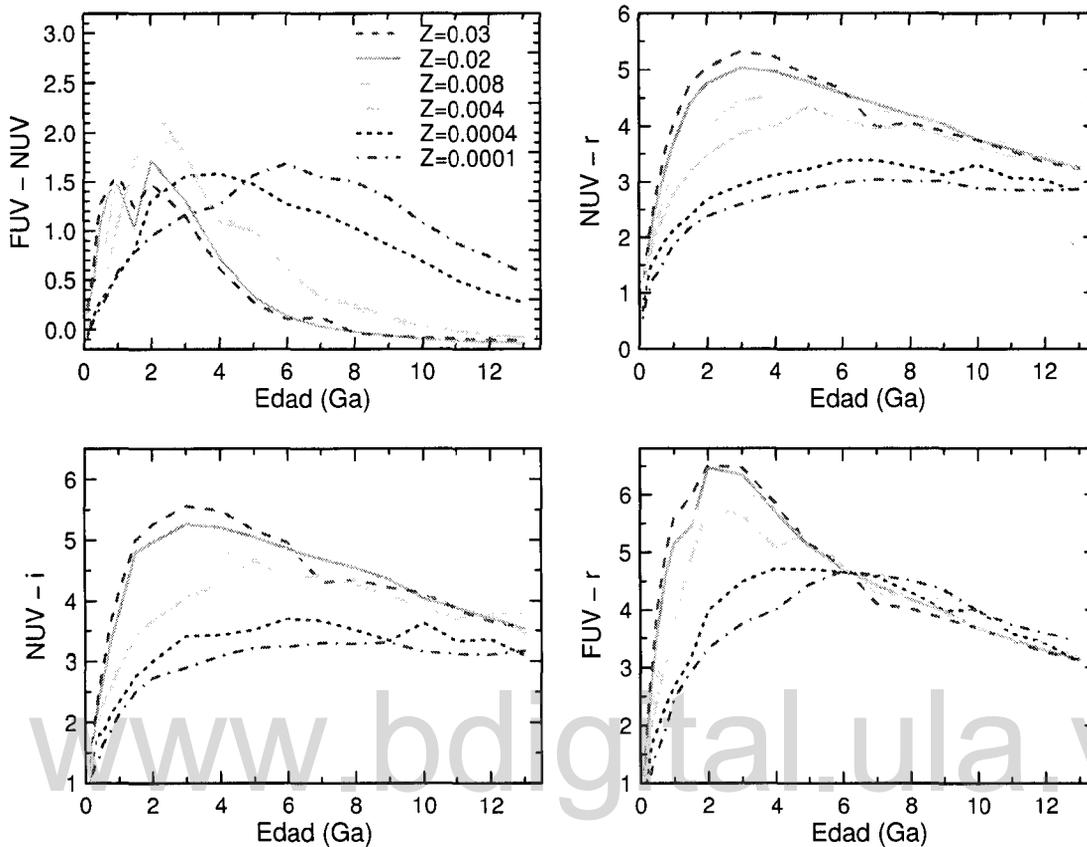
fija, las estrellas de baja metalicidad evolucionan hacia regiones más calientes de la HB luego del flash de He. Sin embargo, bajo el escenario que considera la evolución de sistemas binarios, la formación de estrellas EHB depende mayormente de los parámetros orbitales del par binario y no de la metalicidad, de esta forma, el número de estrellas EHB presente en una población estelar, no debe depender de la metalicidad (Han et al., 2007).

En la Figura 2.10 se muestra la frecuencia de EHBs como función del tiempo para cuatro valores de  $Z$  (0,3, 0,2, 0,0004 y 0,0001). Se observa que no existe una tendencia en el número de EHBs en función de la metalicidad para una edad dada. Las diferencias se producen por fluctuaciones estadísticas y no por efectos reales de la influencia de la metalicidad en la evolución estelar. Esto ha sido reportado previamente por Han et al. (2002, 2007).

En la Figura 2.9 se muestra el comportamiento de la SED de un conjunto de SSPs de diferentes metalicidades a la edad de 12 Ga. La contribución de las estrellas EHB en el flujo UV se ve claramente en todas las metalicidades.

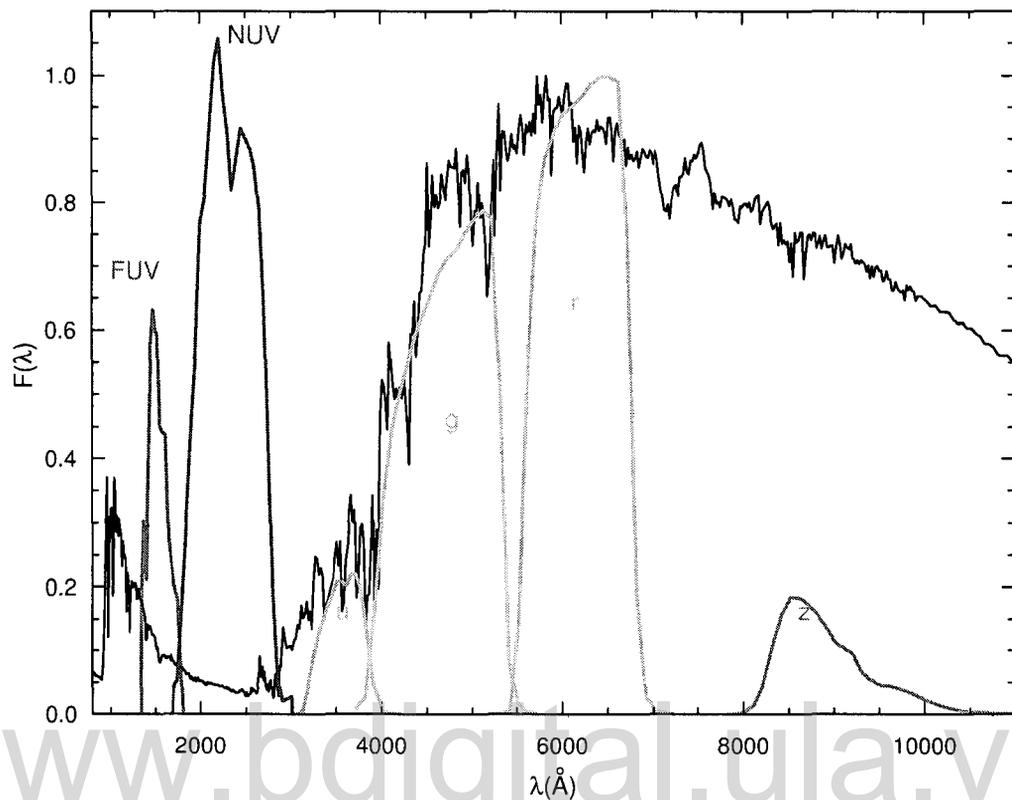
En la Figura 2.11 se muestra una comparación de la evolución en el tiempo de los colores UV-visible predichos por `BASSIC` para un conjunto de SSPs de diferentes metalicidades. Los colores aquí mostrados tienen un propósito específico: son ampliamente utilizados para estudiar las propiedades derivadas a partir de la intensidad del flujo de energía en la región UV del espectro de galaxias u otros sistemas estelares. De ahí se puede medir la relación entre este y parámetros físicos como, por ejemplo, la historia de formación estelar, la extinción, y las poblaciones que están presentes en el sistema. Para nuestro trabajo son de vital importancia ya que sirven de base para estudiar el UVX en galaxias elípticas, que forma parte de este trabajo, y que se analizará en el Capítulo 4

Las magnitudes UV se calcularon a partir de la curva de transmisión de los filtros



**Figura 2.11:** Evolución temporal de los colores UV-visible de SSPs de diferentes metalicidades. Se puede notar que aunque la presencia de estrellas EHB es independiente de la metalicidad, la existencia de una HB extendida en las poblaciones de baja metalicidad, produce un incremento en el flujo NUV y hace que el color FUV-NUV sea menos azul que para las SSPs de alta metalicidad.

utilizados por el telescopio espacial *GALEX* (Galaxy Evolution Explorer). El filtro NUV (UV cercano) cubre un rango de longitudes de onda comprendido entre 1750 Å y 2800 Å, esta banda fotométrica está centrada en 2267 Å. En el UV lejano, la banda FUV tiene un ancho de 268 Å, de 1350 Å a 1750 Å y está centrada en 1516 Å (para más información de la calibración fotométrica y diseño de los filtros de *GALEX* leer Martin et al. 2003). La banda *r* corresponde a la banda fotométrica del *SDSS* (Sloan Digital Sky Survey) centrada en 6231 Å, que corresponde a la región visible del espectro. En la Figura 2.12 se muestra la curva de respuesta de los filtros FUV y NUV del *GALEX*,

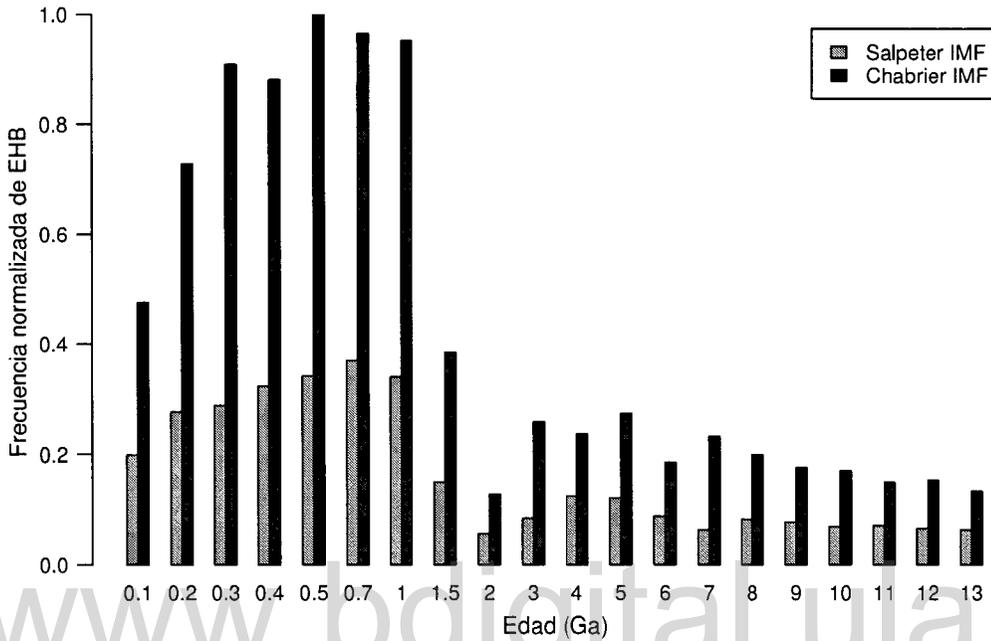


**Figura 2.12:** Curva de respuesta de los filtros FUV, NUV (*GALEX*) y *u,g,r,z* del *SDSS*. Por comparación se muestra un espectro sintético calculado con *BASIC*, y que representa una ETG con exceso UV típico.

y *u,g,r,z* del *SDSS*. Por referencia, se muestra también un espectro sintético típico de una ETG con UVX.

Los cuatro colores mostrados en la Figura 2.11, construidos con las magnitudes arriba descritas, muestran la tendencia de que se vuelven azules conforme la edad de la población aumenta. El comportamiento del color FUV-NUV es sumamente importante. A edades viejas, este color está dominado por estrellas EHB y se vuelve azul para las metalicidades mostradas en la Figura 2.11. En las poblaciones con las dos metalicidades más bajas, la presencia de la HBB contribuye al flujo en el filtro NUV, eso hace que el color FUV-NUV sea menos azul si se compara con metalicidades más altas.

## 2.5. La IMF y la formación de EHBs



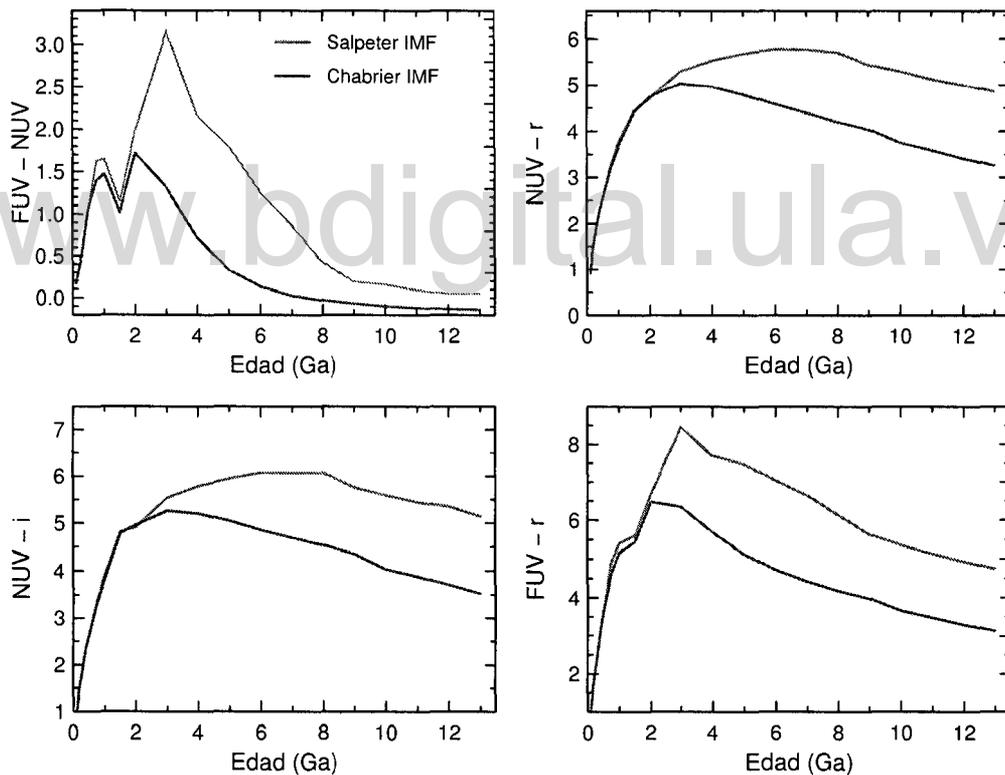
**Figura 2.13:** Frecuencia de EHBs presente en una SSP en función de la edad, entre 0,1 y 13 Ga, a  $Z = Z_{\odot}$ . Se puede observar que si la distribución de masas iniciales de la población sigue la parametrización de Chabrier (2003), el número total de EHBs presente en la población es mayor, independientemente de la edad.

Es interesante examinar como la evolución fotométrica y espectral de una SSP está influenciada por la IMF.

En la Sección 2.1.1 se dijo que para masas menores a  $1 M_{\odot}$ , la distribución de Salpeter (1955) sobreestima el número de estrellas con respecto a la de Chabrier (2003). Dado que el número de estrellas usadas para poblar ambas funciones es el mismo, es de esperar que hayan más estrellas con masa mayor a  $1 M_{\odot}$  en la IMF de Chabrier (2003), como es mostrado en la Figura 2.1. Puesto que la fracción de binarias cambia con el tipo espectral, según la Tabla 2.1, es de esperarse que el número total de binarias cambie y, con esto, la frecuencia de estrellas EHB.

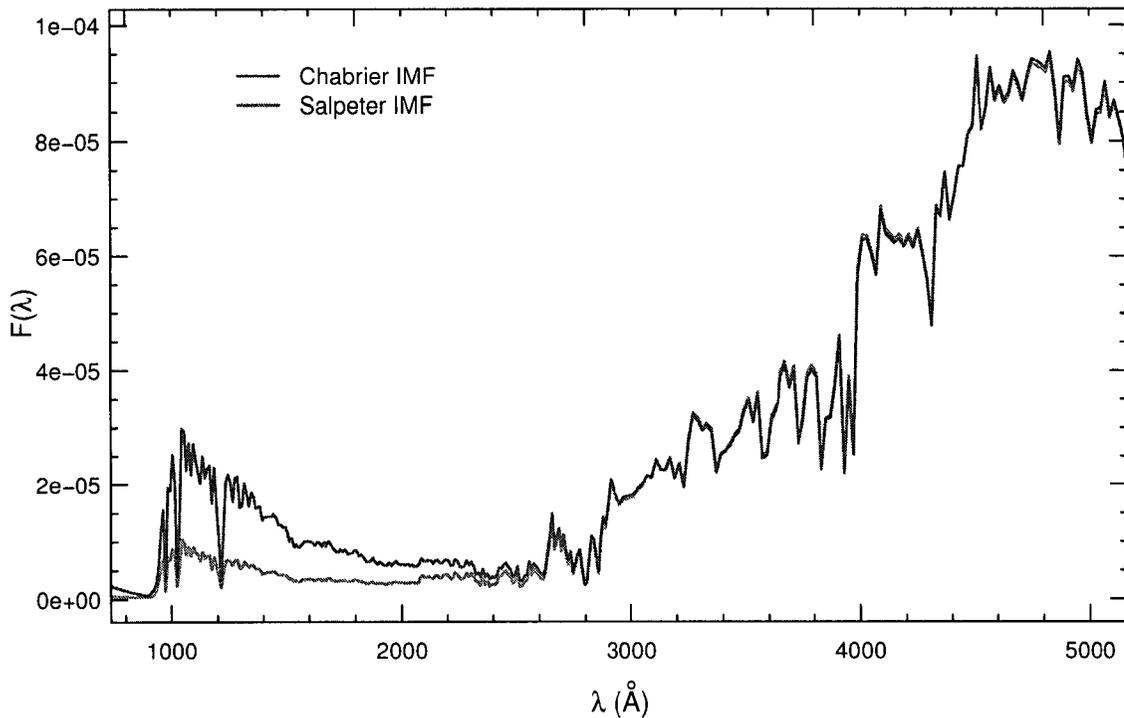
Efectivamente, si se cuantifica la fracción de binarias para ambas IMF, resulta que si se utiliza la IMF de Salpeter (1955) la fracción de binarias total es de  $\sim 4,6\%$ , contra un  $\sim 51,7\%$  que predice la IMF de Chabrier (2003).

Con la finalidad de estudiar si la fracción de binarias total predicha por ambas IMF influye en las propiedades integradas de la población, medimos el número de estrellas EHB presente en una SSP, a diferentes edades, con ambas IMF. Esto es representado en la Figura 2.13, donde se puede observar que, independientemente de la edad, es una tendencia producir más EHB si la IMF sigue la parametrización de Chabrier (2003).



**Figura 2.14:** Evolución fotométrica de una SSP a  $Z = Z_{\odot}$ , empleando diferentes IMF: Salpeter (1955) y Chabrier (2003). Para un mismo color y a una misma edad, la SSP calculada con la IMF de Chabrier (2003) es más azul.

Este hecho implica que la evolución fotométrica de una SSP está directamente relacionada con la IMF empleada. Esto se puede observar en la Figura 2.14, donde se



**Figura 2.15:** Espectro de una SSP a metalicidad solar ( $Z = Z_{\odot}$ ), calculado para una edad de 5 Ga. En la región UV del espectro ( $\lambda < 2500 \text{\AA}$ ) se observa que el incremento en el flujo de energía es mayor si se utiliza la IMF de Chabrier (2003).

representa la evolución en el tiempo de los colores FUV-NUV, NUV- $r$ , NUV- $i$ , FUV- $r$ . Claramente se observa que a partir de  $\sim 1,5 - 2$  Ga, cuando la contribución de las EHB en longitudes de onda UV se vuelve importante, se bifurcan los resultados y se marca la diferencia entre las dos IMF. Para un mismo color y a una misma edad, la SSP calculada con la IMF de Chabrier (2003) es más azul. Esto se debe, principalmente, a que en la región UV del espectro ( $\lambda < 2500 \text{\AA}$ ), el flujo de energía es mayor si se emplea la IMF de Chabrier (2003), como se observa en la Figura 2.15.

Con estos resultados se puede inferir que la intensidad del flujo de energía en longitudes de onda UV, originado por la presencia de estrellas EHB, está directamente influenciado por la forma de la IMF. Esta oración trae implicaciones directas en otro tópico muy discutido actualmente en la astronomía: la universalidad de la IMF. Aun-

que hay indicios de que la IMF puede no ser universal (Kroupa, 2001), no es nuestro objetivo cuantificar las variaciones de la IMF, tampoco establecer una universalidad o refutarla, sino poner límites a las predicciones de los parametros observacionales hechas por el modelo, que será de utilidad al comparar con sistemas estelares reales.

## 2.6. Comparación con otros trabajos

Muchos de los modelos de síntesis de poblaciones estelares disponibles en la literatura (Fioc & Rocca-Volmerange, 1997; Leitherer et al., 1999; Bruzual & Charlot, 2003; Maraston, 2005) utilizan trayectorias evolutivas de estrellas aisladas, por lo tanto, no describen la evolución de estrellas binarias, que se sabe deben estar presentes en todas las poblaciones estelares. A pesar de eso, estos modelos reproducen sorprendentemente bien todos los aspectos fundamentales de las poblaciones, por ejemplo, el espectro de la mayoría de las galaxias que han sido observadas. Esto ha sido un argumento a favor de la idea de que la contribución de las estrellas binarias es irrelevante a la hora de modelar la evolución espectral de galaxias.

Sin embargo, con el descubrimiento de las estrellas BS (Sandage, 1953) y los indicios de que puede existir una relación entre las estrellas EHB y el exceso UV en ETGs (en O'Connell 1999 se puede leer una extensa revisión de este tópico), juntamente con el hecho de que estos tipos de estrella pueden ser producto de la interacción entre las componentes de un sistema binario, son dos de las razones por las cuales la inclusión de los sistemas binarios en los modelos de síntesis de poblaciones estelares ha venido tomando auge en los últimos años.

En la última década han habido avances importantes<sup>1</sup> que han servido como he-

---

<sup>1</sup>Por ejemplo, el desarrollo de las trayectorias de sistemas binarios por Hurley et al. (2002) y los modelos de las vías de formación de estrellas EHB por Han et al. (2002, 2003)

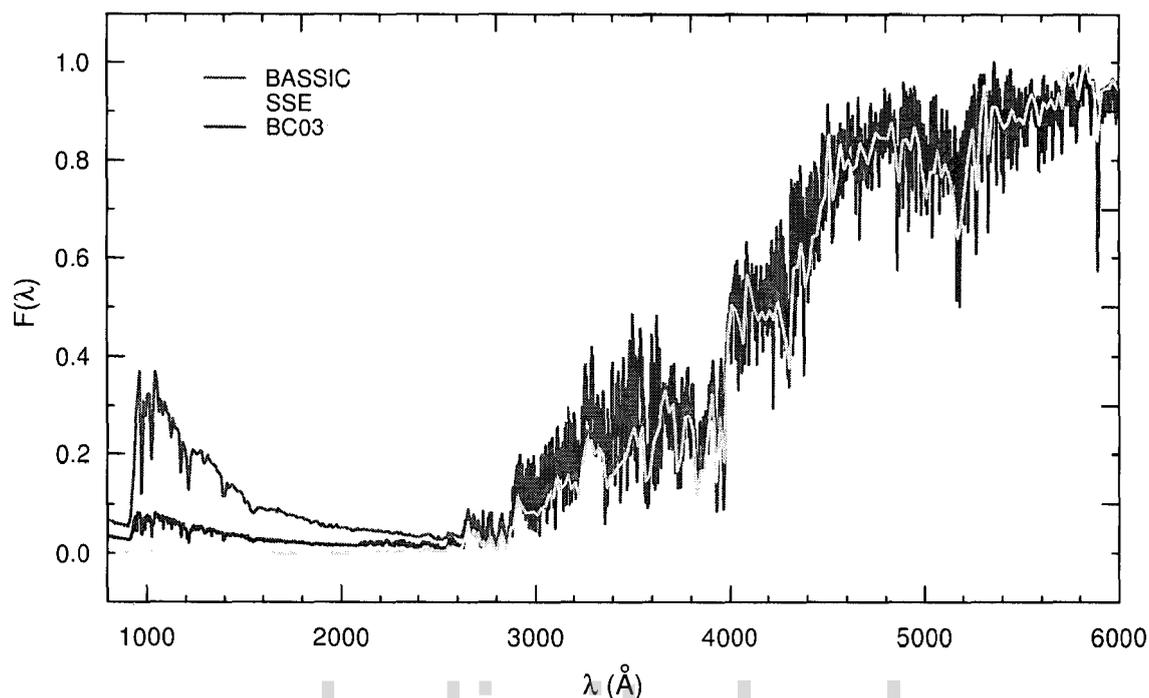
ramienta para introducir la evolución de los sistemas binarios en los modelos y han permitido que esta área de investigación se vaya fortaleciendo.

Tanto en los modelos estándar de síntesis de poblaciones estelares, como en aquellos que han intentado incluir estrellas binarias, los ingredientes utilizados cambian, por consiguiente, es de esperarse que existan algunas diferencias entre estos modelos y BASSIC.

### 2.6.1. Comparación con modelos de evolución aislada

Primeramente, haremos la comparación de BASSIC con modelos que no incluyan estrellas binarias. Es de esperar que los modelos estándar difieran de los modelos de evolución binaria, ya que utilizan diferentes trayectorias. En los primeros no están incluidos algunas fases de evolución que se dan lugar cuando la interacción entre las estrellas es importante, por ejemplo, las BS. Sin embargo, al compararlos señalaremos cuales son los detalles en las propiedades integradas de las poblaciones estelares, en los que la interacción de pares binarios contribuye significativamente.

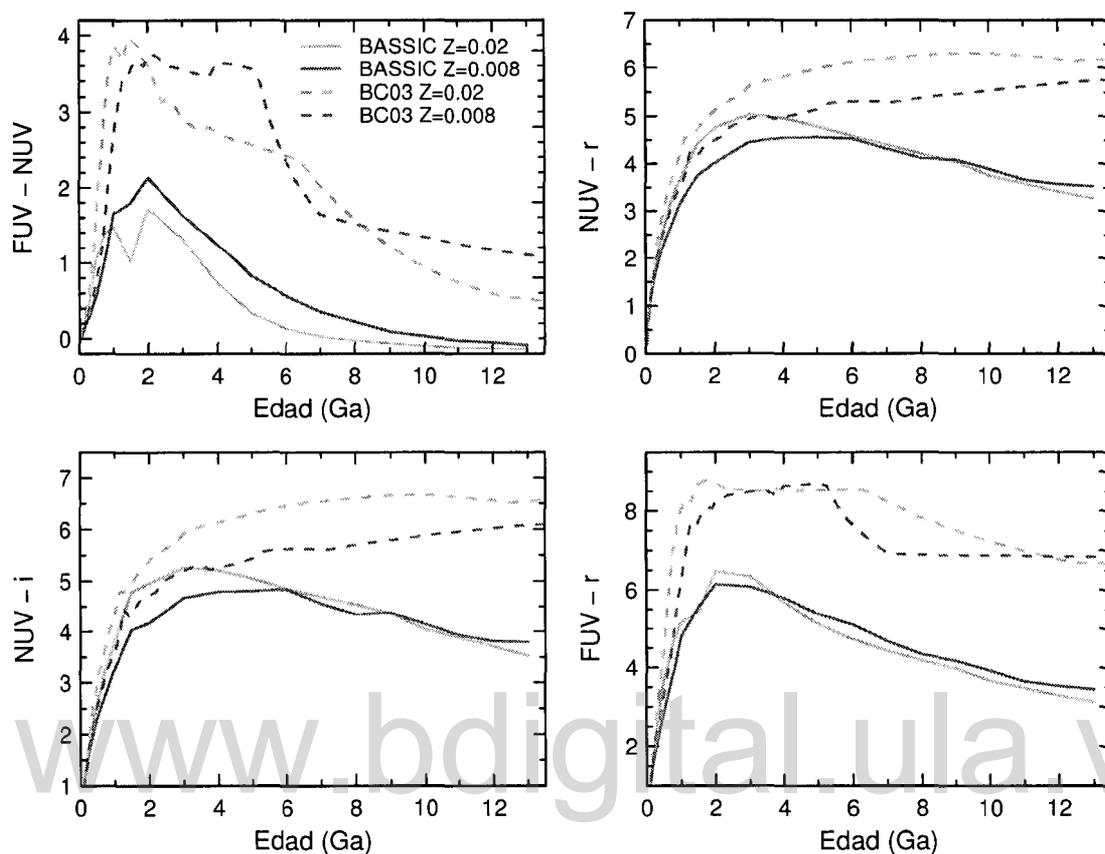
En la Figura 2.16 está representado el espectro de una población de 12 Ga calculado con tres códigos diferentes: BASSIC, utilizando las trayectorias BSE<sup>+</sup> (rojo); BASSIC, utilizando las trayectorias SSE (amarillo); y el modelo BC03 que no toma en cuenta interacción binaria (azul). En esta Figura se ve claramente que se presenta un incremento en el flujo de energía para longitudes de onda menores a  $\sim 2500 \text{ \AA}$  en el espectro calculado con BASSIC, debido a la presencia de estrellas EHB. Esta comparación es abrupta si se observa el espectro calculado con las trayectorias calculadas con SSE, el cual es completamente plano en este rango de longitudes de onda. En el espectro calculado con el modelo BC03, se observa un modesto aumento en el flujo UV, este es debido a la contribución de las estrellas centrales de nebulosas planetarias (CSPNe) que están incluidas en BC03, pero no en los otros dos.



**Figura 2.16:** SED a metalicidad solar para una población de 12 Ga calculado con tres códigos de síntesis de poblaciones estelares diferentes. De arriba a abajo en la región UV: (a) BASSIC, (b) BC03 y (c) SED correspondiente al calculado con las trayectorias SSE. (a) incluye y (b,c) ignora la evolución de estrellas binarias.

La Figura 2.17, es análoga a la Figura 2.11, pero compara la evolución en el tiempo de los colores UV-visible calculados con BASSIC, a metalicidades de  $Z = 0,008$  y  $0,02$ , y los predichos por BC03 para esas mismas metalicidades. La evolución temporal de los colores NUV- $r$  y NUV- $i$ , muestran que con BC03 permanecen rojos al ser la población vieja, mientras que al calcularlos con BASSIC se hacen más azul con la edad. Para 13 Ga la diferencia es hasta de dos magnitudes. En los colores que involucran la magnitud FUV, el modelo BC03 también se vuelve más azul con la edad, debido a la aparición de las CSPNe, pero mucho menos comparado con BASSIC, dominado por las estrellas EHB en ese rango de longitudes de onda.

A la vista de estas comparaciones, se puede decir que las estrellas EHB contribuyen



**Figura 2.17:** Comparación de la evolución de los colores UV-visibles para  $Z=0,02$  y  $Z=0,008$  calculados con BASSIC y BC03. Las CSPNe dominan el flujo UV en el modelo BC03 a edades tardías y hace que los colores sean más azules conforme avanza la edad, sin embargo no son tan azules como los colores calculados con BASSIC, para el cual son las estrellas EHB las que dominan la emisión en ese rango de longitudes de onda.

significativamente en la región UV del espectro, especialmente en poblaciones viejas, ya que son estas estrellas evolucionadas las que tienen la temperatura necesaria para emitir en longitudes de onda menores a  $2500 \text{ \AA}$ . En poblaciones con edad  $\lesssim 0,5 \text{ Ga}$  esto no es tan evidente debido a que las estrellas calientes de la MS (tipo espectral O-B), que están presentes a esas edades, también emiten en esas longitudes de onda.

Es importante establecer bajo cuales escenarios es importante el efecto de las binarias interactuantes. Como se puede deducir en esta Sección, en las poblaciones viejas este

efecto se torna relevante.

## 2.6.2. Comparación con modelos de evolución binaria

A pesar de que en los últimos años la implementación de la evolución de los sistemas binarios en los modelos de síntesis de poblaciones estelares y la mejora en las trayectorias binarias ha ido en aumento, este último sigue siendo un punto débil dada la escasez de este ingrediente tan importante. En la actualidad hay pocos modelos en la literatura similares al desarrollado en este trabajo y la mayoría no tiene acceso público.

En esta Sección haremos una revisión de los autores que han incluido sistemas binarios en los modelos de síntesis de poblaciones estelares, al tiempo que resaltaremos las conclusiones más importantes, el método implementado por cada una de estas colaboraciones, y los puntos claves asociados con el objetivo de este trabajo.

El modelo desarrollado por Zhang et al. (2004, 2005b) también implementa las trayectorias de Hurley et al. (2002) con la finalidad de seguir la evolución de estrellas binarias. Sin embargo, nosotros adoptamos los valores por definición de los parámetros físicos que dominan los canales RLOF y CE en las trayectorias de calculadas por BSE y las usadas por BASSIC (que además incluyen el canal de formación de 2HeWD y usa BaSTI para asignar los parámetros físicos del producto de este).

Para BASSIC, el parámetro de eficiencia del CE es tomado como 3,0, el coeficiente de la tasa de pérdida de masa de Reimers ( $\eta$ ) se asume como 0,5 y el parámetro que involucra la eficacia del efecto de las fuerzas de marea es tomado como 0,0. Utilizamos estos valores porque han sido probados por Hurley et al. (2002) y han llegado a la conclusión de que son los más apropiados para simular sistemas reales normales. Zhang et al. (2004, 2005b) usan un conjunto diferente de valores, haciendo que la eficiencia de la transferencia de masa durante RLOF y CE sea menor.

Además utilizan una biblioteca espectral diferente: BaSeL 2.2 (Lejeune et al., 1998). Mientras que para `BASSIC` utilizamos la biblioteca espectral BaSeL 3.1 que ha sido calibrada en color, independientemente para diferentes metalicidades (Westera et al., 2002), lo que hace desaparecer algunas discontinuidades en la relación color-temperatura de estrellas frías que se encuentran en BaSeL 2.2.

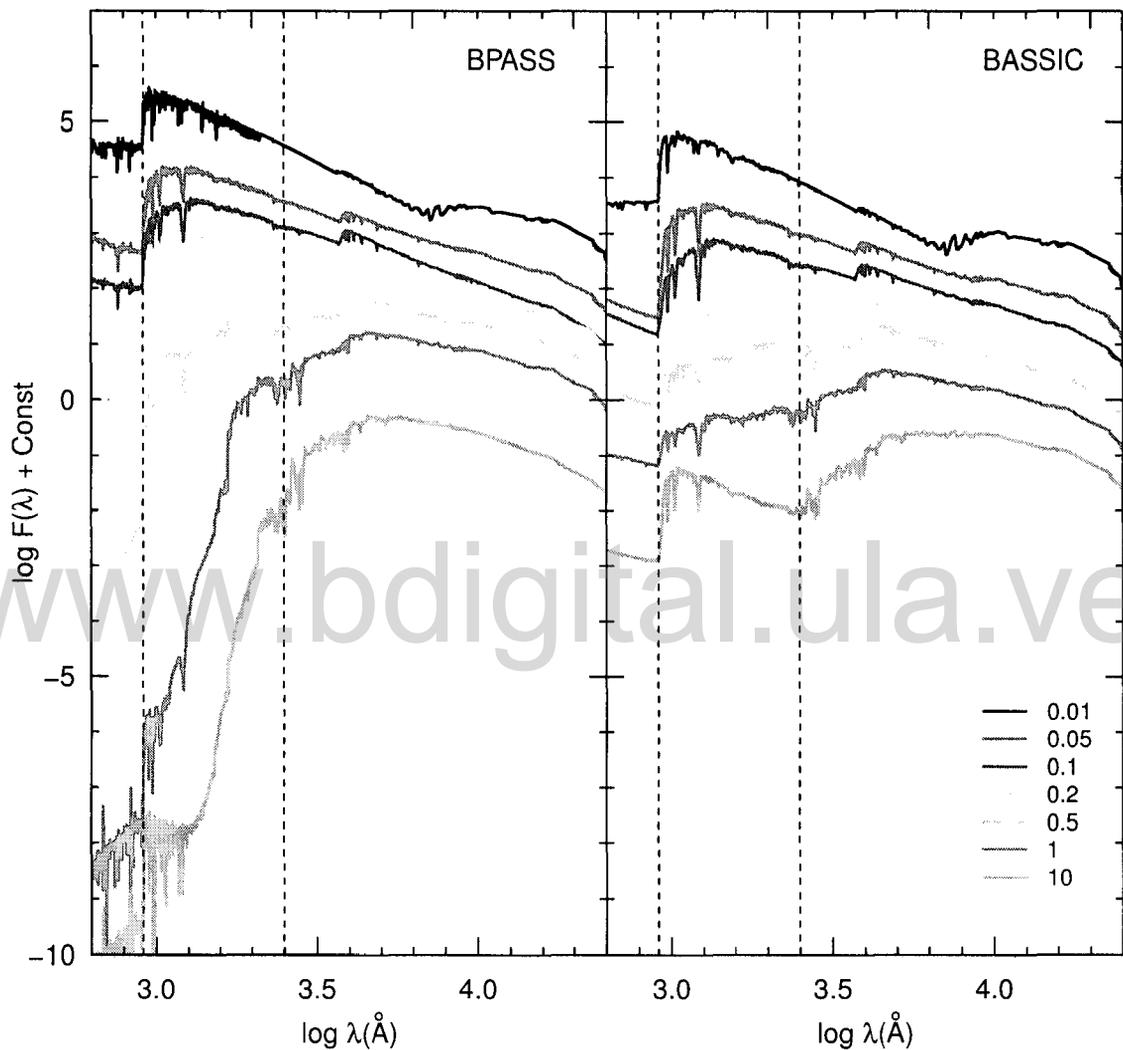
Li & Han (2008) también utilizan las trayectorias de Hurley et al. (2002) para su modelo, pero asumen que la fracción de binarias es de 50% para todos los tipos espectrales, por lo que consideramos nuestra aproximación de distribución de períodos orbitales y fracción de binarias respaldada observacionalmente, haciendo nuestro modelo más realista. El método utilizado por Li & Han (2008) para calcular las isócronas también difiere del nuestro. Ellos hacen una aproximación estadística calculando diferencias entre isócronas binarias y aisladas, añadiendo luego las propiedades de estas diferencias al cálculo de las propiedades integradas de la población. Además examinan con más detalle los rangos espectrales visible y NIR y calculan los valores de anchos equivalentes para los índices Lick.

Por otro lado, el código The Binary Population and Spectral Synthesis `BPASS` de Eldridge et al. (2008); Eldridge & Stanway (2009a); Eldridge et al. (2011), sigue la evolución de estrellas masivas rotantes en sistemas binarios (Eldridge & Stanway, 2009b) de acuerdo con sus propias trayectorias evolutivas, incluyendo la modelización del gas interestelar que rodea las estrellas. Su objetivo principal es estudiar los cambios en el tiempo de vida de las estrellas masivas debido a la pérdida de masa inducida por la interacción binaria.

Una conclusión importante de `BPASS` es que puede aumentar el número de estrellas Wolf-Rayet (WR)<sup>2</sup> si se incluyen sistemas binarios en las poblaciones (Eldridge et al., 2008). Esto es evidente cuando la población es joven, ya que las WR solo viven algunos

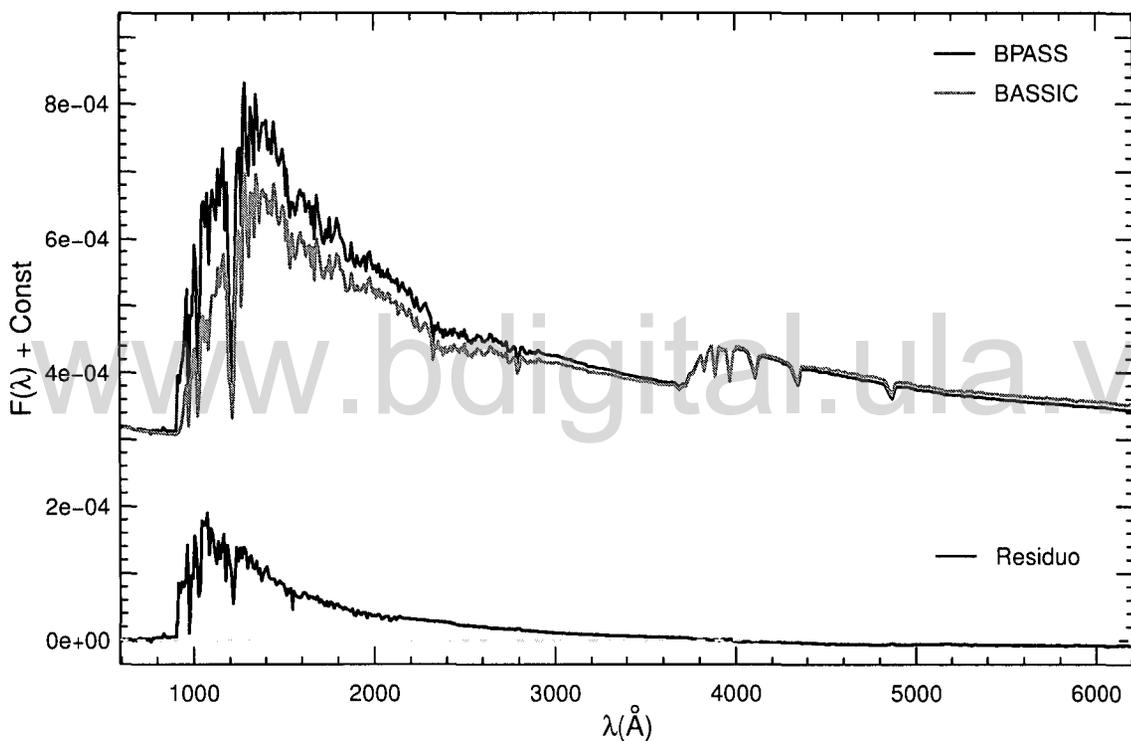
---

<sup>2</sup>Las estrellas WR son estrellas jóvenes, de más de  $20 M_{\odot}$ , que están perdiendo masa rápidamente debido a fuertes vientos estelares.



**Figura 2.18:** Comparación de espectros de SSP a diferentes edades calculados tanto con BASSIC como por BPASS. El flujo de energía en el rango UV de los espectros a edades mayores a 1 Ga tienen una baja intensidad para aquellos calculados con BPASS, sin embargo con BASSIC se observa un aumento en el flujo para esas longitudes de onda y a esas edades. La región UV está encerrada por las líneas a trazos.

millones de años. En la Figura 2.18 comparamos los espectros calculados con BASSIC a edades entre 0,01 y 10 Ga, con los espectros calculados con BPASS para esas mismas edades. Aquí se puede notar que la mayor diferencia entre estos modelos se da en poblaciones viejas (a partir de 1 Ga), donde los resultados de ambos modelos se bifurcan. El flujo UV en los espectros (región encerrada por las líneas a trazos en la Figura 2.18) tiene una baja intensidad para aquellos calculados con BPASS, sin embargo con BASSIC se observa un aumento en el flujo para esas longitudes de onda y a esas edades.



**Figura 2.19:** Espectro calculado con BASSIC (rojo) y BPASS (azul) a 0,01 Ga. Se puede observar que el espectro calculado con BPASS tiene un incremento en el flujo de energía para  $\lambda \lesssim 2500 \text{ \AA}$ . Este es debido al aumento del número de WR, que no está considerado en BASSIC. La línea negra en la parte de abajo de la figura indica el residuo del flujo de energía en función de la longitud de onda (residuo=BPASS-BASSIC)

Yendo a más detalles, en la Figura 2.19 comparamos el espectro de una población a 0,01 Ga de edad, calculado con ambos modelos. En la Figura 2.18 no es evidente un cambio sustancial entre los dos modelos a 0,01 Ga, sin embargo, en la Figura 2.19 se observa una ligera diferencia: para el espectro calculado con BPASS, el flujo de energía para longitudes de onda UV es mayor, debido al aumento en el número de WR, que no está considerado en BASSIC.

Aunque ambos modelos incluyen interacciones binarias, nuestro objetivo es diferente al abordado por los autores de BPASS, ya que mientras ellos estudian estrellas masivas en poblaciones jóvenes, nosotros analizamos la influencia de las estrellas EHB en el rango UV del espectro de las poblaciones viejas.

Los modelos existentes en la literatura y mencionados previamente buscan alcanzar objetivos diferentes a los nuestros, por tanto, comparar nuestro modelo con cualquiera de los códigos ya existentes (BPASS, Zhang et al. (2005b) o Li & Han (2008)) es un ejercicio que carece de significancia. Sin embargo, tratar de establecer alguna relación entre los modelos para darle universalidad a la influencia de la existencia de los sistemas binarios en las propiedades de los sistemas estelares, es un importante y extenso ejercicio, ya que se estudiaría el mismo proceso que gobierna diferentes problemas.

### 2.6.3. Comparación con las observaciones

Con la finalidad de probar la veracidad de un modelo, es necesario comparar este con observaciones de sistemas estelares reales con diferentes propiedades. También se había mencionado previamente que, tanto las BSs como las estrellas EHBs, son observadas en la mayoría de los sistemas estelares, tanto cúmulos abiertos, globulares, galaxias satélites de la Vía Láctea, incluso en la propia Vía Láctea y galaxias en el universo local. En este último caso, no se ha podido resolver este tipo de objetos, pero sí hay evidencia observacional que las estrellas EHB que, como se vió en este capítulo, influyen

considerablemente en el rango UV del espectro en poblaciones viejas, están presente en las galaxias elípticas.

En atención a lo dicho anteriormente, es necesario establecer un conjunto de sistemas estelares con diferentes características para poner a prueba las predicciones de BASSIC y determinar las ventajas y los límites establecidos por el modelo.

Una de las limitantes de BASSIC es que no se puede aplicar el modelo a cúmulos globulares. Esto se debe a que la dinámica interna de estos sistemas es extremadamente complicada debido a la alta densidad estelar. En estos ambientes extremos, los sistemas binarios constantemente son destruidos y formados nuevamente con otras características, esto cambia la tasa de ocurrencia y el canal de formación de algunos objetos estelares incluidos en este trabajo. Hasta el momento, BASSIC no incluye la probabilidad de encuentros estelares y de formación y rompimiento de nuevos sistemas y las escalas de tiempo que permitan que se formen (o se prevenga la formación) de los objetos estudiados en este trabajo.

Sin embargo, un buen escenario real para probar nuestro modelo es el exceso UV que se observa en galaxias elípticas y que se abordará en el Capítulo 4. Antes de abordar este tópico, también veremos, en el Capítulo 3, como nuestro modelo reproduce satisfactoriamente las características fundamentales del cúmulo abierto NGC 6791. Ambos Capítulos, completamente independientes, mostrarán el aporte introducido por BASSIC en la teoría de formación y evolución de estos sistemas estelares.

---

## Capítulo 3

### NGC 6791

NGC 6791 es un cúmulo abierto de la Vía Láctea que presenta algunos detalles particulares: (*a*) escasez de estrellas RGB (Kalirai et al., 2007), (*b*) bimodalidad en la distribución de masas en la secuencia de enfriamiento de WD (Kalirai et al., 2007; Bedin et al., 2008b) y (*c*) bimodalidad en morfología de la HB (Buzzoni et al., 2012). Se ha pensado que todas estas particularidades son producidas por un mecanismo que aumenta la tasa de pérdida de masa en la fase RGB. Además hay indicios de que este cúmulo presenta una fracción considerable de estrellas binarias (Bedin et al., 2008b; Stello et al., 2011). Esto hace posible que el origen de estas peculiaridades esté relacionado con la evolución de un gran número de sistemas binarios presentes en el cúmulo.

Dadas estas características, NGC 6791, se convierte en un buen candidato para poner a prueba nuestro modelo de síntesis de estrellas binarias, BASSIC.



**Figura 3.1:** NGC 6791 es uno de los cúmulos abiertos más viejos y de mayor tamaño conocidos. Usualmente, los cúmulos abiertos contienen algunos cientos de estrellas con edad  $\lesssim 1$  Ga, sin embargo, NGC 6791 contiene miles de estrellas de 8 Ga aproximadamente. Además, la cantidad de elementos pesados es relativamente alta comparada con la mayoría de los cúmulos de este tipo. Esto hace de NGC 6791 uno de los cúmulos abiertos más estudiados. Créditos: <http://apod.nasa.gov>.

### 3.1. El cúmulo

El cúmulo abierto NGC 6791 (Figura 3.1) es uno de los cúmulos abiertos más viejos y ricos en metales de la Galaxia, que, como ya se había mencionada, está caracterizado por presentar:

- *Bimodalidad en morfología de la HB*: NGC 6791 muestra tanto estrellas del RC como estrellas EHB. La presencia de estas últimas sugiere que una fracción de las estrellas que atravesaron la RGB sufrieron una pérdida de masa más fuerte que la experimentada por la evolución normal. Las que sufrieron pérdida de masa en la RGB comienzan su fase de quema de He en el núcleo como EHB, mientras que las que evolucionan normalmente originan el RC. Kalirai et al. (2007) argumentan que  $\sim 30\%$  de las estrellas en HB son calientes y que es un caso extremo para la alta metalicidad del cúmulo.
- *Escasez de estrellas RGB+AGB*: la ausencia de estrellas RGB y AGB en el cúmulo es otra característica marcada de NGC 6791. A grosso modo, la razón del número de estrellas en la HB entre el número de estrellas RGB+AGB ( $R=N_{HB}/N_{RGB}$ ) da indicios de cómo ha sido la evolución de la población. NGC 6791 presenta un valor alto, esto indica pocas estrellas rojas brillantes comparadas con la HB (Buzzoni et al., 2012). Esta escasez de estrellas RGB ha sido reportada previamente por Kalirai et al. (2007), sin embargo, van Loon et al. (2008) no encontraron evidencia de pérdida de masa en estrellas de la RGB que sea lo suficientemente alta como para evitar el flash de He en esas estrellas, atribuyendo este detalle a un error en la calibración de los datos.
- *Doble secuencia de enfriamiento de WD*: Kalirai et al. (2007), encontraron que el promedio de masa de las WD observadas en NGC 6791 es de  $\sim 0,44 M_{\odot}$ , mientras que la masa que predice la teoría de evolución canónica es de  $\sim 0,52 M_{\odot}$ . Esto es confirmado por Bedin et al. (2008a), quienes observan un doble pico en la

distribución de luminosidad de las WD de NGC 6791. Ellos sugieren que una posible explicación para esta característica es que en el cúmulo coexistan dos tipos de WD: las COWD y las HeWD.

Adicionalmente, un gran número de BSs han sido observadas. Buzzoni et al. (2012) observan ~ 30 BSs y Ahumada & Lapasset (2007) catalogan 75 candidatas a BSs pertenecientes a este cúmulo.

Todos estos hechos observacionales son evidencia de que existe algún mecanismo alternativo que favorece la pérdida de masa en una fracción de la población de NGC 6791. Sin embargo, el origen de esta pérdida de masa y el por qué solo afecta a una fracción de la población todavía es incierto.

Kalirai et al. (2007) proponen que dada la alta metalicidad y abundancia de He del cúmulo es posible que la pérdida de masa al pasar por la RGB sea más efectiva, dando lugar a las EHB, siendo estas las progenitoras de la sub-población de las WD de baja masa. Sin embargo, al hacer el conteo de objetos, se encuentra un número relativamente alto de EHBs que no corresponden al escenario arriba planteado. En este sentido, Buzzoni et al. (2012), proponen que cambiando los tiempos de vida de las EHB logran reproducir de 10 de las 12 estrellas observadas en el cúmulo. A pesar de esto, ninguno de los dos escenarios responden el problema de la bimodalidad en la morfología de la HB.

Esto arroja la posibilidad de que estas particularidades sean producto de la evolución de sistemas binarios contenidos en el cúmulo. Bedin et al. (2008b) han mostrado que la peculiar distribución de masa puede explicarse naturalmente si el 24% de las WD en NGC 6791 se encuentran en sistemas binarios. Adicionalmente, a partir de estudios de asteroseismología hechos con observaciones tomadas por la misión espacial Kepler, Stello et al. (2011) comprobaron la existencia de binarias no resueltas en este cúmulo.

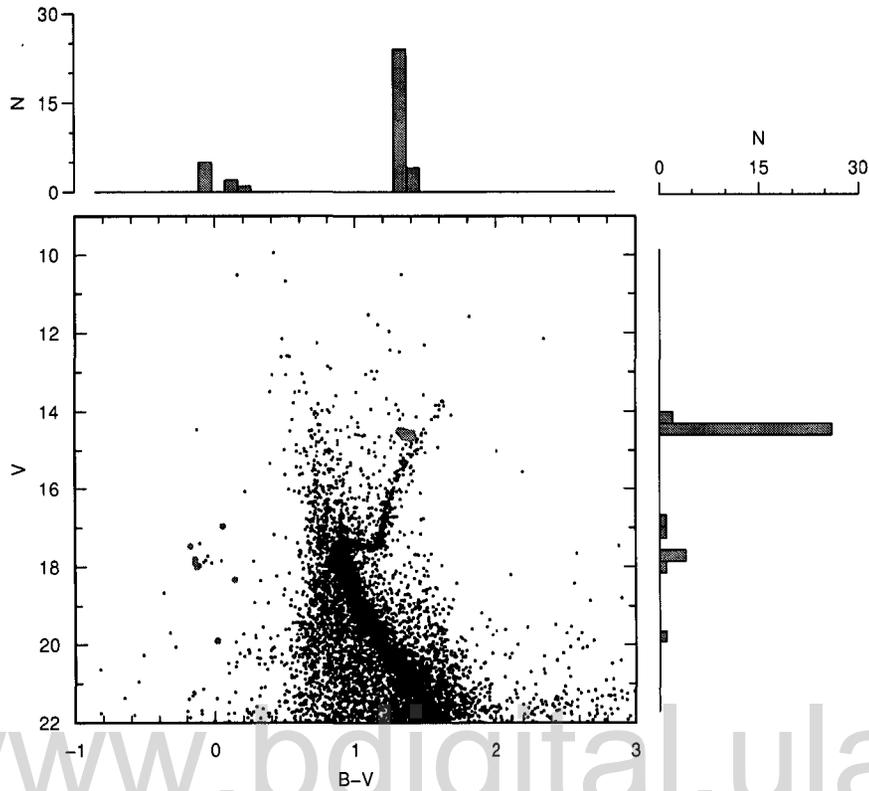
Dado que existe una gran posibilidad de que el origen de las peculiares características de NGC 6791 sea la evolución de los sistemas binarios contenidos en el cúmulo, este se vuelve un excelente candidato para poner a prueba nuestro modelo. También es importante destacar que antes no se había hecho un estudio de NGC 6791 usando modelos de síntesis de poblaciones estelares que contemple la evolución de sistemas binarios. En este capítulo utilizamos BASSIC como una aproximación para resolver el problema de la bimodalidad en la morfología de la HB en NGC 6791.

## 3.2. Predicciones BASSIC

La bimodalidad de la morfología de la HB de NGC 6791 representa un hito importante para este estudio. Tanto las estrellas EHB como las RC coexisten en este cúmulo, sugiriendo que una fracción de las estrellas que atraviesan las fase RGB estuvieron sujetas a una pérdida de masa excesiva evolucionando, estas, a EHB. La otra fracción evolucionó normalmente posicionándose en el RC. Esta afirmación puede evidenciarse en la Figura 3.2, donde se puede observar el DCM de NGC 6791, junto con la distribución de color B-V y magnitud V de las estrellas en la HB (círculos rojos en el DCM). En ambos histogramas se puede notar la marcada bimodalidad en la distribución sobre la HB. Las estrellas EHB se encuentran a  $B-V \sim 0$  y  $17 \lesssim V \lesssim 20$ . El RC se localiza en  $B-V \sim 1,4$  y  $14 \lesssim V \lesssim 15$ , siendo estas más brillantes y rojas que las estrellas EHB.

Con el objetivo de explorar la bimodalidad de la HB de este cúmulo, calculamos un modelo sintético con BASSIC. Los parámetros ajustables del modelo, por ejemplo, metalicidad y edad, han sido ajustados a las características reales del cúmulo. Estos están listados en la Tabla 3.1. Para establecer la relación entre la metalicidad observada,  $[Fe/H]$ , y la teórica,  $Z$ , utilizamos la relación propuesta por Catelan et al. (2004)

$$\log Z = [M/H] - 1,765, \quad (3.1)$$



**Figura 3.2:** DCM de NGC 6791. Los datos fotométricos son tomados de Stetson et al. (2003). Los círculos rojos indican las estrellas de la HB. Las EHB pertenecientes al cúmulo han sido catalogadas por Kaluzny & Udalsky (1992). Los histogramas muestran la distribución de la HB en color (superior) y en magnitud (derecho).

**Tabla 3.1:** Parámetros observacionales de NGC 6791 y teóricos asumidos por BASSIC.

Parámetro	Valor observado	Referencia	BASSIC
Edad	$8,2 \pm 0,5$ Ga	Grundahl et al. 2008	8,2 Ga
[Fe/H]	$0,39 \pm 0,01$	Carraro et al. 2006	$Z= 0,03^a$
Y	0,3	Buzzoni et al. 2012	0,3
m-M	$13,51 \pm 0,06$	Brogaard et al. 2011	13,51
E(B V)	0,09 – 0,18	Carney et al. 2005	

<sup>a</sup>Ver texto para referirse a la relación entre Z y [Fe/H].

donde  $[M/H]$  representa el logaritmo del cociente entre la abundancia del elemento M relativo al H en la estrella, entre la del Sol. La relación entre esto y  $[Fe/H]$  viene dada por la ecuación (3) en Salaris et al. (1993):

$$[M/H] \approx [Fe/H] + \log(0,638f + 0,362), \quad (3.2)$$

siendo  $f = 10^{[\alpha/Fe]}$ . Entonces, la relación directa entre Z y  $[Fe/H]$  viene dada por:

$$\log Z = [Fe/H] + \log(0,638f + 0,362) - 1,765. \quad (3.3)$$

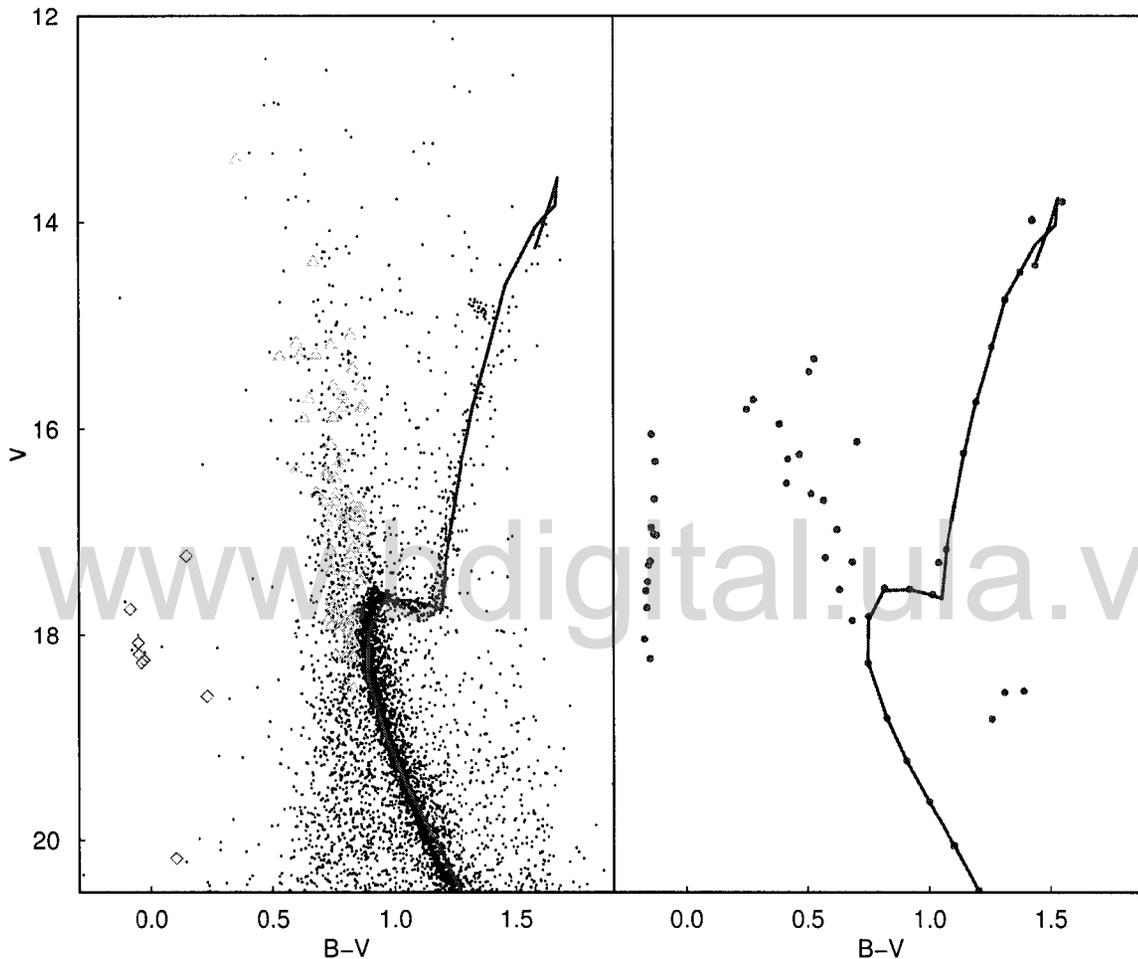
Dado que tanto las trayectorias de Pietrinferni et al. (2004, 2006), las de Hurley et al. (2002) son calculadas con abundancia de elemento  $\alpha$  solar y las abundancias observadas en el cúmulo no muestran un enriquecimiento de estos elementos (Carney et al., 2005), tomamos el valor de  $[\alpha/Fe] \approx 0$ .

Una vez establecidos los parámetros iniciales para la simulación del cúmulo, calculamos el modelo bajo estos parámetros. La población estelar resultante (cúmulo sintético) es representado en la Figura 3.3. En esta Figura se observa que existe una buena correspondencia entre el DCM de NGC 6791 observado (derecho) y el sintético (izquierdo). Tanto la posición como la extensión de la región ocupada por las BS están bien representadas. En ambos diagramas la ubicación del RC, las RGB y las EHB también están en concordancia.

Un detalle importante es que en nuestro modelo la bimodalidad de la HB es evidente. Es importante enfatizar que los puntos localizados a la derecha de la MS en el DCM sintético, son miembros de un sistema binario con una compañera BS. Estas estrellas han perdido una cantidad considerable de masa volviéndolas más débiles y rojas cuando ellas evolucionan a través de la rama de las sub-gigantes (SGB) y RGB.

Esto sugiere que es posible que el mecanismo que estimula la pérdida de masa mencionada y sugerida anteriormente por otros autores (Kalirai et al., 2007; Bedin et al., 2008b; Buzzoni et al., 2012), puede ser inducido por interacción binaria. Esto explicaría

de forma natural por qué solo una fracción de las estrellas que atraviesan la fase RGB, experimentan una pérdida de masa eficiente, dando lugar a la coexistencia de una EHB y un RC para un sistema con esta metalicidad y abundancia de He.

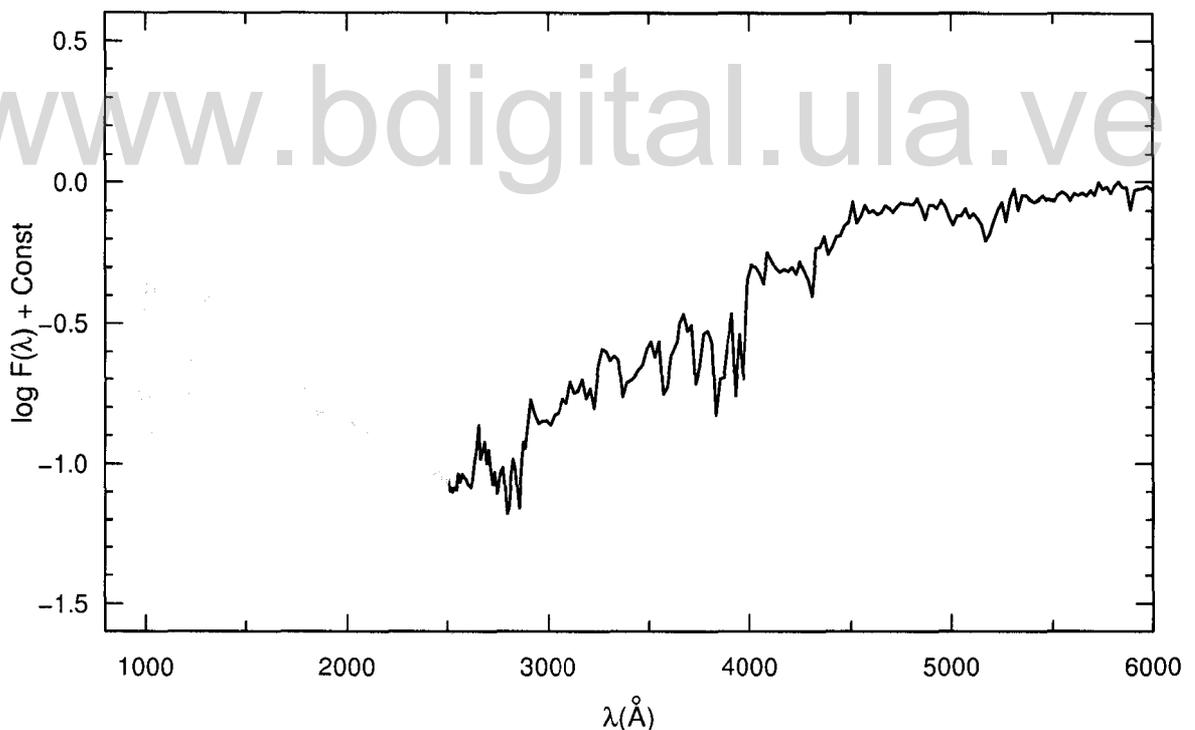


**Figura 3.3:** Panel izquierdo: DCM observado de NGC 6791. Los puntos grises pequeños representan los datos del catálogo fotométrico de Stetson et al. (2003), los triángulos amarillos son las 75 BSs catalogadas por Ahumada & Lapasset (2007) y los diamantes morados son EHB reportadas por Kaluzny & Udalsky (1992). Panel derecho: DCM sintético calculado con BASSIC. La línea azul (en ambos paneles) indica la isócrona calculada para el cúmulo con los parámetros listados en la Tabla 3.1, sin considerar la interacción binaria.

En la simulación del cúmulo hecha con BASSIC, la fracción de estrellas EHB con respecto a toda la HB es del 20%. Kalirai et al. (2007), argumentan que cerca del

30% de las estrellas HB en NGC 6791 son calientes, lo cual es un caso extremo dada la alta metalicidad y la edad del cúmulo. Sin embargo, Dorman et al. (1995), usando modelos de poblaciones estelares encuentran que, para galaxias con UVX, una fracción del 15-20% de estrellas HB calientes es suficiente para reproducir los colores observados.

En la Figura 3.4 se muestra el espectro correspondiente al modelo sintético de NGC 6791 calculado con BASSIC. Como es de esperarse, las estrellas EHB presente en el cúmulo simulado contribuye al flujo de energía en la región UV del espectro (representado en color verde), haciendo que este muestre un aumento en esa región. El espectro calculado por BASSIC es comparable al calculado por Buzzoni et al. (2012) y mostrado en la Figura 3.5.



**Figura 3.4:** SED sintético de NGC 6791 calculado con BASSIC. La parte del espectro coloreada en verde indica la región UV y señala el incremento en el flujo de energía en esa región producida por las estrellas EHB.

En el trabajo de Buzzoni et al. (2012), el espectro es construido añadiendo la con-

tribución de las estrellas pertenecientes al cúmulo y catalogadas como tal. Tanto la pendiente del espectro como la intensidad del flujo de energía UV en ambos espectros es similar. Sin embargo, en la región visible ( $\lambda \sim 4000 \text{ \AA}$ ), nuestro espectro es un poco más débil. Esto no es sorprendente ya que es de esperarse que en nuestro modelo la interacción binaria evite que algunas estrellas alcancen el tope de la RGB (para ver un ejemplo, remitirse a la Figura 2.4).

A partir del espectro sintético se pueden calcular los colores del cúmulo en todo el rango de longitud de onda. En la Tabla 3.2 comparamos los colores calculados con `BASSIC` con aquellos listados por Buzzoni et al. (2012). Ambos conjuntos de colores muestran una buena correspondencia. Sin embargo, `BASSIC` predice que los colores NUV-V y FUV-V son más azules. Esto puede deberse a la falta de estrellas en el tope de la RGB, que ya fue mencionado previamente.

Existen algunas posibilidades para explicar la falta de estrellas RGB en el cúmulo modelado por `BASSIC`: (i) si la estrella donante del par binario está en la fase SGB o RGB, puede perder suficiente masa como para no alcanzar el tope de la RGB, esto puede ser debido al valor del parámetro de eficiencia de eyección del CE; (ii) la distribución inicial del período orbital adoptado en `BASSIC` puede que no sea suficientemente bueno para NGC 6791, haciendo que en un mayor número de sistemas binarios, al menos una de las componentes, evada el tope de la RGB. Hay que tener en cuenta que la evolución del CE es el proceso más importante en la evolución de sistemas binarios, pero al mismo tiempo, el menos comprendido (Podsiadlowski, 2001).

### 3.3. NGC 6791: el enlace con el UVX en ETGs

En general, el estudio de las propiedades integradas UV de galaxias y cúmulos estelares, aportan una pieza fundamental para restringir el estado evolutivo de las poblaciones

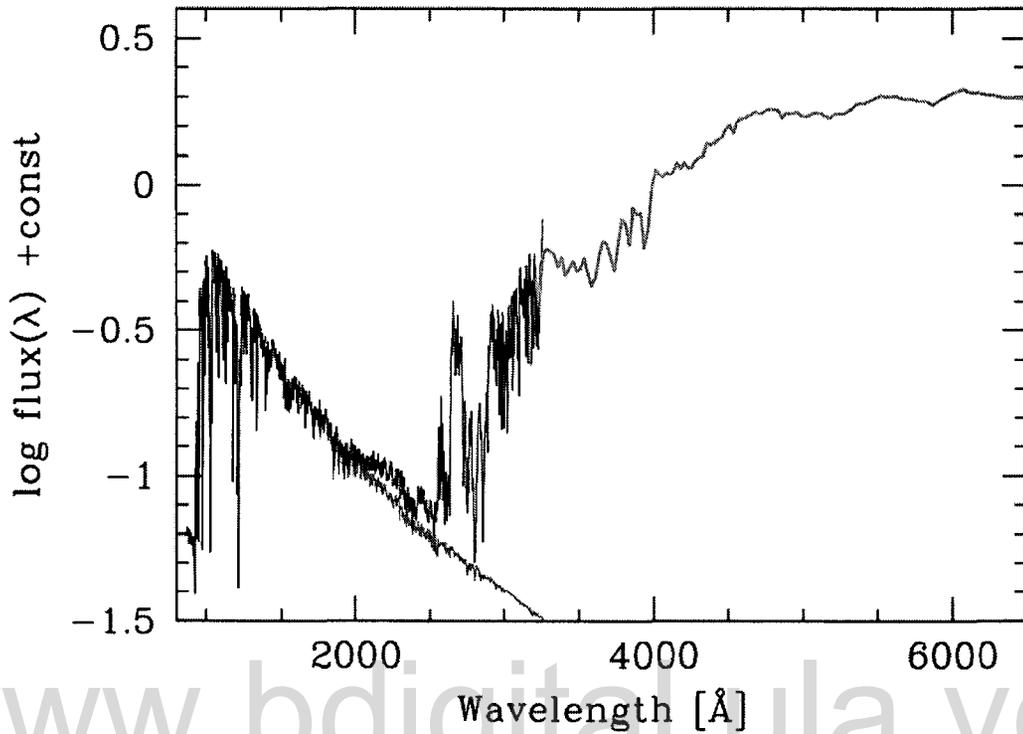


Figura 3.5: SED de NGC 6791 calculado por Buzzoni et al. 2012 (Figura 5 en su artículo).

Tabla 3.2: Colores de NGC 6791.

Color	BASSIC	Buzzoni et al. (2012)
U - B	0,602	0,60
B - V	0,956	0,97
V - R	0,625	0,60
V - I	1,154	1,18
V - J	2,115	2,08
FUV - V	4,074	5,22
NUV - V	4,066	5,01

que componen el sistema como un todo.

En sistemas estelares viejos, la emisión de energía UV puede provenir de estrellas jóvenes calientes ( $T_{\text{eff}} \approx 30000\text{-}40000$  K), de tipo espectral O-B, que hayan surgido de nuevos brotes de formación estelar; también puede tener su origen en estrellas evolucionadas. En este último caso, las EHB son el resultado natural de la evolución de estrellas de baja masa que han perdido su envolvente en la fase RGB (Dorman et al., 1995) y el producto de su subsecuente evolución. Tanto las estrellas en la fase EHB como en la post-EHB, han sido designadas como las responsables de exceso UV en ETGs (Rosenfield et al., 2012). En el trabajo de Brown et al. (2000) resuelven, por primera vez, la parte más caliente de la HB de M32, la galaxia elíptica más cercana a la Vía Láctea. Estos autores concluyen que éstas estrellas son la principal fuente de el UVX observado en M32.

El problema está en que, hasta el momento, la componente caliente de la HB no se ha podido resolver para ninguna otra galaxia elíptica, aún con la tecnología actual y los telescopios potentes que existen hoy en día. Es por eso que el estudio de cúmulos abiertos viejos y ricos en metales constituyen una clave importante para el estudio del exceso UV en ETGs, ya que estos sistemas pueden ser aproximados a una galaxia elíptica, aunque en una escala reducida. Dada la cercanía de los cúmulos Galácticos, es posible resolver la componente caliente de la HB, lo cual ayuda a acotar más profundamente las posibles fuentes del exceso UV en ETGs.

La relevancia de NGC 6791 radica en que presenta un exceso UV que puede ser aproximado al UVX observado en galaxias elípticas. Además, gracias a que se encuentra relativamente cerca ( $\sim 4$  Kpc), se ha podido confirmar un número considerable de estrellas EHB con temperaturas aproximadas entre 24000 K y 32000 K (Kaluzny & Udalsky, 1992). Buzzoni et al. (2012) compara la ubicación de NGC 6791 en un diagrama  $H_\alpha$  vs. (1500-V) con una muestra de galaxias elípticas con UVX, construida con una recopilación hecha por Buzzoni & González-Lópezlira (2008) a partir de los catálogos de

Bureau et al. (2011) y Burstein et al. (1988). Estos autores encuentran que NGC 6791 se localiza en la parte del diagrama donde están ubicadas las ETGs con UVX fuerte, como se puede ver claramente en la Figura 7 de su artículo (Buzzoni et al., 2012).

En el Capítulo 4 consideramos una muestra de  $\sim 3400$  ETGs, que han ido detectadas en los sondeos *SDSS/DR8* y *GALEX/GR6*, con la finalidad de analizar los posibles escenarios que en los que la formación de estrellas EHB influyen y determinan la variedad de intensidades observadas en el espectro UV de ETGs.

En la Tabla 3.3 comparamos los colores sintéticos de NGC 6791 calculados con *BASSIC*, con colores típicos UV-visible de ETGs con UVX fuerte. Los colores FUV-V y NUV-V son tomados de la Tabla 1 de Buzzoni et al. (2012), los cuales están contruidos con una muestra de ETGs tomadas de Bureau et al. (2011) y Buzzoni & González-Lópezlira (2008). Los colores FUV-NUV y NUV- $r$  son tomados de las ETGs clasificadas en el Capítulo 4 como UVX fuerte, sin signos de formación estelar reciente. Los valores que aparecen en la Tabla 3.3 es el color promedio de estas galaxias. NGC 6791 define un límite azul en el promedio de colores de galaxias observadas.

**Tabla 3.3:** Colores UV-visible ETGs Vs NGC 6791.

Color	BASSIC NGC 6791	ETGs observadas
FUV - V	4,074	4,9500
NUV - V	4,066	4,5600
NUV - $r$	4,459	5,3465
FUV - NUV	-0,008	0,4993

El buen ajuste que hemos obtenido de las propiedades integradas del cúmulo simulado, en relación al observado o a lo reportado previamente en otros trabajos, indica que *BASSIC* puede ser usado para analizar el UVX en ETGs.

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

---

# Capítulo 4

## Exceso UV en ETGs

El problema del UVX en ETGs es uno de los viejos problemas de la formación y evolución de galaxias que continúa siendo vigente. Hasta la fecha, muchos grupos de trabajo de diferente índole dentro de la astrofísica han estado tratando de resolver este problema por décadas.

El principal dilema radica en que la teoría no ha logrado reproducir en conjunto los hechos observacionales que se enumeran a continuación:

1. El UVX está presente solo en una fracción de todas las ETGs.
2. Diferentes intensidades del UVX en las ETGs que lo presentan.
3. Existe una correlación positiva entre el índice espectral  $Mg_2$ , que es indicador de metalicidad, y la intensidad del UVX.
4. La fuente que origina el UVX tiene un rango estrecho de temperaturas.
5. Las galaxias más masivas tienden a exhibir mayor intensidad en el UV.

Todos estos ítems son difíciles de satisfacer con una sola teoría, aunque, como se verá en la Sección 4.1.2, las candidatas que mejor se ajustan a las evidencias observacionales son las estrellas de baja masa evolucionadas. Sin embargo, diferentes procesos pueden dar origen a un mismo tipo de estrella. Esto, sumado al hecho de que paralelamente pueden existir varios parámetros que influyan en la formación de estas estrellas calientes, es el por qué es importante estudiarlas e incluirlas apropiadamente en los modelos de evolución de poblaciones estelares.

Es posible que gracias a la interacción entre las componentes de un sistema binario, en algún momento de su evolución, estas atraviesen una fase caliente que pueda dar origen al UVX o contribuir hasta cierto nivel al flujo observado. En este Capítulo estudiaremos la influencia de los sistemas binarios interactuantes y el producto de esta interacción en el problema del UVX. También se analizarán los diferentes parámetros que intervienen en la aparición de aquellas fases evolutivas en las que la estrella es lo suficientemente caliente como para producir fotones con longitud de onda  $\lesssim 2500 \text{ \AA}$ . Entre estos parámetros se encuentran la IMF, la metalicidad y la edad de la población, y los parámetros físicos del producto de la interacción binaria, por ejemplo, la masa, temperatura y luminosidad de las EHB producto de la unión de 2HeWD.

El objetivo del estudio desarrollado en este Capítulo es reproducir los colores observados de una muestra de ETGs del universo local, usando `BASIC` como herramienta para estudiar las componentes de la población contenida en estas que puedan contribuir en diferentes niveles al UVX observado.

## 4.1. El problema del UVX

La formación y evolución de las ETGs son piezas fundamentales para estudiar la evolución de galaxias, la tasa de formación estelar y el enriquecimiento químico en el

universo temprano. Esencialmente, hay dos modelos de formación de galaxias: el modelo monolítico y el modelo jerárquico.

En el escenario monolítico, las galaxias se forman en el universo temprano cuando una nube de gas primordial colapsa gravitacionalmente formando todas las componentes de la galaxia al mismo tiempo, dejando como resultado un sistema que ha agotado su combustible y siguiendo, a partir de ahí, una evolución pasiva hasta la presente época (Eggen et al., 1962). Estas galaxias parecen ahora un gran sistema formado por estrellas rojas y viejas, tales como las galaxias elípticas y los bulbos de galaxias espirales. Sin embargo, este modelo predice muchas más galaxias Lyman-break<sup>1</sup> que las observadas en el Hubble Deep Field (HDF) (Ferguson & Babul, 1998; Pozzetti et al., 1998). Este escenario tampoco reproduce la función de luminosidad del universo en función del corrimiento al rojo ( $z$ ) (Ellis et al., 1996).

Dada la imposibilidad del modelo monolítico clásico para ajustarse a las observaciones, surge el modelo jerárquico de formación de galaxias, el cual es motivado físicamente para interpretar las observaciones. En este escenario, se asume que las galaxias y la estructura a gran escala que estas trazan, se forman a partir de pequeñas inestabilidades gravitacionales originadas por fluctuaciones de densidad de escala diminuta, generada por procesos físicos en el universo temprano. A esto le sigue la formación, colisión y fusión de halos de materia oscura (White & Frenk, 1991; Lacey & Silk, 1991; Lacey & Cole, 1993; Baugh et al., 1998). Adoptando suposiciones de los procesos que involucran enfriamiento del gas, formación estelar, retroalimentación del medio y fricción dinámica se da origen a las galaxias visibles (Kauffmann et al., 1993; Cole et al., 2000). Con este modelo se logra reproducir satisfactoriamente algunas propiedades observadas tales como la función de luminosidad, la distribución de colores integrados de la población, el tamaño y la distribución de discos, el cociente de elípticas sobre espirales, entre otras.

---

<sup>1</sup>Las galaxias Lyman-break son galaxias con una tasa de formación estelar alta que se encuentran a altos  $z$ . El nombre se debe al método de selección, este se basa en observar la galaxia en diferentes filtros para determinar la posición del límite de Lyman en el espectro observado y así conocer  $z$ .

Dentro del escenario de formación jerárquica existe un modelo que explica la formación de las galaxias elípticas: *dry merger* o fusión seca. En este escenario, la colisión se produce en ausencia de gas, y por lo tanto no da lugar a formación estelar estimulada por la colisión. Esto fue propuesto por Bell et al. (2004), quienes encontraron que la secuencia roja de las ETGs evoluciona con  $z$ , tal como lo haría una población vieja. Sin embargo, la densidad de luminosidad en la banda B crece moderadamente a partir de  $z \simeq 1$ , lo que implica un aumento en la masa estelar total.

Dado que hay evidencia observacional de que las ETGs masivas ya se habían formado en  $z \sim 2-3$  y habían producido la mayoría de su contenido estelar antes de  $z=1$  (Brinchmann & Ellis, 2000), cuando se observó el UVX en ETGs por primera vez se generó un desconcierto general.

En 1969, el *Orbiting Astronomical Observatory-2* detectó radiación UV no solo en galaxias elípticas, sino también en bulbos de galaxias espirales. También observó que esa emisión crece conforme disminuye la longitud de onda (Code & Welch, 1979) (Ver Figura 1.4). Esto sugiere la presencia de una población estelar atípica contenida en la población de la ETG, que de alguna forma emite fotones con energía característica de longitudes de onda  $\lesssim 2500 \text{ \AA}$ .

#### 4.1.1. Primeras interpretaciones

Desde su descubrimiento, varias interpretaciones han tenido lugar para tratar de explicar el UVX en este tipo de galaxias. Code & Welch (1982), interpretaron estos resultados como radiación no térmica, ya que las galaxias normales no podrían emitir esta radiación. También argumentan que otra posibilidad podría ser que fueran como fotones provenientes de estrellas masivas dispersados por polvo interestelar, significando

esto, que las ETGs contendrían una fracción significativa de población de tipo I<sup>2</sup>, creando un problema para la teoría de formación de galaxias elípticas.

Tinsley (1972), a través de modelos de síntesis de poblaciones estelares, muestra la posibilidad de que el UVX pueda provenir de estrellas jóvenes formadas en el centro de algunas galaxias elípticas como consecuencia de formación estelar residual estimulada por material externo acregado a la galaxia o por residuos de gas primordial. Esta interpretación tendría serias implicaciones en la evolución fotométrica y espectral de las galaxias elípticas.

Hills (1971), argumenta que el espectro UV de M31 es incompatible con cualquier fuente conocida de electrones relativistas. Encuentra que la distribución de energía UV es consistente con la distribución de Rayleigh-Jeans, indicando que la fuente de esta energía es de origen térmico, con una temperatura aproximada de  $10^5$  K. Propone también, que el UVX es producido por estrellas de baja masa, evolucionadas y calientes tales como las CSPNe o las Post-AGB (PAGB) y que, probablemente, pueda existir una relación con la abundancia de metales.

Estas tres interpretaciones alternativas deben implicar características generales diferentes tanto en la distribución espacial como en los detalles y líneas espectrales: (a) la emisión de un AGN o galaxia con núcleo activo, debe verse como una concentración puntual de energía proveniente de la galaxia observada, además, la forma de la distribución de energía no debe seguir la forma de la distribución de un cuerpo negro; (b) si el origen del UVX fuera una población joven, recién formada, la distribución espacial del UVX sería grumosa, siendo más fuerte en los lugares de la galaxia donde se produjo el brote de formación estelar residual; (c) mientras que la interpretación de estrellas evolucionadas de baja masa deberá tener una distribución más homogénea. Adicionalmente, si el UVX tuviera su origen en emisión no térmica, deberían verse de

---

<sup>2</sup>Las estrellas de población I tienden a ser más jóvenes, luminosas y con contenido metálico alto. Generalmente se encuentran en los discos de las galaxias espirales.

manera evidente, y en emisión, líneas producidas al excitarse los electrones de los átomos cuando estos colisionan. Estas líneas de excitación colisional son típicas de un AGN. Por otro lado, si el UVX fuera causado por regiones masivas de formación estelar, el espectro exhibiría características tales como las líneas SiIV (1400 Å), CIV (1550 Å) y otros detalles como el perfil P-Cygni. Mientras que el espectro compuesto por estrellas de baja masa, debería tener líneas menos prominentes en la región UV.

Esto pudo comprobarse décadas después, cuando los espectros de las ETGs comenzaron a ser observados a alta resolución, descartando rápidamente el UVX tuviera un origen no térmico. Con observaciones del *International Ultraviolet Explorer* (IUE) se midió el espectro de varias galaxias elípticas brillantes sin tener éxito en la determinación de las fuertes líneas de emisión características de los AGNs: estas líneas estaban ausentes (Johnson, 1979; Oke et al., 1981; Bertola et al., 1982; Deharveng et al., 1982).

El bulbo de M31 y de galaxias espirales, en general, son otro ejemplo característico de una población vieja, similar en propiedades a una galaxia elíptica. Con observaciones de alta resolución en centro de M31 se determinó que las líneas características de estrellas normales de tipo espectral B: (Si II + S II) a 1260 Å, (O I+Si II+Si III) a 1302 Å y CII a 1335 Å (Welch, 1982; Burstein et al., 1988), se encontraban muy débiles y en absorción. Sin embargo, estas líneas se encontraban muy evidentemente para otras fuentes UVX reportadas por Burstein et al. (1988), consideradas como galaxias con formación estelar enrojecida. De estos resultados se concluye que las galaxias pasivas<sup>3</sup> con UVX muestran ausencia de estrellas tipo espectral O-B, comparada con galaxias con formación estelar. Esta conclusión contradice la hipótesis de que el UVX sea originado por estrellas calientes de la MS.

Estos resultados son consistentes con los de King et al. (1992); Bertola et al. (1995); Maoz et al. (1996), quienes con imágenes de alta resolución del *HST* confirmaron la

---

<sup>3</sup>Se considera una galaxia pasiva aquella que morfológica o espectralmente no presenta ninguna característica relacionada con eventos recientes de formación estelar o de emisión no térmica (AGN).

ausencia de estrellas masivas en el centro de M31, M32 y las 56 ETGs del catálogo de Maoz et al. (1996)

Por el lado teórico, Magris C. & Bruzual A. (1993), incluyeron en los modelos de síntesis de poblaciones estelares un conjunto de trayectorias evolutivas calculadas por Schönberner (1981, 1983) que permitieron incluir un tratamiento más detallado de la fase PAGB para estrellas de metalicidad solar. Con esto lograron reproducir aquellas ETGs con colores  $(1500-V) \geq 3,4$ , sin embargo, no fue así para aquellas ETGs con  $(1500-V) < 3,4$ . Con esto argumentaron que estas galaxias podrían contener una población extra de estrellas calientes cuya naturaleza no ha sido bien establecida. Proponen que los resultados obtenidos en este trabajo arrojan un límite por debajo del cual el flujo UV observado puede ser originado por estrellas PAGB pertenecientes a una población si esta está dominada por estrellas de metalicidad solar.

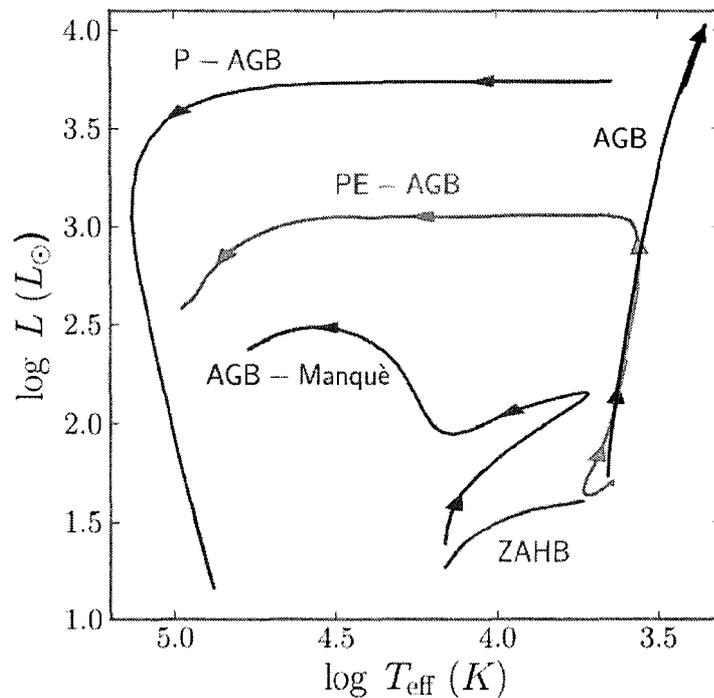
Toda la evidencia observacional y teórica recolectada en las décadas siguientes al descubrimiento del UVX ha revelado que la radiación UV lejana ( $\sim 1500 \text{ \AA}$ ) proveniente de ETGs se origina de una componente estelar (radiación térmica) y que presenta características espectrales, fotométricas y morfológicas de una población estelar vieja, por lo tanto, los AGN o las estrellas calientes de la MS no son importantes en la mayoría de los casos.

#### 4.1.2. Estrellas calientes de baja masa evolucionadas

Basándose en las evidencias observacionales mencionadas anteriormente, se puede decir que las estrellas calientes de baja masa son las fuentes principales del UVX. Sin embargo, existen diferentes estados evolutivos en los cuales la estrella es una fuente caliente. Hasta la fecha, se ha tratado de discernir en qué medida estos tipos de estrellas calientes contribuyen en el espectro UV de las ETGs. Estos estados evolutivos son la HB y sus descendientes.

Dependiendo de la cantidad de masa perdida en la fase RGB, a partir de la edad cero de la rama horizontal (ZAHB), la estrella puede seguir tres canales evolutivos a través de los cuales esta sigue su camino hasta convertirse en una WD. Si la estrella pierde solo una cantidad moderada de masa durante la fase RGB, se posará sobre el lado rojo de la HB, evolucionando canónicamente a la fase AGB donde pierde gran parte de la envoltura convectiva, para luego pasar a la fase PAGB. Si durante la fase RGB la estrella pierde una cantidad intermedia de masa, y la estrella todavía tiene una envoltura convectiva, aunque más pequeña, la temperatura efectiva será más elevada al llegar a la fase HB y AGB, de donde la estrella sale más rápidamente, convirtiéndose en una *post early* AGB (PEAGB). Ahora, si la estrella pierde una cantidad considerable de masa durante la fase AGB, perdiendo casi toda su envoltura convectiva, esta evoluciona hacia la parte más azul de la HB, convirtiéndose en una EHB. Estas estrellas tienen una temperatura efectiva elevada ( $\sim 18000-23000$  K) y una envoltura tan delgada que nunca llegan a alcanzar la fase ABG, sino que se desvían de la trayectoria llegando a ser una AGB-fallida o estrella post EHB. Todos estos estados evolutivos y las trayectorias mencionadas están esquematizadas en la Figura 4.1.

Fueron Brown et al. (2000), quienes por primera vez resolvieron las estrellas calientes de la HB y sus descendientes en una galaxia elíptica (M32), sugiriendo que el UVX observado en M32 es producido por estrellas calientes de la HB y no por las fases brillantes de las PAGB. Este resultado fue refinado en el trabajo de Brown et al. (2008) donde, a través del estudio de funciones de luminosidad de las estrellas de la HB en M32, llegan a dos importantes conclusiones: (a) de las estrellas que componen la HB,  $\sim 2\%$  reside en la zona de las EHB y (b) con este  $\sim 2\%$  se puede reproducir la emisión UV observada en M32. Además, de sus observaciones resaltan que existe una escasez de PAGB con respecto a las que predice la evolución canónica, afirmando con esto que la contribución de las PAGB en el flujo UV está sobrestimado en los modelos de evolución estelar.



**Figura 4.1:** Trayectorias evolutivas de la HB y sus descendientes. Las trayectorias evolutivas son de Bressan et al. (2012). La línea negra representa la trayectoria canónica de la AGB. Cada camino evolutivo está etiquetado en la figura, donde AGB-Manqué se refiere a las AGB-fallidas (Manqué es una palabra francesa que en español significa fallido, perdido o fracasado). La trayectoria PAGB es tomada de Vassiliadis & Wood (1994) (Figura de Rosenfield et al. 2012).

Más recientemente, Rosenfield et al. (2012), como parte del programa *Panchromatic Hubble Andromeda Treasury*, recolectaron una cantidad sin precedente de fuentes UV en el centro de M31: ~ 4000 estrellas viejas brillantes en el UV, clasificándolas como PAGB, PEAGB y AGB-fallida, de acuerdo a las predicciones de las trayectorias evolutivas de Padova. De estas observaciones concluyen que las estrellas UV detectadas solo contribuyen en un ~ 2% al flujo total detectado en el filtro *F275W*, indicando que las estrellas responsable del UVX observado en el centro de M31 no han sido resueltas todavía. De esta forma argumentan que las estrellas no detectadas probablemente sean las EHB (que son más débiles), como ya se había propuesto antes (e.g. Brown et al. 2000, 2008). Adicionalmente, a partir de las estrellas post-HB detectadas, calculan que sus progenitoras (EHB) constituyen  $\geq 3\%$  de las estrellas evolucionadas del centro de

M31.

De estos importantes trabajos se puede reiterar que el UVX es producido mayoritariamente por estrellas EHB, sin embargo, hoy en día, 40 años después del descubrimiento del UVX, no se ha podido detectar la fuente de este fenómeno. De igual manera, su origen y evolución siguen siendo altamente debatidos.

Un gran número de mecanismos de estrellas aisladas han sido propuestos para explicar la presencia de estrellas EHB en galaxias elípticas. Greggio & Renzini (1990), arrojan la idea de que las estrellas de baja masa, ricas en metales pueden saltarse (al menos parcialmente) la fase RGB e ir directamente a la EHB. Brown et al. (1997), analizan el espectro UV lejano de seis galaxias elípticas y lenticulares. Al comparar estas con modelos de evolución estelar con abundancia de He y metalicidad supersolar y subsolar, encuentran que son los primeros los que mejor se ajustan a la distribución de energía UV de las galaxias observadas. Por su parte, Dorman et al. (1995), concluyen que las propiedades UV de las estrellas post-RGB no dependen fuertemente de la edad o la metalicidad, sino más bien de la masa de la envolvente en la HB. Estos autores determinan que si el valor del parámetro de pérdida de masa de Reimers ( $\eta$ ) durante la fase RGB está entre 0,7-1,0 se puede reproducir el color UV de las galaxias elípticas con UVX. Kaviraj et al. (2007a), hacen un estudio basado en la observación de 38 cúmulos globulares masivos de M87 y proponen la hipótesis de que la morfología de la HB, incluyendo la parte caliente, puede ser originada por un aumento en la abundancia de He. Aunque también hay trabajos como el de Brown et al. (2008), quienes argumentan que el DCM de M32 es incompatible con los modelos de abundancias de He supersolares. En resumen, la trayectoria evolutiva de las estrellas durante y después de la fase RGB depende de un gran número de parámetros, todos referentes a la tasa de pérdida de masa o al valor del  $\eta$ , del cual la dependencia con los parámetros de la población, como la edad, metalicidad o abundancia de He, es pobremente entendida (Percival & Salaris, 2011).

La contraparte del ya descrito escenario de formación de las EHBs y sus descendientes, es el propuesto por Yi et al. (1997) y Han et al. (2002, 2003, 2007, 2010), en el cual, dentro de un sistema binario, si una de las estrellas se encuentra ascendiendo por la RGB y esta llena su lóbulo de Roche, se inicia la transferencia de masa a su compañera, deshaciéndose de, si no toda, de parte de su capa envolvente, saltándose parte de la fase RGB y pasando directamente a la región de las EHB. También, es posible que se forme a través de la eyección de la CE o cuando ocurre la unión de 2HeWD. En este último caso el resultado sería una EHB simple, ya que el sistema binario se destruiría en la unión de las componentes (Han et al., 2010).

Diferentes escenarios de formación de las EHBs deben marcar diferentes predicciones en la dependencia del UVX con los distintos parámetros estelares observados. Los modelos de estrellas aisladas predicen dependencias del flujo FUV con la masa de la galaxia, la metalicidad y la edad de la población (e.g Yi et al. 1999), mientras que para los modelos que incluyen sistemas binarios no existe una correlación entre los parámetros estelares nombrados arriba y el UVX (e.g. Han et al. 2007). Bajo este último escenario todas las galaxias elípticas deberían tener UVX en algún nivel. A pesar de que es cierto de que los sistemas binarios están presentes en todos los sistemas estelares y que en estos las estrellas pueden tener características diferentes, la gran limitación de los modelos que incluyen síntesis de binarias para reproducir los colores y espectros de todas las ETGs, es que solo reproducen aquellas que poseen UVX y no todas las ETGs como conjunto.

Dicho lo anterior, se puede resumir que el grado en el cual estos fenómenos estelares que aparentemente influyen en la producción de EHBs (metalicidad, abundancia de He u origen binario) están relacionados con las propiedades globales de UVX en galaxias elípticas sigue siendo un tema sin resolver.

Sin embargo, en este trabajo se propone que para distintos valores de los parámetros iniciales de la población de estrellas binarias, tales como la IMF bajo la cual se formó la

población, los parámetros estelares ( $T_{\text{eff}}$  y  $L$ ) de las EHBs resultantes de la interacción del sistema y la fracción total de binarias, se pueden reproducir correctamente el rango de colores y magnitudes observadas en ETGs, sugiriendo así, que la contribución de las EHBs producidas por las estrellas binarias al flujo UV de ETGs no es universal, sino que depende de algunas características de la población que, dicho sea, hasta el momento no están bien entendidas ni teórica ni observacionalmente.

Para la realización de este objetivo, es necesario contar con una muestra de ETGs que ha sido cuidadosamente seleccionada como se describe en la Sección 4.2. En la Sección 4.3, compararemos las predicciones de `BASSIC` con las propiedades de las ETGs observadas, destacando que para esto se tomarán en cuenta los diferentes parámetros que pueden influir en la formación de EHBs y que ya han sido mencionados previamente. Por último, en la Sección 4.4, se hará un breve resumen y se discutirán los resultados obtenidos.

## 4.2. Selección de la muestra

En esta Sección, se describirá en detalle el método a seguir para la búsqueda, obtención y selección de las ETGs que servirán para comparar y analizar las predicciones de `BASSIC`. Esta muestra de galaxias, seleccionadas morfológica y espectralmente, se usarán en la Sección 4.3, para estudiar la influencia que tienen los parámetros de la población de binarias en la intensidad del UVX de las galaxias observadas en el universo local.

### 4.2.1. Obtención de los datos

Para la obtención de los datos haremos una correspondencia entre la información fotométrica y espectroscópica que arroja el sondeo *SDSS/DR8* (York et al., 2000; Stough-

ton et al., 2002), con el sondeo *Medium Imaging Survey* (*MIS*) de la misión *GALEX* (Morrissey et al., 2005). La ventaja de estos dos sondeos es que se solapan sustancialmente, con lo cual se puede obtener una muestra grande de objetos con mediciones en el visible y en el UV.

## **GALEX GR6**

El satélite espacial *Galaxy Evolution Explorer GALEX*, es parte una misión de la NASA cuyo objetivo es investigar cómo ha evolucionado la formación estelar en galaxias desde el universo temprano hasta el presente. El instrumento utilizado por *GALEX* para la toma de imágenes, es una placa detectora de microcanales para obtener imágenes en dos filtros. El NUV, centrado en 2300 Å y el FUV, centrado en 1500 Å (ver Figura 2.12). Adicionalmente, cuenta un prisma que dispersa la luz para obtener espectros de baja resolución (Morrissey et al., 2005). GR6 es el sexto lanzamiento público de datos observados con el *GALEX*, con fecha de publicación a finales del 2010<sup>4</sup>.

*GALEX* ha producido varios sondeos que consisten en una colección de imágenes y espectros de diferentes profundidades y distintas coberturas espaciales del cielo. Para este estudio se utilizó el *MIS*, que consiste en una serie de exposiciones simples de 1500s de tiempo. Estas crean un mosaico que cubren cerca de 1000 grados cuadrados de cielo, en posiciones que se acoplan al *SDSS*<sup>5</sup>.

Para la descarga de datos observados por el *GALEX*, se creó un código en el lenguaje SQL que busca todos los objetos que estén en el survey *MIS* y que tengan detección tanto en la banda NUV como en la FUV. Además, que la señal al ruido en la banda NUV sea mayor a 3.

---

<sup>4</sup><http://galex.stsci.edu/GR6/>

<sup>5</sup><http://www.galex.caltech.edu/researcher/techdoc-ch2.html>

Se tuvieron un total de 4.482.678 objetos, los cuales están representados en la Figura 4.2 como puntos de color rojo. Estos objetos no son solo galaxias, sino que son todos los objetos detectados por *GALEX*, ya que GR6, no tiene información de la clasificación de los objetos.

## **SDSS DR8**

El *Sloan Digital Sky Survey SDSS*<sup>6</sup>, es uno de los proyectos más importantes y ambiciosos en la historia de la astronomía. Cubre cerca de un tercio del cielo sobre el cual se ha podido crear un mapa tridimensional del universo.

Para la toma de imágenes, *SDSS* usa un telescopio terrestre de 2,5m de diámetro, que opera en el *Apache Point Observatory*, New Mexico. Este telescopio cuenta con dos poderosos instrumentos. Una cámara que funciona en modo de barrido del cielo, formada por 30 CCDs (dispositivos de carga acoplada), que toman imágenes en cinco filtros (*ugriz*, ver Figura 2.12) y que cubren 1,5 grados cuadrados del cielo en una sola exposición. También cuenta con un par de espectrógrafos de fibra óptica, que pueden tomar el espectro de hasta 640 objetos a la vez.

Hasta la fecha, el sondeo ha realizado diez lanzamientos públicos de datos (DR). Ha cubierto más de 14.500 grados cuadrados del cielo y ha catalogado cerca de un billon de objetos, de los cuales, a aproximadamente 2.500.000 se le midió el espectro: ~ 1.880.000 de galaxias, ~ 312.000 de estrellas y ~ 337.000 de cuasares. Los datos han sido publicados en una serie de artículos que salen a la luz pública con una frecuencia anual: Stoughton et al. (2002); Abazajian et al. (2003, 2004, 2005); Adelman-McCarthy et al. (2006, 2007, 2008); Abazajian et al. (2009); Aihara et al. (2011); Ahn et al. (2012, 2013) que corresponden a EDR, DR1, DR2, DR3, DR4, DR5, DR6, DR7, DR8, DR9 y DR10 respectivamente.

---

<sup>6</sup><http://www.sdss.org>

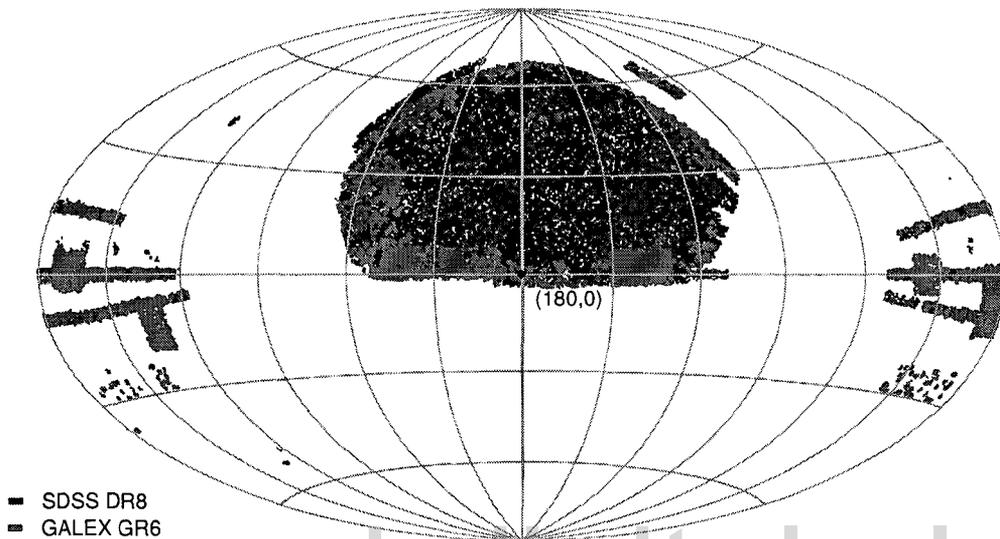
En este trabajo se utilizó DR8 (Aihara et al., 2011), por dos razones: la primera es que cuando se realizó la búsqueda de galaxias para comparar los resultados de *BASIC*, los últimos datos publicados eran los DR8; la segunda razón es que utilizar DR9 o DR10 no cambiaría los resultados, ya que la novedad de estos últimos lanzamientos es que se incluyen espectros del proyecto *BOSS* que mide oscilaciones acústicas de bariones en cúmulos de galaxias y galaxias Lyman-Break; y DR10 incluye espectros en el IR. Ninguno de los proyectos incluidos en DR9 y DR10 influyen en el objetivo que estamos buscando.

Para llevar a cabo la clasificación morfológica de las galaxias, es necesario contar con la información fotométrica que arroja el *SDSS*. Adicionalmente, se necesita información espectroscópica para dos fines. El primero es eliminar la contaminación que producen los AGNs. Estos objetos presentan en la región visible del espectro, líneas de emisión características como [OIII] (5007 Å) y [NII] (6583 Å), por tanto, es necesario eliminar aquellos objetos que tengan estas líneas de emisión. La otra razón es confirmar si existe formación estelar reciente en las ETGs clasificadas morfológicamente, esto se hace mediante la detección de la línea  $H_{\beta}$  (4862 Å), que es característica de estrellas jóvenes y calientes.

Para la búsqueda de objetos se tomó en cuenta (a) que según la clasificación del *SDSS* fueran catalogadas como galaxias, (b) una serie de parámetros morfológicos contenidos en la fuente de datos del *SDSS* y que serán descritos en la Sección 4.2.2, (c) información fotométrica que arroje las magnitudes con sus errores en todos los filtros en los que se observaron las galaxias y (c) información espectroscópica necesaria para eliminar la contaminación por AGNs y formación estelar reciente.

Con la información obtenida por el *SDSS*/DR8, se construyeron dos catálogos, uno con la información fotométrica, y otro con la información espectroscópica de cada una de las 731.324 galaxias, las cuales fueron descargadas directamente del *CasJobs* del

*SDSS*<sup>7</sup>, mediante la interpretación de un código escrito en SQL que selecciona aquellos objetos que cumplen las condiciones nombradas en el párrafo anterior. Estas galaxias se encuentran representadas como puntos de color azul en la Figura 4.2.



**Figura 4.2:** Proyección Aitoff en coordenadas ecuatoriales. La proyección está centrada en ( $\alpha=180$ ,  $\delta=0$ ). Aquí se refleja la distribución espacial del *SDSS/DR8* y del *GALEX/GR6*, así como las zonas de solapamiento de ambos sondeos.

#### 4.2.2. Criterios de selección

Las ETGs se caracterizan por presentar detalles fotométricos y espectrales que las describen como viejas, rojas, muertas y por no tener polvo y gas. Sin embargo, esta definición es muy general y subjetiva. Por tanto, no existe un criterio fijo de clasificación de las ETGs. Tales características hacen que si existiese una subpoblación diferente en una ETG, esta se descartaría de la selección y esto traería enormes consecuencias a la hora de estudiar la formación y evolución de las galaxias.

Dado que, en términos generales, las ETGs se caracterizan como una población vieja,

<sup>7</sup><http://skyserver.sdss3.org/CasJobs>

roja y sin polvo, crear un criterio de selección en los fitros UV es extremadamente difícil, dado que en estos fitros una galaxia de este tipo es prácticamente invisible.

Con la finalidad de establecer un criterio de selección imparcial para las ETGs, Bernardi et al. (2003), hicieron el primer gran esfuerzo definiendo cuantitativamente parámetros derivados de la fuente de datos del *SDSS*, que permitieran hacer una clasificación morfológica y espectral para separar las galaxias ETGs de aquellas espirales o irregulares. La gran ventaja de utilizar el *SDSS* para este estudio, es que el software de procesamiento de imágenes de este sondeo, arroja una serie de parámetros para cada objeto, medido independientemente en cada banda. Para la clasificación morfológica, Bernardi et al. (2003), utilizaron los parámetros enumerados a continuación:

- a.- El cociente  $b/a$  de la longitud de los radios menor y mayor del perfil de brillo superficial observado.
- b.- El radio a media luz a lo largo del eje mayor.
- c.- El parámetro de probabilidad  $\exp L$  y  $\text{dev} L$  que indica, respectivamente, la bondad del ajuste de los modelos de perfiles de brillo exponencial o de “de Vaucouleurs” ( $r^{1/4}$ ) (de Vaucouleurs, 1948), a los perfiles observados.
- d.- Las magnitudes del modelo; eso es las magnitudes calculadas usando los modelos de brillo superficial (exponencial o de de Vaucouleurs 1948) que mejor se ajustan al perfil de la galaxia.
- e.- Las magnitudes petrosianas; es la magnitud calculada a partir del flujo de energía contenido dentro de  $2r_p$ , donde  $r_p$  es el radio petrosiano (Petrosian, 1976), definido como el radio para el cual el cociente entre la luz en un radio  $r$  y la luz promedio es igual a 0,2.

$$r_p = \frac{\text{luz en } r}{\text{luz promedio}} = 0,2.$$

f.- Los radios petrosianos  $r_{50}$  y  $r_{90}$ ; son los radios angulares que contienen el 50% y 90% de la luz, respectivamente.

Además, las galaxias debían cumplir con los siguientes criterios espectrales.

g.- La galaxia debe poseer una etiqueta de clasificación espectral mediante la cual debe ser catalogada como ETG, según el método de Análisis de Componentes Principales.

h.-  $S/N > 10$ .

Esto permite caracterizar la morfología de las galaxias ajustando el modelo de de Vaucouleurs (1948) y las cantidades petrosianas. Los valores derivados del modelo de de Vaucouleurs (1948) se ajustan muy bien al perfil de brillo superficial de las galaxias elípticas en el *SDSS*.

Con esto, Bernardi et al. (2003), consiguen crear un catálogo de  $\sim 9000$  galaxias del *SDSS* clasificadas como ETGs dentro del rango de corrimiento al rojo  $0,01 < z < 0,3$ , el cual es extremadamente útil para estudiar las propiedades generales de las ETGs, en un sentido estadístico.

Sin embargo, Schawinski et al. (2007); Kaviraj et al. (2007b), mediante una inspección visual, reportan un número considerable de galaxias de tipo tardío que contaminan esa muestra ( $\sim 30\%$ ), que no son solo galaxias con brazos espirales débiles, sino también galaxias espirales vistas de frente. Al mismo tiempo, argumentan que en el catálogo de (Bernardi et al., 2003) pueden haberse rechazado falsamente algunas ETGs al aplicar el criterio espectral, pudiendo eliminar aquellas que tengan formación estelar reciente y que presenten líneas características de estrellas jóvenes.

Para eliminar, en un grado mayor, la contaminación de galaxias de tipo tardío e incluir aquellas ETGs rechazadas según el criterio de Bernardi et al. (2003), Kaviraj et al.

(2007b) y Schawinski et al. (2007), proponen un criterio que no suponga en ningún momento tendencias fotométricas o espectrales, sino que se basa en la probabilidad de que el perfil de luminosidad de la galaxia se ajuste mejor al modelo de de Vaucouleurs (1948) que a uno exponencial. Este parámetro es medido directamente y contenido en la fuente de datos del *SDSS*:

- $fracDev_g > 0,95$ : el perfil en la banda  $g$  es sensible al disco azul y brazos espirales. Elimina las galaxias espirales.
- $fracDev_r > 0,95$ : la banda  $r$  traza la población del disco, por lo tanto, selecciona aquellos objetos que siguen el perfil  $r^{1/4}$ .
- $fracDev_i > 0,95$ : refuerza la limitación inducida por la banda  $r$ .

Para galaxias brillantes ( $r < 16,8$ ) este criterio de selección es bastante confiable. Sin embargo, existe un porcentaje de contaminación, principalmente por AGNs, que morfológicamente podrían parecerse a una galaxia elíptica (Schawinski et al., 2007; Kaviraj et al., 2007b).

Para este estudio se tomó en cuenta el criterio de Schawinski et al. (2007) y Kaviraj et al. (2007b), debido a que se puede obtener un número mayor de ETGs y elimina con más eficacia galaxias espirales. Además del criterio de Schawinski et al. (2007) y Kaviraj et al. (2007b), consideramos aquellas galaxias que cumplieran las siguientes condiciones:

- $S/N > 10$  : garantiza la calidad del espectro.
- $z < 0,1$ : limita la muestra al universo local.

Según este criterio de selección, se construyó un catálogo con un total de 64142 galaxias del *SDSS/DR8*.

### 4.2.3. Correspondencia *SDSS/DR8-GALEX/GR6*

Una vez preseleccionadas las candidatas a ETGs de los datos del *SDSS/DR8*, procedemos a identificar todas aquellas fuentes que también tienen detección en el *GALEX/GR6*. Para esto, tomamos en cuenta el estudio realizado por Budavári et al. (2009), ya que es uno de los estudios estadísticos más robustos y más utilizados para crear catálogos de correspondencia.

Budavári et al. (2009), emplean el método de estadística bayesiana para realizar una identificación cruzada entre el *GALEX* y el *SDSS*. Llegan a la conclusión de que para hacer una identificación segura entre estos dos sondeos, un radio de búsqueda de 4" en posición ( $\alpha$ ,  $\delta$ ) es aceptable.

Motivado por este estudio, se consideraron verdaderas todas aquellas correspondencias entre las galaxias obtenidas con el *SDSS/DR8* y los objetos del *GALEX/GR6*, que estuvieran dentro del radio de búsqueda de 4", dando como resultado 5571 galaxias, todas con información tanto en el visible (*SDSS*) como en el UV (*GALEX*).

### 4.2.4. Eliminando Contaminación

#### AGNs

Como se había mencionado anteriormente, Schawinski et al. (2007) y Kaviraj et al. (2007b), reportan que la muestra de galaxias seleccionadas con el método definido por ellos, está contaminada por AGNs. Esto se debe a que es muy común que las galaxias elípticas o de tipo temprano, en general, hospeden un AGN (Kauffmann et al., 2003).

Existen dos tipos de AGN, que se clasifican según su luminosidad:

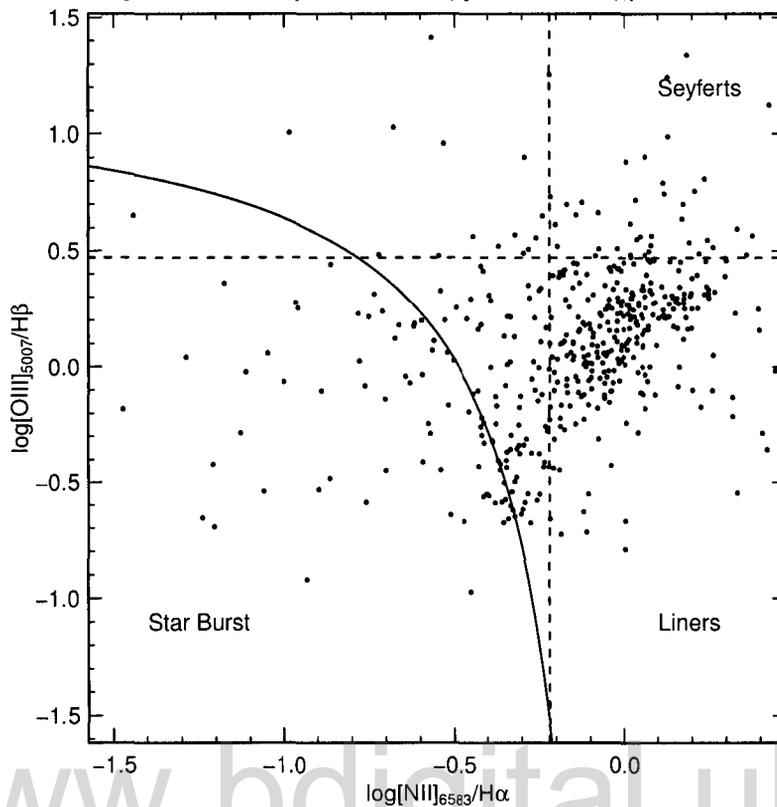
- i) AGN Tipo I: Quasares.
- ii) AGN Tipo II: Seyferts y LINERs

La palabra Quasar se deriva del término “QUASistellAR”, ya que al observarse en imágenes en el visible no se aprecia ninguna diferencia entre la forma de una estrella y de un Quasar. La gran diferencia está en el espectro; en el espectro de un Quasar se observan líneas fuertes de emisión como la serie de hidrógeno de Balmer ( $H_\alpha(6563)$ ,  $H_\beta(4861)$ ,  $H_\delta(4340)$ ),  $L_\alpha(1216)$  y algunas líneas de metales como Mg II (2798), C III] (1909) y C IV (1549). Los Quasares son los AGNs más luminosos, el más brillante conocido hasta ahora, el 10000 veces más luminoso que la Vía Láctea.

En el extremo opuesto de luminosidades de los AGNs, se encuentran los LINERs (Low Ionization Nuclear Emission-line Region). El espectro característico de los LINERs muestra fuertes líneas de emisión de átomos neutros débilmente ionizados como [O I] (6300) y [N II] (6548, 6583). Los Seyferts son AGNs cuya luminosidad es considerablemente menor que la de los Quasares. El espectro de los Seyfert I es muy similar al de los Quasars, mientras que en los Seyfert II se observan solo líneas de emisión delgadas.

Los Quasares fueron eliminados de la muestra fácilmente, utilizando una etiqueta definida en la fuente de datos del *SDSS* que si es verdadera, la galaxia contiene un Quasar. Entonces, descartamos todas aquellas galaxias con esa etiqueta.

Una manera de clasificar los AGNs Tipo II y las galaxias con formación estelar activa, es a través del comúnmente usado diagrama BPT (Baldwin et al., 1981). Kauffmann et al. (2003), utilizan una muestra de galaxias del *SDSS* para clasificar los AGNs Tipo II y galaxias con formación estelar activa (Star Burst). Según estos autores, las galaxias se clasifican sobre el diagrama BPT siguiendo las siguientes condiciones:



**Figura 4.3:** Diagrama BPT de las galaxias eliminadas con el método de clasificación de Kauffmann et al. (2003).

- (I) Seyfert:  $[OIII]/H\beta > 3$ .
- (II) LINERs:  $[NII]/H\alpha > 0,6$ .
- (III) Star Burst:  $\log([OIII]/H\beta) > \log([NII]/H\alpha) - 0,05 + 1,3$ .

En este trabajo utilizamos este método, con el cual eliminamos los AGNs tipo II y aquellas galaxias con formación estelar activa que se escaparon al realizar la clasificación morfológica. En la Figura 4.3 se muestra el diagrama BPT de aquellas galaxias eliminadas. La línea horizontal de rayas representa el ítem (I), la línea vertical de rayas representa el ítem (II) y la línea sólida curva el ítem (III).

En este proceso se removió  $\sim 26\%$  de las galaxias seleccionadas en la Sección 4.2.3.

Este grado de contaminación es similar al reportado por Kaviraj et al. (2007b). Una vez realizado este procedimiento, nos queda un total de 4656 galaxias ETGs que no hospedan un AGN.

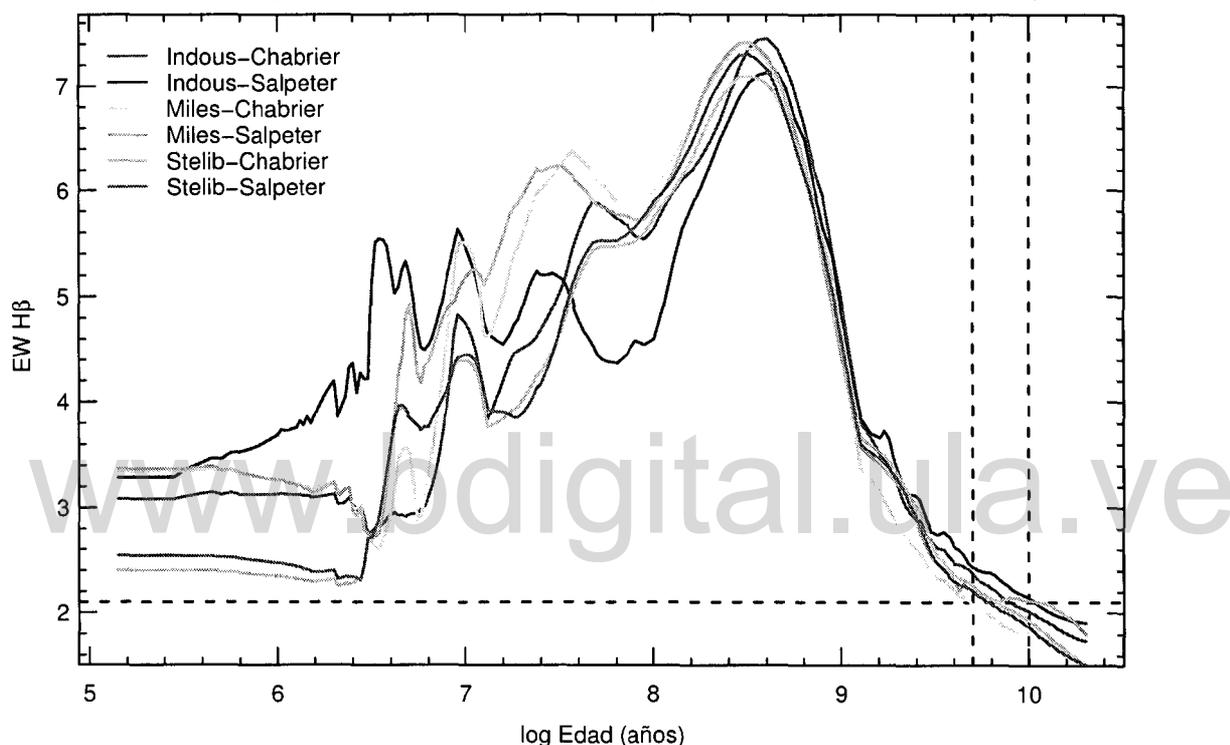
### Formación estelar reciente

Luego de eliminar los AGNs hay que eliminar aquellas ETGs con formación estelar reciente, ya que lo que nos interesa en nuestro trabajo es estudiar las galaxias pasivas, es decir, que han evolucionado a partir de un solo brote de formación que dio origen a la galaxia y no han presentado nuevos episodios de formación estelar o que si lo hayan tenido, el sistema se haya relajado, espectral y fotométricamente hablando.

Las líneas de hidrógeno de la serie de Balmer ( $H_\alpha$ ,  $H_\beta$ ,  $H_\gamma$ ,  $H_\delta$ ) son buenos indicadores de la edad de una población. Estas líneas son evidentes en el espectro de una población cuando esta contiene una cantidad considerable de estrellas jóvenes. Las características generales de estas líneas hacen que  $H_\beta$  sea más usada como indicador de edad que, por ejemplo,  $H_\alpha$ . Si las líneas no están en su máximo,  $H_\beta$  es mucho más visible que  $H_\alpha$  ya que es mucho más profunda y se puede medir mejor. Además no tiene cerca líneas espectrales característica de otros elementos, que puedan contaminar la información.

Con la finalidad de determinar qué valor de  $H_\beta$  es característico de las poblaciones viejas, utilizamos los modelos de síntesis de poblaciones estelares  $\text{vco3}$ , de Bruzual & Charlot (2003). Para esto, consideramos los modelos a metalicidad solar y diferentes bibliotecas espectrales disponible para estos modelos. En la Figura 4.4, se muestran los resultados. Aquí podemos observar la evolución temporal de la línea  $H_\beta$  de una SSP utilizando dos IMF (Salpeter, 1955; Chabrier, 2003) y tres bibliotecas espectrales diferentes: STELIB (Le Borgne et al., 2003), INDO-US (Valdes et al., 2004) y MILES (Sánchez-Blázquez et al., 2006). En la Figura, las líneas verticales de rayas indican edad

de 5 y 10 Ga, la línea horizontal de rayas indica el valor del ancho equivalente (EW) de  $H_{\beta}$  igual a 2,1. Concluimos que aquellas poblaciones cuya línea  $H_{\beta}$  tenga un  $EW \lesssim 2,1$ , corresponde a edades mayores a 5-10 Ga. Este resultado es consistente con el reportado por Bureau et al. (2011), quienes, usando diferentes códigos de síntesis de poblaciones, concluyen que este valor es 1,8.



**Figura 4.4:** Evolución del EW de la línea espectral  $H_{\beta}$  para SSPs calculada con los modelos BC03 con diferentes bibliotecas espectrales.

Con esto eliminamos aquellas galaxias viejas que tengan una cantidad significativa de estrellas jóvenes producidas en episodios relativamente recientes de formación estelar.

#### 4.2.5. Catálogo final

Obtuvimos una muestra de galaxias tanto con detección fotométrica y espectroscópica en el visible (*SDSS/DR8*) como con detección fotométrica en el UV (*GALEX/GR6*).

Utilizamos el método del diagrama BPT para eliminar los AGNs de la muestra de galaxias y mediante un análisis de la evolución en el tiempo del EW de la línea  $H\beta$ , eliminamos aquellas galaxias que hayan podido tener episodios recientes de formación estelar significativa.

El resultado de este proceso es una muestra comprendida por 3417 galaxias clasificadas como ETG, que utilizaremos en la siguiente Sección para catalogar aquellas que presenten UVX y analizar las predicciones de `BASSIC` en el estudio de este fenómeno.

### 4.3. Modelando el UVX

Una vez que las ETGs se seleccionaron y se generaron los catálogos con la información fotométrica y espectroscópica, procedemos a clasificarlas según la intensidad del UVX. Para esto seguimos un esquema de clasificación que se describirá en la siguiente Sección. Posteriormente utilizaremos las predicciones de `BASSIC` para cuantificar los parámetros que caracterizan las diferentes clases de UVX.

#### 4.3.1. Intensidad del UVX

En términos generales, se piensa que el fenómeno del UVX se manifiesta por la presencia de estrellas calientes de baja masa evolucionadas, como las EHB. Sin embargo, el problema es que estas estrellas no se han podido resolver (Rosenfield et al., 2012). Por otro lado, las galaxias que exhiben un aumento en el flujo para longitudes de onda UV, muestran que este UVX puede tener diferentes intensidades, que bien puede ser causada por la presencia de distintas cantidades de estas estrellas EHB o por combinación de estrellas calientes jóvenes y viejas.

El hecho es que existe un límite en el exceso UV sobre el cual ninguna galaxia que haya evolucionado de forma pasiva y que sus estrellas evolucionadas hayan seguido una trayectoria evolutiva canónica (sin objetos estelares atípicos que perturben la forma del espectro), puede emitir esa cantidad de flujo. Yi et al. (2005), mediante técnicas teóricas y observacionales, establecen que el color más azul que una galaxia puede presentar, tomando en cuenta solo la presencia de una población vieja es  $NUV-r = 5,4$ . Para esto, asumen como límite superior empírico el flujo UV de la galaxia NGC 4552, la cual es una galaxia pasiva cercana que presenta el UVX más intenso observado. El valor  $NUV-r = 5,4$  está representado por una línea horizontal de trazos en el panel inferior de la Figura 4.5. Los puntos rojos representan las galaxias de la muestra seleccionada en la Sección 4.2, que se encuentran por encima de este límite; estas galaxias pertenecen a la secuencia roja. Los puntos azules representan las galaxias que tienen color  $NUV-r < 5,4$ , las cuales se catalogan como galaxias con emisión en el UV.

Por comparación, graficamos un DCM visible, el cual está representado en el panel superior de la Figura 4.5. El código de colores es el mismo que para el DCM UV-visible. En esta figura se puede observar que este DCM es insensible a los efectos del UVX. Esto se debe a que las galaxias elípticas son todas similares en el rango de longitud de onda visible, ya que las estrellas progenitoras del UVX no contribuyen en este rango del espectro. En el DCM visible se utilizaron las magnitudes  $g$  y  $r$  del *SDSS*.

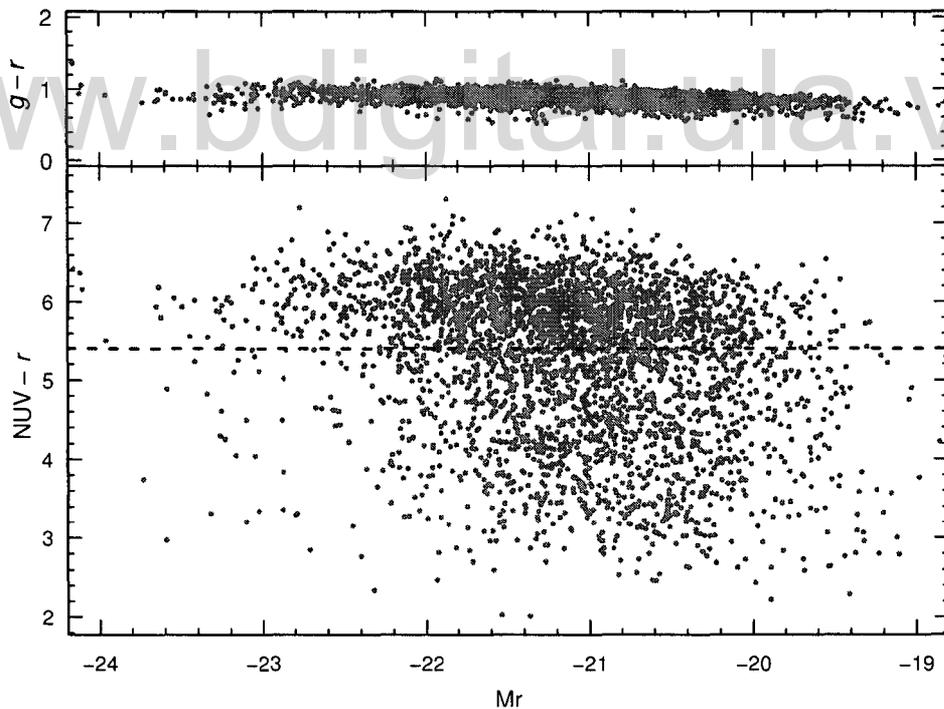
Por otro lado, la pendiente del espectro en el rango UV está relacionado con la temperatura de las estrellas calientes que lo causan. Para un espectro plano en el UV, le corresponde un color  $FUV-NUV = 0,9$  mientras que aquellas con colores más azules ( $FUV-NUV < 0,9$ ) se relacionan con un espectro UV cuya pendiente es más empinada (Yi et al., 2011).

Por último, para clasificar una galaxia como UVX, es necesario que el flujo en el UV sea relativamente alto comparado con el flujo en el visible. Con la finalidad de cuantificar lo dicho, Yi et al. (2011), determinan que el color  $FUV-r$  típico de una

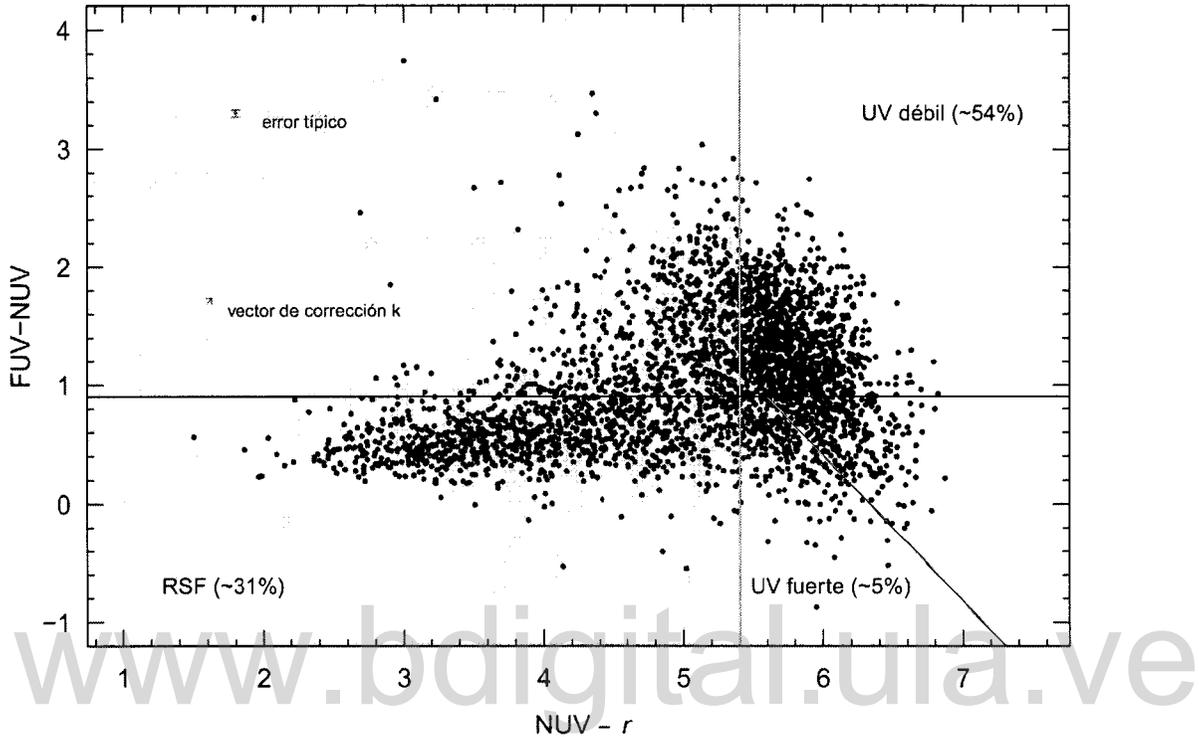
galaxia pasiva ( $FUV-NUV = 0,9$ ) es de 6,6. Por consiguiente, una galaxia se cataloga como UVX fuerte si su color es  $FUV-r < 6,6$ .

Este esquema de clasificación es mostrado en la Figura 4.6 y resumido en la Tabla 4.1. En la Figura 4.6, se representa el diagrama color-color (DCC) ( $FUV-NUV$  vs.  $NUV-r$ ) de las 3417 galaxias catalogadas como ETG según el criterio de clasificación descrito en la Sección 4.2. A este diagrama se le superpone el criterio de clasificación de Yi et al. (2011):  $FUV-r = 6,6$  está representado por la línea morada,  $FUV-NUV = 0,9$  está descrito por la línea azul y la línea roja simboliza el criterio  $NUV-r = 5,4$ .

Un problema que existe en la astronomía extragaláctica observacional, es que para



**Figura 4.5:** DCM de la muestra de ETGs seleccionadas. En el panel superior se muestra el DCM visible para este tipo de galaxias, se puede notar que los colores característicos tienen valores muy cercanos unos de otros (la relación es estrecha), mientras que en el DCM UV (panel inferior) se observa que existe un esparcimiento mucho más grande, donde la diferencia entre la galaxia más roja a la galaxia más azul puede ser de hasta 4 o 5 mag.



**Figura 4.6:** DCC de las 3417 galaxias catalogadas como ETGs. El criterio de clasificación de Yi et al. (2011) está representado por las áreas sombreadas. El vector del factor de corrección  $k$  y el error típico se encuentra indicado en la figura. Los datos han sido corregidos por extinción Galáctica.

**Tabla 4.1:** Esquema de clasificación UV de Yi et al. (2011).

Criterio	Descripción
$NUV-r > 5,4$	Libre de estrellas jóvenes brillantes en el UV.
$FUV-NUV < 0,9$	Aumento de la pendiente del espectro en el UV.
$FUV-r < 6,6$	Flujo FUV relativamente intenso.

una fuente que emita en cierto rango de longitud de onda, la radiación correspondiente en el sistema en reposo, depende de  $z$ . En otras palabras, si una fuente tiene su máxima emisión en el filtro B ( $\sim 4500 \text{ \AA}$ ), a  $z \sim 1$  esta emisión se verá en el filtro I, para  $z$  mayores la observación de este máximo se puede extender incluso más allá del NIR. Por tanto, existe una relación entre el flujo observado  $S$  y la luminosidad  $L$  de una fuente que se encuentra a una distancia  $D_L$ . Para una frecuencia  $\nu$ , esta relación se escribe como:

$$S_\nu = \frac{L_\nu}{4\pi D_L^2} \left[ \frac{L_{\nu'}}{L_\nu} (1+z) \right], \quad (4.1)$$

donde  $\nu' = \nu(1+z)$ . El primer factor define la relación entre el flujo y la luminosidad, y el segundo factor corrige esta relación debido al corrimiento espectral. Este factor es denominado *corrección  $k$* . Dado que este factor depende de la banda utilizada, usualmente la Ecuación 4.1 es escrita como:

$$m_{rep} = m_{obs} + k(z), \quad (4.2)$$

siendo

$$k(z) = -2,5 \log \left[ \frac{L_{\nu'}}{L_\nu} (1+z) \right], \quad (4.3)$$

donde  $m_{rep}$  es la magnitud que se tendría sin corrimiento al rojo y  $m_{obs}$  es la magnitud medida (Schneider, 2006).

Con la finalidad de estudiar el efecto de  $z$  en una muestra de galaxias con  $z \lesssim 0,1$ , Wyder et al. (2005); Carter et al. (2011); Yi et al. (2011), usando espectros sintéticos calculados con modelos de síntesis de poblaciones estelares (e.g. Bruzual & Charlot 2003; Yi et al. 2005), determinaron el factor de corrección  $k$  necesario para corregir las magnitudes UV y visible medidas y transformarlas al sistema en reposo. Estos autores determinaron que, en general, este factor de corrección es muy pequeño y es despreciable para una muestra de galaxias como la utilizada en este trabajo. Sin embargo, para dar una visión más precisa, en la Figura 4.6, se representa el vector de corrección  $k$  con los valores determinados por Yi et al. (2011) para cada magnitud usada en el diagrama de la figura.

Un factor más influyente en la determinación de las magnitudes reales de la muestra de ETGs, es la extinción de fondo producida por la Galaxia. El polvo contenido en la Vía Láctea puede enrojecer las magnitudes medidas de los objetos cuando la luz proveniente de este cruza parte de la Galaxia, hasta llegar al instrumento de medición.

Con el objetivo de corregir las magnitudes obtenidas con el *GALEX* y el *SDSS*, se utilizaron los mapas de extinción de Schlegel et al. (1998) y asumimos la ley de extinción UV calculada por Wyder et al. (2005):

$$\frac{A_{FUV}}{E(B-V)} = 8,376 \quad y \quad \frac{A_{NUV}}{E(B-V)} = 8,741. \quad (4.4)$$

Para el filtro  $r$  del *SDSS* se utilizó el valor obtenido por Fukugita et al. (2004):

$$\frac{A_r}{E(B-V)} = 2,64. \quad (4.5)$$

Con esto podemos obtener el valor  $A_{FUV}$  y  $A_{NUV}$  para las bandas UV y  $A_r$  para la banda visible de cada fuente utilizada en este trabajo.

Dentro del esquema de clasificación resumido en la Tabla 4.1 y una vez corregidos los datos por extinción Galáctica, de las 3417 galaxias, el 31 % se cataloga como ETG con formación estelar residual (RSF) y se encuentran en la región sombreada de verde en la Figura 4.6. Es importante destacar que aunque en la Sección 4.2.4 se limpió la muestra de posible formación estelar, este criterio solo retira aquellas ETGs con formación estelar significativa que haya ocurrido en el último Ga. Sin embargo, puede existir todavía en la muestra galaxias con formación estelar residual, en el cual, la masa total de este nuevo brote sea incluso menor que 1-2 % de la masa total de la galaxia. Además, si el brote es muy reciente ( $\lesssim 100$  Ma) el criterio aplicado en 4.2.4 tampoco es viable. El hecho de que aproximadamente el 30 % de las ETGs tengan  $NUV-r < 5,4$  ya se ha reportado previamente y es consistente con otros trabajos (Schawinski et al., 2007; Yi et al., 2011).

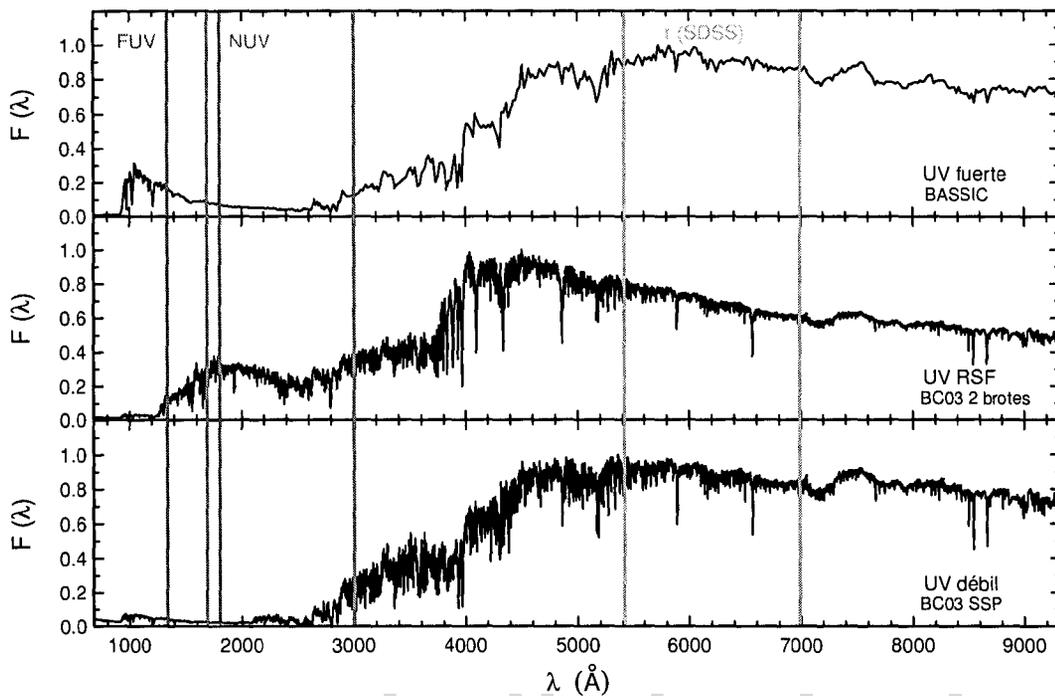
También se observa que tan solo  $\sim 5$  % de todas las ETGs, se clasifican como UV fuerte, esto es, que tienen colores dentro del rango  $FUV-r < 6,6$  y  $FUV-NUV < 0,9$ ,

pero son más rojas que  $NUV-r = 5,4$  (área sombreada de amarillo en la Figura 4.6). Estas galaxias emiten relativamente fuerte en la banda FUV pero no en el NUV. Esto quiere decir que las estrellas responsables de ese flujo tienen temperaturas por encima de los  $\sim 15000$  K.

Por último, en el DCC representado en la Figura 4.6, se puede observar que más de la mitad de las ETGs de la muestra seleccionada ( $\sim 54\%$ ), son galaxias “normales”. Esto quiere decir que presentan los colores típicos de una galaxia que haya seguido una evolución pasiva y canónica (arriba a la derecha).

Lo dicho anteriormente es consistente con el trabajo de Yi et al. (2011), quienes encuentran, en un grupo de galaxias del cúmulo de Coma y de cúmulos de galaxias del *SDSS/DR7-GALEX/GR6*, que de 1206 galaxias con detección en las bandas NUV, FUV y  $r$ , el 27% son clasificadas como RSF, 5% como UV fuerte y 68% como UV débil. Con la excepción del cúmulo de Coma, donde no encuentran galaxias ni RSF ni UV fuerte.

El espectro característico de cada una de estas casillas de clasificación, se encuentra representado en la Figura 4.7. En el panel superior se muestra el espectro sintético calculado con *BASIC* de una galaxia de tipo temprano con UVX fuerte. En los paneles medio e inferior, respectivamente, se muestran dos espectros calculados con el modelo *bc03*, uno para una población compuesta cuyo segundo brote ocurrió hace 1 Ga y con una intensidad de 0,01 (lo que equivale al 1% de la masa total del sistema) y el otro una SSP. Todos los espectros son calculados para una edad de 10 Ga, a metalicidad solar y con una IMF de Chabrier (2003). Por referencia, también se representa el ancho de banda de los filtros FUV (morado) y NUV (azul) de *GALEX*, y  $r$  de *SDSS* (amarillo).



**Figura 4.7:** Espectro sintético que representa tres modelos diferentes de galaxias con edad de 10 Ga. De arriba hacia abajo: (a) espectro calculado con BASSIC de una SSP, donde se observa el aumento característico de una galaxia elíptica con UVX fuerte; (b) espectro calculado con el modelo BC03, en donde se incluyó un segundo brote de formación estelar hace  $\sim 1$  Ga y (c) espectro de una SSP calculado con BC03.

### 4.3.2. Influencia de la fracción de binarias

Dado que la evidencia observacional muestra que una misma clase de objeto (ETG) puede tener diferentes intensidades en el UV, haremos un análisis de cómo o en qué medida, los parámetros de la población binaria que se utilizan como base en la construcción de BASSIC pueden influir en la formación de las EHB y, por ende, en la intensidad del UVX.

Intuitivamente, la fracción de binarias es un parámetro que potencialmente puede influir en las características del espectro integrado de la población, dado que a medida

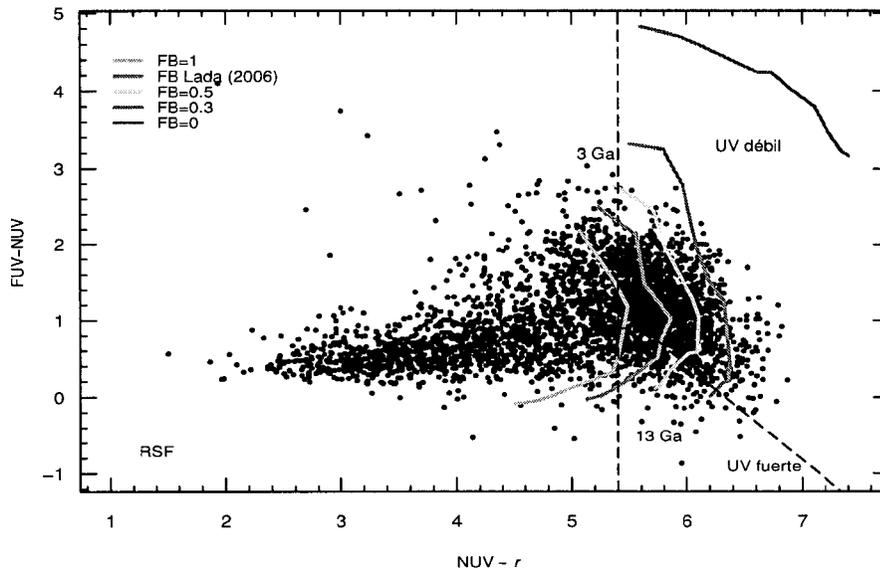
que la fracción de binarias disminuye, el número de EHB producidas vía interacción del par binario (que en el caso de `BASSIC` son todas), la intensidad del flujo UV irá disminuyendo. Por el contrario, a medida que la fracción de binarias aumenta, la formación de EHBs crece y el espectro integrado mostrará una mayor intensidad en el UV.

Con la finalidad de estudiar la influencia de la fracción de binarias en la intensidad del UVX observado en las ETGs de la muestra obtenida, realizamos varias corridas de `BASSIC`, cada una con diferentes fracciones de binarias, que de ahora en adelante, por comodidad y por hacer fácil la lectura, la llamaremos FB:

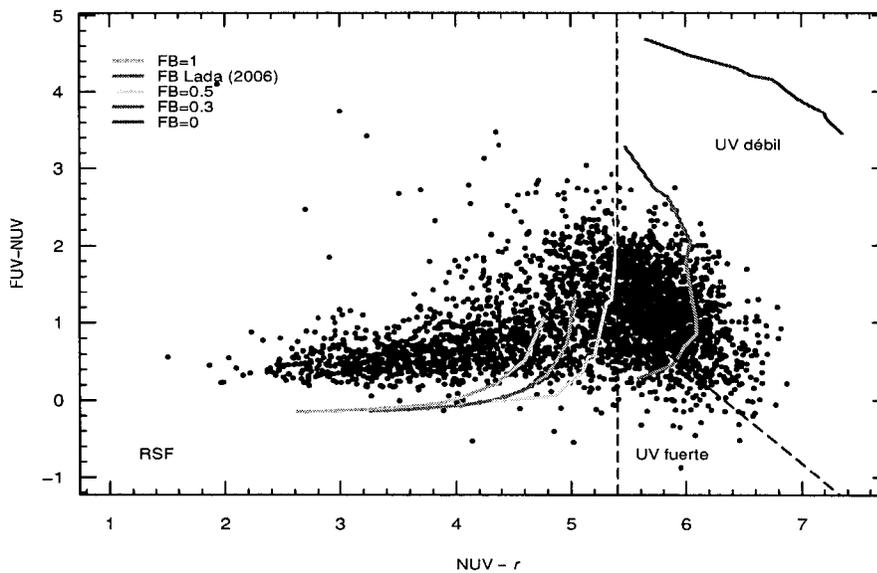
1.  $FB = 0$ : ninguna estrella se encuentra en sistemas binarios (este es el caso para los modelos de síntesis de poblaciones convencionales).
2.  $FB = 0,3$ : el 30% de las estrellas nacieron en sistemas binarios.
3.  $FB = 0,5$ : la mitad de la población total del sistema se encuentra en sistemas binarios.
4.  $FB$  Lada (2006): la probabilidad de que la estrella se encuentre en un sistema binario depende de su masa (o tipo espectral). Ver Tabla 2.1 en la Sección 2.1.2.
5.  $FB = 1$ : todas las estrellas nacieron en sistemas binarios.

El resto de los parámetros del sistema (distribución de período, de excentricidad y de cociente de masas) permanecen inalterados, tal cual como se introdujo en la Sección 2.1.

Los resultados se muestran en las Figuras 4.8 y 4.9. En la Figura 4.8 se muestra el modelo `BASSIC` calculado con diferentes FB, representado por líneas de diferentes colores tal cual se señala en la leyenda de la Figura. Como está indicado, la evolución temporal de los modelos se muestra desde los 3 Ga (extremo superior de cada línea, donde FUV-NUV es más rojo), hasta 13 Ga, en donde el modelo llega hasta la zona del DCC donde las galaxias se catalogan como UV fuerte.



**Figura 4.8:** En este DCC se muestra como variando la FB desde 0 hasta 1 se reproducen los colores de las ETGs catalogadas como UV fuerte y débil. La IMF usada es la de Chabrier (2003) y la distribución de  $m$ ,  $T_{\text{eff}}$  y  $L$  las usadas por definición en BASSIC.



**Figura 4.9:** Similar a la Figura 4.9, pero con la asignación de los valores de los parámetros físicos extrapolados a aquellos definidos por Han et al. (2002).

Una característica importante de los modelos que se puede observar en la Figura 4.8, es que se puede reproducir muy bien los colores observados de las galaxias de la muestra tanto las catalogadas como UV débil como las UV fuerte si se varía la FB. Del mismo modo, se puede notar que aquellas galaxias catalogadas como RSF no se logran ajustar al modelo, aún si todas las estrellas nacieran como parte de un sistema binario (línea naranja).

En la Figura 4.9 se representa el mismo escenario `BASSIC`, sin embargo, aquí se extrapolan los límites de masa de las EHBs formadas a partir de la fusión 2HeWD así como las temperaturas y luminosidades correspondientes según la receta establecida en Han et al. (2002). El valor límite para los parámetros físicos establecidos tanto por Pietrinferni et al. (2004, 2006) y utilizados por definición en `BASSIC` como los establecidos por Han et al. (2002) están listados en la Tabla 4.2. El índice superior indica el valor más alto considerado por la distribución (S) o el más bajo (I). El valor de la luminosidad es relativa a la del Sol ( $\log L/L_{\odot}$ ), la de temperatura es  $\log T_{\text{eff}}$  [K] y la masa en  $M_{\odot}$ . En la Tabla se puede notar que las EHBs formadas a través de la unión de 2HeWD que siguen la distribución de Han et al. (2002) son más calientes y menos luminosas, y se encuentran dentro de un rango de masas más amplio comparado con los establecidos por Pietrinferni et al. (2004, 2006) y usado por definición en `BASSIC`.

**Tabla 4.2:** Valores límites de los parámetros físicos de las EHB

Modelo / Parámetro	$T_{\text{eff}}^S$	$T_{\text{eff}}^I$	$L^S$	$L^I$	$m^S$	$m^I$
<code>BASSIC</code>	4,469	4,302	2,447	1,326	0,520	0,494
Han et al. (2002)	4,70	4,46	2,29	1,00	0,62	0,40

De acuerdo al cálculo hecho con los valores propuestos por Han et al. (2002), se puede observar en la Figura 4.9 que para poder reproducir la región UV fuerte del diagrama, es necesario que la FB sea menor a 0,5 ya que con la FB establecida por Lada (2006) y

para la FB promedio en la vecindad solar ( $\sim 50\%$ ), los modelos no reproducen bien ni la región catalogada como UV fuerte ni la catalogada como UV débil, solo reproduce las RSF, incluso para las edades más viejas, llega un punto (10-11 Ga) en donde el modelo se estabiliza y el color FUV-NUV se torna cerca de 0,1 mag más azul que el grueso de las galaxias observadas.

Esta diferencia no se debe a ninguno de los problemas observacionales que hay que corregir (corrección  $k$ , errores de la muestra o enrojecimiento Galáctico) ya que han sido tomados en cuenta y, o no son relevantes o se corrigieron (Sección 4.3.1). Las magnitudes de las galaxias observadas y las del modelo han sido expresadas en el sistema AB (Oke & Gunn, 1983).

Las magnitudes *GALEX* han sido definidas como:

$$m_{UV} = m_{0UV} - 2,5 \log f_{UV}, \quad (4.6)$$

siendo  $m_{0FUV} = 18,82$  y  $m_{0NUV} = 20,08$  (Morrissey et al., 2007).

Mientras que el *SDSS* usa un sistema parecido al AB<sup>8</sup>, donde un objeto de magnitud 0 debe tener, en el sistema electrónico, las mismas cuentas que una fuente de  $F_\nu = 3631$  Jy. Sin embargo, este sistema se sale ligeramente de la calibración estándar AB, aunque la diferencia más grande se observa en la banda  $u$ , donde  $u_{AB} = u_{SDSS} - 0,04$ . En las bandas  $g$ ,  $r$  e  $i$  las diferencias son mucho menores. En el diagrama representado en las Figuras de este Capítulo, esto representa un corrimiento en el eje horizontal menor al tamaño del punto que representa una galaxia observada.

Por las razones expuestas arriba, la diferencia de color entre el modelo representado en la Figura 4.9 y los colores observados de las ETGs, tampoco se debe al sistema de calibración de las magnitudes. Entonces, puede ser que realmente la distribución de parámetros físicos adoptados en *BASIC* se adapte mucho mejor a las observaciones de

<sup>8</sup><http://www.sdss3.org/dr8/algorithms/fluxcal.php#SDSstoAB>

galaxias pasivas, tanto en la secuencia roja como para aquellas con UV fuerte.

Como es de esperarse, en las las Figuras 4.8 y 4.9, se puede observar que a medida de que la FB se aproxima a cero, en ambas Figuras va convergiendo el modelo, esto se debe a que al ser pequeña la cantidad de sistemas que forman una EHB, el efecto de la distribución de parámetros físicos es menos influyente. También es de notar que es necesario un mínimo de sistemas binarios presente en las galaxias para reproducir los colores observados.

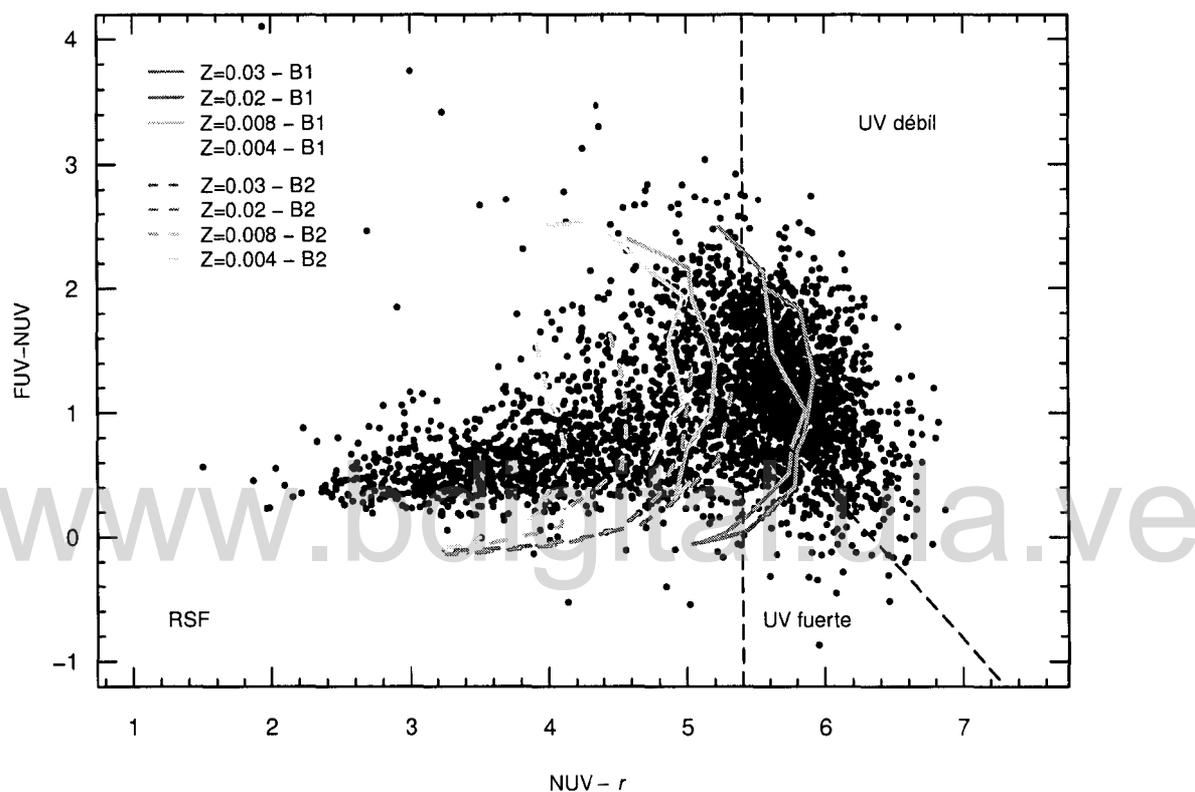
### 4.3.3. Influencia de la metalicidad

La metalicidad de la población juega un papel importante en la evolución de las estrellas que la componen y por lo tanto en la evolución integrada del sistema, ya que se espera que las estrellas muy ricas en metales pierdan más masa a través de arrastre radiativo en los vientos estelares, en algunas fases de la evolución. En el otro extremo, la opacidad en las estrellas muy pobres en metales es menor, lo que hace que las estrellas sean más azules que su contraparte rica en metales. Es por esta razón que la metalicidad es un parámetro importante, que hay que tomar en cuenta en la evolución de las galaxias y todos los sistemas estelares.

Existe evidencia de que las galaxias elípticas gigantes presentan una abundancia  $[Mg/Fe]$  que excede la de las estrellas más ricas en metales de la vecindad solar (Worthey et al., 1992) y además, de que el color UV de las galaxias elípticas se vuelve más azul a medida de que el índice  $Mg_2$  ( $\sim 5170 \text{ \AA}$ ), que es indicador de metalicidad, aumenta (Burstein et al., 1988). Dicho esto, es de esperarse que los modelos teóricos que mejor se ajusten a las observaciones de ETGs, deben ser aquellos de metalicidad mayor que solar.

Con la finalidad de estudiar como *BASIC* reproduce las características de las ETGs

observadas, se realizaron varias corridas en las cuales se varió la metalicidad ( $Z=0.,3, 0,02, 0,008$  y  $0,004$ ) y la distribución de los parámetros físicos ( $m, T_{\text{eff}}, L$ ) de las EHBs formada a través de la fusión de  $2\text{HeWD}$ , tal cual se describió en la Sección 4.3.2. Los resultados se muestran en la Figura 4.10.



**Figura 4.10:** DCC de las ETGs estudiadas en este trabajo, sobre el cual se superpone la evolución fotométrica predicha por **BASSIC**. B1 (líneas sólidas) indican la utilización de los parámetros físicos definidos por **BASSIC**, mientras que B2 (líneas a trazos) indica que se utilizó la extrapolación de estos parámetros a los valores del estudio realizado por Han et al. (2002). La IMF usada es la de Chabrier (2003) y la FB la establecida por Lada (2006).

En la Figura 4.10, se muestra el DCC de las ETGs de la muestra estudiada en este trabajo, a la cual se se superpone la predicción de la evolución fotométrica arrojada por **BASSIC**. En la Figura, diferentes colores indican diferentes metalicidades según el código indicado en la leyenda de la misma. Los dos tipos de líneas, sólida y a trazos, indica si el modelo es **BASSIC** (B1) o si se incluye la extrapolación de los parámetros físicos

según la receta de Han et al. (2002) (B2), respectivamente. La dirección de la evolución es la misma indicada en la Figura 4.8, donde las edades más viejas se localizan en la parte inferior del diagrama. La IMF utilizada es la de Chabrier (2003) y la FB de Lada (2006).

Como es de esperarse, los modelos que mejor reproducen los colores de las ETGs son aquellos de metalicidad alta: solar y supersolar. Lamentablemente, con `BASSIC` no se puede predecir las propiedades integradas de poblaciones con  $Z > 0,03$  ya que las trayectorias utilizadas (Hurley et al., 2002) funcionan solo para un rango discreto de metalicidades y no supera el valor de  $Z=0,03$ . Las metalicidades subsolares ( $Z=0,008$  y  $Z=0,004$ ) se corren hacia la parte azul (NUV- $r$ ) del diagrama debido a la contribución de la rama horizontal azul, naturalmente formada debido a la baja metalicidad de la población que causa que la opacidad en la envoltente (o la atmósfera) de la estrella sea menor, y no debido a la transferencia de masa o a efectos de la interacción de las componentes del sistema binario.

Con respecto a la distribución de los parámetros físicos, se observa en la Figura 4.10 que con la asignación utilizada por definición en `BASSIC` (B1 en la Figura), se logran reproducir mejor los colores observados de las ETGs. Mientras que para B2, ninguna metalicidad, ni siquiera la más alta, pasa por la parte del diagrama definido con UV fuerte, ni en ninguna parte de la evolución este modelo explica las ETGs de la secuencia roja.

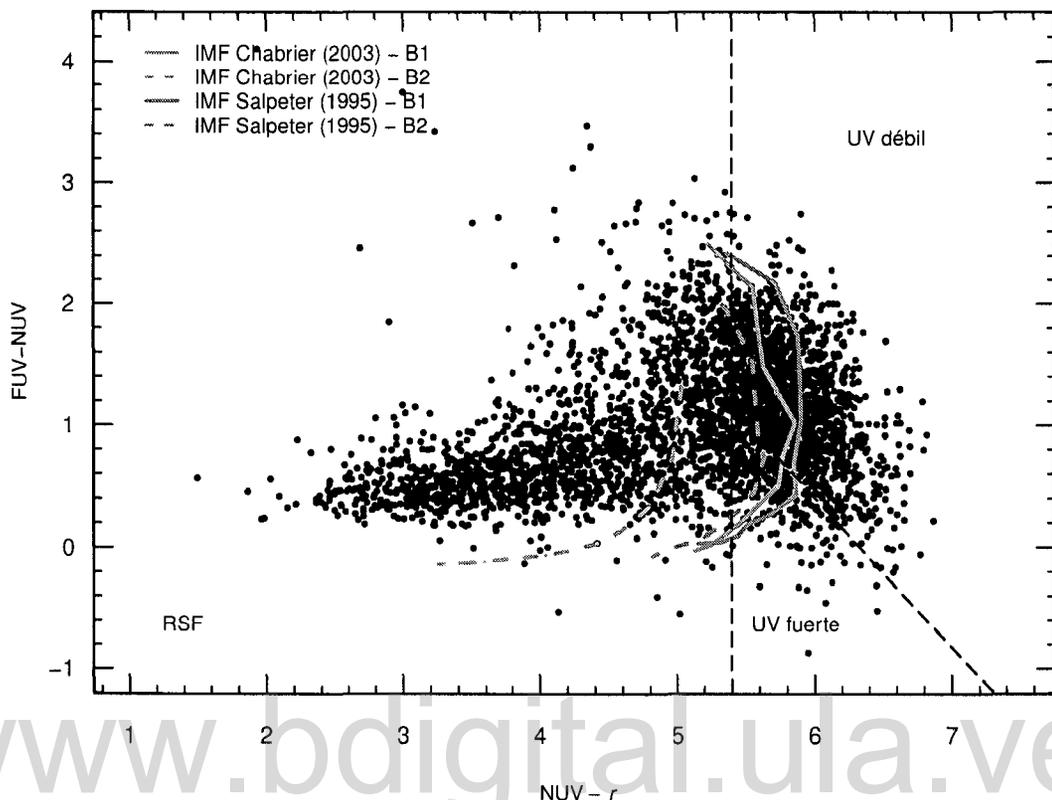
De lo anteriormente expuesto, se puede decir que `BASSIC`, con los parámetros utilizados por definición y para las metalicidades características de este tipo de galaxias, reproduce satisfactoriamente los colores de las ETGs de evolución pasiva: tanto aquellas que permanecen en la secuencia roja (o UV débil) como aquellas con UV fuerte.

#### 4.3.4. Influencia de la IMF

Actualmente, uno de los principales problemas abiertos en la astronomía es la forma funcional y la universalidad de la IMF, esto se debe a que, para cualquier sistema, este parámetro es determinante en la evolución de la población, ya que las estrellas de diferentes masas evolucionan de manera diferente y, debido a la distribución de probabilidad de formar cierto número de estrellas con una masa dada, el peso de cada rango de masa puede variar según la forma de la IMF, y por lo tanto la forma de la evolución total del sistema.

Ahora bien, si la población incluye, además, una fracción de sistemas binarios cuyas componentes estelares están intercambiando masa o por otros efectos, como fuerza de marea, las características físicas de las estrellas están cambiando y evolucionando de manera diferente, hasta tal punto en el que se pueden formar objetos atípicos como producto de esta interacción, la forma de la IMF puede ser determinante en la producción de estos objetos. Como se vió en la Sección 2.5, la forma de la IMF determina la fracción de sistemas que posiblemente den origen a una EHB, especialmente aquellas formadas por la unión de 2HeWD.

En esta Sección estudiaremos como la forma de la IMF utilizada en el modelo influye en el ajuste de este a las observaciones de las ETGs con UVX. Con este objetivo, en la Figura 4.11 se muestra la evolución fotométrica de una SSP calculada con `BASSIC`. La FB usada es la derivada por Lada (2006) en la proporción establecida en la Tabla 2.1. La metalicidad usada es la solar y la distribución de los parámetros orbitales tomada en cuenta es la que se definió en la Sección 2.1. El parámetro que se varía es la IMF que, como ya se había mencionado, en este trabajo tomamos en cuenta la parametrización establecida por Chabrier (2003) (líneas de color azul) y la medida por Salpeter (1955) (líneas de color rojo). Adicionalmente, por comparación, se muestra el modelo `BASSIC` calculado con la distribución de parámetros físicos estándar (B1-líneas sólidas) y el



**Figura 4.11:** DCC similar a los anteriores, pero variando la forma de la IMF. Las líneas de color azul representan la IMF de Chabrier (2003) y las líneas de color rojo representan la IMF de Salpeter (1955). El índice B1 y B2 tienen el mismo sentido que en la Figura 4.10.

modelo con la asignación de  $m$ ,  $T_{\text{eff}}$ ,  $L$  extrapolado a los valores de Han et al. (2002) (B2- líneas a trazos).

En la Figura 4.11 se puede observar que, independientemente de la distribución de los parámetros físicos, los modelos calculados con la IMF de Chabrier (2003) son más azules en  $\text{NUV}-r$ . Este resultado ya se había mencionado en la Sección 2.5, donde se señaló que la formación de EHBs depende de la IMF usada y que esto es debido a la fracción de sistemas progenitores de estos objetos formados bajo la distribución de masas del sistema.

Sin embargo, a pesar de que la población que se forma con la IMF de Chabrier

(2003) es más azul, bajo la distribución de parámetros físicos estándares de *BASSIC* (B1), indistintamente de la IMF utilizada, el modelo se superpone a la zona definida como UV fuerte y UV débil. Mientras que si se supone la distribución definida por Han et al. (2002), el modelo se corre hacia el azul en el color  $NUV-r$  y cae sobre la zona de galaxias RSF.

Ahora bien, si la IMF utilizada es la de Salpeter (1955), el modelo B2 (línea roja a trazos) es similar a los modelos B1, aunque ligeramente más azul. La diferencia entre el cambio en color relativo entre ambas IMF para los modelos B1 y B2, se puede deber a que si la IMF usada es la de Salpeter (1955), el número de sistemas progenitores de EHBs disminuye y la contribución de las EHBs producidas es menor. Esto quiere decir que, aunque la distribución de  $T_{\text{eff}}$ ,  $L$  sea la misma en los modelos B2, la probabilidad de que hayan EHBs muy calientes es más baja si se usa la IMF de Salpeter (1955).

Entonces, se puede concluir que aunque se nota la variación de la evolución del color de una SSP al usar diferentes IMF, indistintamente de la forma de la función de distribución, *BASSIC* reproduce los colores observados de las ETGs pasivas, tanto en la región UV débil como en la región UV fuerte.

#### 4.3.5. Doble brote de formación estelar

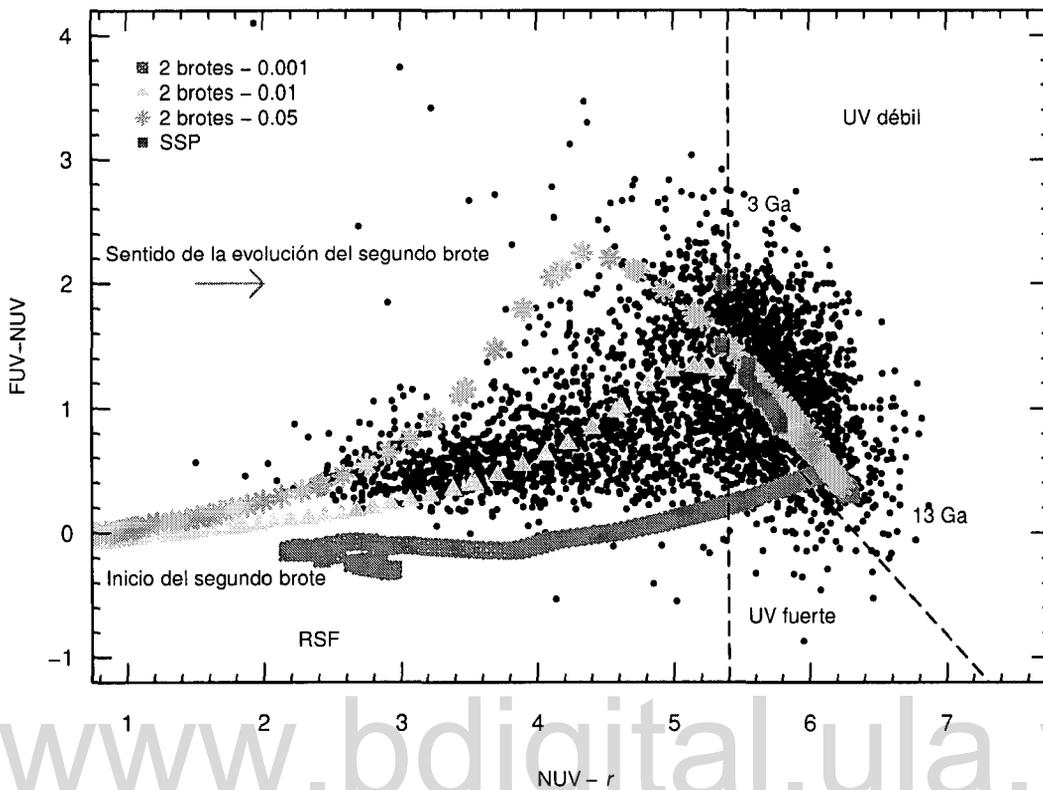
Hasta ahora, se ha tratado de simular la región del DCC en donde residen las ETGs pasivas, sin embargo,  $\sim 30\%$  de todas las galaxias ETGs presentan evidencia de que han tenido formación estelar residual recientemente. Trabajos como los de Kaviraj et al. (2007a,b); Schawinski et al. (2007); Kaviraj et al. (2008); Kaviraj (2010) se han dedicado a mostrar a través de varias técnicas que efectivamente el color azul de estas galaxias es debido a la formación estelar residual existente en estas galaxias. Kaviraj (2010) midieron cuantitativamente que esas galaxias están perturbadas morfológicamente, probablemente debido a interacción con otros sistemas menores. En resumen,

existe evidencia observacional sólida que muestra que el color NUV -  $r$  azul de estas galaxias puede ser debido a formación estelar residual reciente.

Para mostrar que la región RSF del DCC, que no se ha podido reproducir con una SSP calculada con BASSIC, sí se logra reproducir si en la población ocurre un segundo brote de formación estelar, utilizamos los modelos BC03 para recrear este escenario. La utilización de BC03 y no de BASSIC se debe a dos razones fundamentales: (a) BASSIC todavía no está optimizado para calcular las propiedades de las poblaciones con una historia de formación estelar diferente a una SSP y (b) cuando existe un brote de formación estelar, las estrellas jóvenes muy calientes, como las tipo O que se forman opacan el brillo UV producido por las EHBs ya que las primeras son del orden de 100 veces más luminosas, por lo tanto, el efecto de las binarias interactuantes se pierde.

En la Figura 4.12, se puede observar el DCC, similar a los anteriores, pero esta vez, es BC03 el modelo utilizado. De la misma manera que en los diagramas anteriores, la evolución de la población va desde 3 Ga (parte superior del diagrama) hasta 13 Ga (parte inferior) tal cual está señalado en la Figura, la IMF usada es la de Chabrier (2003). Los cuadrados rojos representan la evolución de una SSP, los asteriscos amarillos, triángulos verdes y cuadrados morados representan una población que a los 12 Ga sufrió un segundo evento de formación estelar cuya masa equivale a 5%, 1% y 0,1% de la masa total del sistema, respectivamente, o lo que es equivalente, la amplitud del segundo brote en cada población 0,05, 0,01 y 0,001. Como se observa en la Figura, la evolución fotométrica de este segundo evento de formación estelar va de manera tal que comienza en la parte más azul (NUV- $r$ ) y se va moviendo hacia la parte más roja del color NUV- $r$ . En este color es donde se observa más el efecto de la aparición de esta nueva población estelar.

El segundo brote de formación estelar es instantáneo, es decir, es otra SSP, pero de amplitud menor. Sin embargo, las estrellas formadas en este evento evolucionan y eso influye en la forma del espectro y, por lo tanto, también en la evolución de los



**Figura 4.12:** DCC similar a los anteriores. En este diagrama se representa una población que sufrió un segundo brote a los 12 Ga con amplitud de 0,05 (asteriscos amarillos), 0,01 (triángulos verdes) y 0,001 (cuadrados morados). Por referencia, también se muestra una SSP (cuadrados rojos). Todas las poblaciones son calculadas con BCO3.

colores hasta que las estrellas más masivas mueren y el sistema regresa a su evolución fotométrica “canónica”.

Se puede notar en la Figura 4.12, que la región RSF del diagrama se logra reproducir, incluso hasta con brotes tan pequeños como de amplitud 0,001 y con un máximo de 0,05. Es interesante el hecho de que, la evolución fotométrica de este segundo brote nunca cruza la región UV fuerte, sino que evoluciona asintóticamente a los límites de la región UV débil. En el caso del modelo cuyo segundo brote tiene amplitud 0,001, este pasa sobre la región UV fuerte, pero transcurre rápidamente ( $< 0,15$  Ga) y el tiempo total desde que ocurre el segundo brote y desaparece su efecto en la región UV del espectro

es menor que 0,7 Ga. Por lo tanto es poco probable que todas las ETGs dentro de la zona UV fuerte tengan todas un segundo brote que haya ocurrido hace  $\sim 0,55 - 0,7$  Ga. Mediante este mecanismo no logramos reproducir los colores de las ETGs en la región UV fuerte del diagrama con  $FUV-NUV < 0$ .

Dicho lo anterior, se puede afirmar que es necesario un segundo brote para producir los colores observados de las ETGs que residen en la zona de RSF, como es de esperarse. De la misma manera, se puede decir que, aunque las ETGs tengan formación estelar residual en algún momento, no es esto responsable de aquellas ETGs que exhiben un perfil UV fuerte o que presentan UVX.

El hecho de que no se considere BASSIC en esta Sección para reproducir un segundo brote, no cambiaría estas conclusiones ya que el brillo de las estrellas jóvenes recién formadas opaca el brillo de las EHBs ya existentes en la población y la forma de la evolución de los colores UV-visible durante el brote no cambiaría significativamente. La única diferencia sería que la población sí pasaría por la zona UV fuerte independientemente de la intensidad del brote, tal cual lo hace BASSIC y como se ha discutido en las Secciones anteriores.

## 4.4. Discusión

En este Capítulo hemos estudiado la influencia de los sistemas binarios interactuantes y el producto de esta interacción en la fotometría observada de ETGs, especialmente aquellas que presentan UVX.

Para esto, hemos definido una muestra de galaxias catalogadas morfológica y espectralmente como ETGs, que tengan mediciones de magnitudes tanto en la región visible del espectro (*SDSS*) como en la región UV (*GALEX*). Con estas magnitudes se cons-

truyó un DCC, luego de haber corregido los colores por extinción Galáctica según los mapas de Schlegel et al. (1998). Se determinó que la corrección  $k$  no es importante en esta muestra dado que todas las galaxias tienen corrimiento al rojo menor que 0,1.

Se utilizó `BASIC` para determinar qué parámetros del modelo son los más influyentes en la distribución de colores UV-visible, y cuáles se ajustan mejor a la distribución de las ETGs dentro del DCC. Los parámetros estudiados en este Capítulo fueron: (a) la fracción de binarias, (b) la metalicidad y (c) la función de masa inicial. Para cada uno de estos parámetros se compararon las predicciones de `BASIC` con las distribuciones de  $m$ ,  $T_{\text{eff}}$  y  $L$  asignada por Han et al. (2002) para las EHBs formadas mediante la fusión de 2HeWD. Del mismo modo se estudió las consecuencias fotométricas en el caso en que la población tuviera un segundo episodio de formación estelar. Para esto último, se utilizó el modelo `bc03`.

Una de las motivaciones principales para la realización de este estudio ha sido romper con la separación que existe entre los modelos clásicos de UVX (e.g. Yi et al. 1997) y los modelos de binarias (e.g. Han et al. 2010). En ambos modelos, el UVX es causado por estrellas que queman He en su núcleo y que tienen una  $T_{\text{eff}} > 23000$  K. Estas estrellas ya han sido identificadas como la fuente más probable del UVX (Brown et al., 1997, 2008; Rosenfield et al., 2012), a pesar de que aún no hayan sido resueltas (Rosenfield et al., 2012).

Aunque las EHBs son el elemento común entre los modelos mencionados anteriormente, el canal de formación difiere. En el modelo clásico, las EHBs son el producto de la evolución natural de las estrellas de baja masa con alta metalicidad o enriquecidas en He, mientras que en el escenario de sistemas binarios, estas estrellas son formadas a través de la transferencia de masa, de fusión de estrellas o de otros mecanismos característicos de la interacción binaria. Por lo tanto, se espera que las tendencias predichas por ambos modelos sean diferentes.

De hecho, en el escenario clásico de formación de EHBs, la intensidad el flujo UV es directamente dependiente de la edad ya que mientras la masa inicial sea más pequeña, la estrella necesita perder menos masa para ubicarse en la región más azul de la HB, y de la metalicidad por las razones anteriormente mencionadas.

En el modelo de binarias de Han et al. (2002) la dependencia entre la edad y la metalicidad de la población con la intensidad del flujo UV es escasa. En Han et al. (2007) se puede ver que la dependencia entre el color FUV- $r$  apenas cambia con la edad, entre 3 y 12 Ga. Del mismo modo, la dependencia con la metalicidad es, en realidad, muy débil porque aunque los mecanismos que estimulan la formación de las EHBs no dependen de la metalicidad sino de los parámetros de las estrellas binarias, la evolución a partir de allí sí lo hace.

Este último enunciado, es el argumento que más va en contra de los modelos de evolución binaria. Ya que en varios trabajos observacionales (Carter et al., 2011; Smith et al., 2012), se ha tratado de encontrar evidencia que ayude a discernir entre ambos escenarios y han concluido que la fuente más probable del UVX son estrellas viejas ricas en metales, debido a que han encontrado una relación entre los colores UV-visibles y la edad y metalicidad, encontrando que las ETGs con UVX más intenso son o las más viejas o las más ricas en metales.

Sin embargo, como se puede ver en las Figuras de la 4.8 a la 4.11, BASSIC predice que aquellas ETGs con UV fuerte siempre son las más viejas, independientemente de los otros parámetros. Esto puede deberse a que, aunque los mecanismos a través de los cuales se forman las EHBs dependen directamente de los parámetros de los sistemas binarios, al considerar las trayectorias de Pietrinferni et al. (2004, 2006) para asignar los parámetros físicos de las EHBs producidas por la unión 2HeWD, inmediatamente se establece un rango estrecho de masas bajo los cuales ocurre este fenómeno (0,49-0,53  $M_{\odot}$ ). Como la masa de la EHB resultante es la suma de las masas de las HeWD pertenecientes al sistema, a medida que la edad de la población aumenta, aumenta

también la probabilidad de ocurrencia de este canal de formación, debido a que la masa de las estrellas que van saliendo de la SP es menor y es más probable que la combinación de las masas del sistema entre dentro de este rango de masas.

Dicho lo anterior, se puede concluir que bajo estas consideraciones, `BASSIC` predice que sí hay una cierta dependencia entre la intensidad el UVX con la edad de la población, la zona UV fuerte del DCC es reproducida por modelos de edad  $\gtrsim 7$  Ga.

En cuanto a la metalicidad, aunque en la Figura 2.10 se observa que no existe una dependencia clara entre la formación de EHBs con la metalicidad de la población, en la Figura 4.10 se observa que, aunque muy ligeramente, en la zona UV fuerte del DCC, el modelo `BASSIC` calculado con metalicidad solar es más rojo que el de  $Z=0,03$ . Esta ligera dependencia es indicio de que también puede considerarse que los modelos de síntesis de binarias también pueden predecir una relación entre la intensidad el UVX y la metalicidad. Aunque en `BASSIC` aún no está considerado la influencia de la metalicidad en la evolución de las fases post-EHB ni tampoco la influencia de la abundancia de He.

Por último, es importante destacar que variando diferentes parámetros se puede reproducir toda la gama de colores observados en las ETGs. Siendo el más importante la FB. Hasta la fecha, hacer esto es altamente plausible debido a que, tanto la distribución de estos parámetros como su evolución o la dependencia de estos con el entorno o con el tipo de sistema estelar, es debatido y no existe una receta determinada para la asignación de los valores que caracterizan el peso de estos parámetros.

---

# Capítulo 5

## Conclusiones

Hemos construido un modelo de síntesis de poblaciones estelares que incluye, usando una simple aproximación, la evolución de estrellas binarias, el cual hemos nombrado **BASSIC**.

En este modelo, incluimos el canal 2HeWD, sugerido por Han et al. (2002), para la formación de estrellas EHB. Un aspecto importante de **BASSIC** es el uso de las trayectorias evolutivas de Pietrinferni et al. (2004, 2006) para estimar los parámetros estelares de las estrellas EHB producidas a través del proceso 2HeWD. Logrando reproducir la presencia de estrellas EHB y BS en las isócronas de SSP a todas las edades. La existencia de estas estrellas es explicada naturalmente por la evolución de estrellas binarias interactuantes.

De las predicciones del modelo se enumeran las siguientes conclusiones:

- El espectro de las poblaciones modelado por **BASSIC** presenta un aumento en el flujo de energía para longitudes de onda  $\lesssim \lambda 2500 \text{ \AA}$ . Esto se nota especialmente en poblaciones viejas, donde la emisión de energía en esa región del espectro

está dominada por estrellas EHB.

- La predicción de los colores UV-visible muestran la tendencia de que se vuelven azules conforme la edad de la población aumenta. Especialmente el color FUV-NUV, que está dominado por estrellas EHB y que es ampliamente usado para estudiar el exceso UV en ETGs.
- Aunque la formación de estrellas EHB es independiente de la metalicidad, la presencia de una HB extendida contribuye al flujo de energía en el filtro NUV, haciendo que el color FUV-NUV sea menos azul a medida que la metalicidad aumenta.
- La intensidad del flujo de energía en longitudes de onda UV, originado por la presencia de estrellas EHB, está directamente influenciado por la forma de la IMF. Una población estelar calculada con la IMF de Chabrier (2003) produce más estrellas EHB, haciendo que la población sea, en general, más azul si esta se compara con una IMF de Salpeter (1955).
- Las predicciones de *BASSIC* están en concordancia con otros modelos bien establecidos de estrellas aisladas (BCO3), con la excepción de aquellos detalles donde el espectro de la población estelar es dominada por estrellas binarias o sus productos (por ejemplo, la región UV es dominada por estrellas EHB).

En el Capítulo 3, hemos utilizado *BASSIC* para analizar la bimodalidad de la HB del cúmulo abierto NGC 6791, el cual es viejo, rico en metales y con exceso UV. Ajustando los parámetros libres del modelo a las características observables del cúmulo, calculamos un DCM sintético, el espectro y los colores predichos por *BASSIC*. De los resultados arrojados, derivamos las conclusiones listadas a continuación:

- El DCM predicho por nuestro modelo muestra una buena correspondencia con el DCM observado de NGC 6791. *BASSIC* reproduce bien la posición y el número

relativo de estrellas BSs y EHB presentes en el cúmulo.

- El espectro sintético y los colores calculados con `BASSIC` se comportan de manera esperada. Además, muestran una buena correspondencia con aquellos calculados por Buzzoni et al. (2012).
- Tanto la intensidad del flujo de energía UV como la pendiente del espectro en esa región de la SED sintética calculado con `BASSIC`, muestran una excelente equivalencia con el calculado por Buzzoni et al. (2012).

Del mismo modo, en el Capítulo 4, se ha usado `BASSIC` como herramienta para estudiar el UVX en ETGs. Para esto se construyó una muestra de ETGs con detección fotométrica tanto en el visible (*SDSS*) como en el UV (*GALEX*), para construir el DCC UV-visible que ha sido base para catalogar las ETGs según la intensidad del UVX. Una vez determinada la muestra y habiéndosele hecho el tratamiento respectivo para eliminar el mayor número de contaminantes posibles y correcciones por extinción Galáctica, se prosiguió a establecer cómo `BASSIC` predice los colores observados. Para esto se varió (*a*) la FB, (*b*) la metalicidad y (*c*) la IMF. Del estudio realizado en el Capítulo 4 se arrojan las siguientes conclusiones:

- De todos los parámetros explorados, el modelo resulta más sensible a la FB. Al variar la FB se logra reproducir mejor los colores de la región UV fuerte del DCC UV-visible. Sin embargo, siempre es necesario que, al menos exista un mínimo de sistemas binarios para lograr reproducir las ETGs más rojas.
- Las metalicidades que mejor reproducen los colores de las ETGs observadas son las más altas ( $Z=0,02$  y  $Z=0,03$ ). Siendo el modelo con  $Z=0,03$  ligeramente más azul en la región UV fuerte. Esto es indicio de que existe cierta relación entre la metalicidad y la intensidad del UVX. Aún queda por estudiar a profundidad la dependencia de la evolución de las fases post-EHB con la metalicidad, que aún no son consideradas en `BASSIC`.

- Aunque la evolución del color UV-visible depende en cierta medida de la IMF usada en el modelo, independientemente de este hecho, *BASSIC* reproduce los colores observados tanto en la región UV fuerte como en la UV débil.
- La zona RSF del DCC es claramente poblada por los modelos *bc03* donde se consideran dos brotes de formación estelar. Toda la zona RSF se reproduce variando la intensidad del segundo brote, siendo 0,05 el valor máximo de la intensidad el segundo brote (equivalente al 5% del total en masa) con el que se pueden reproducir los colores observados.
- Un resultado importante es que *BASSIC* predice que los valores más intensos del UVX, observados en la región UV fuerte, ocurren siempre a las mayores edades explorados en el modelo. Esto es de suma importancia ya que es primera vez que un modelo de síntesis de binarias logra establecer una relación entre la edad y la intensidad del UVX, eliminando uno de los puntos débiles de los modelos de binarias en relación a las características del UVX observado en ETGs.

---

# Trabajo Futuro

Como es natural en la Ciencia, todo nuevo conocimiento genera, a su vez, una serie de preguntas generadoras de más conocimiento. Por lo tanto, y a manera de epílogo de este trabajo de tesis doctoral, es necesario hacer una serie de consideraciones sobre las preguntas abiertas que se han dejado para ir respondiendo eventualmente.

Primeramente, es de sumo interés estudiar la influencia de los sistemas binarios en la química observada de las galaxias elípticas, estudiando si existe alguna relación entre la tasa de enriquecimiento de los elementos producidos por las SN Ia y las SN II, y las propiedades de la población de sistemas binarios que pueden existir en los sistemas estelares, como las galaxias elípticas, y que al mismo tiempo dan origen a las estrellas EHB. Para esto, se puede utilizar `BASSIC` como herramienta para la predicción de la tasa de SN Ia y de sus progenitores, así como también para el ajuste de los parámetros binarios que podrían afectar la producción de SN Ia (eficiencia de la transferencia de masa, eficiencia de la envoltura común, producción de EHBs a través de unión de dos enanas blancas de He). Con esto se puede parametrizar la contribución de las binarias a la evolución de las abundancias de elementos y el enriquecimiento químico de los sistemas estelares.

Adicionalmente, debe tratarse de abordar el tema de la relación entre la metalicidad y el UVX en las poblaciones viejas predicho por `BASSIC`. Para esto es necesario seguir la evolución de las fases post-EHB y de las EHBs, considerando la influencia de la

metalicidad en los parámetros físicos de la estrella durante estas fases evolutivas y hacer un mejor ajuste de los tiempos de vida en cada una de estos estados.

En cuanto a mejoras del código, inmediatamente hay que contemplar su publicación, para hacerlo de uso general y abierto. Para lograr este objetivo, es necesario optimizar `BASSIC`, generando las bases de datos correspondientes para que el código corra de forma rápida y eficiente, además de hacer la instalación generalizada.

Otro punto importante que hay que abordar inmediatamente es incluir los efectos de la interacción de sistemas binarios en modelos de síntesis de poblaciones estelares ya existentes (e.g. Bruzual & Charlot 2003), utilizando `BASSIC` como herramienta.

Por último, es extremadamente importante ir incorporando nuevos ingredientes estelares al modelo a medida que estos vayan mejorando los aspectos débiles que tienen, ya que estos afectan directamente las predicciones del modelo.

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

---

# Apéndice A

## Publicaciones asociadas

Se ha reportado parcialmente los resultados obtenidos en este trabajo de tesis doctoral, así como algunas de las conclusiones más relevantes. Esto ha sido publicado en una revista arbitrada de impacto internacional, bajo la cita Hernández-Pérez & Bruzual (2013):

Hernández-Pérez, F. & Bruzual, G. (2013). “*Revisiting binary stars in population synthesis models*”. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431, 2612-2621.

Abstract:

We report results of a population synthesis model that follows the evolution of single and binary stars. In this model, we include the two He white dwarfs merger channel, suggested by Han et al. 2002 for the formation of extreme horizontal branch (EHB) stars. The physical parameters of the resulting EHB stars are derived from the Bag of Stellar Tracks and Isochrones data base by Pietrinferni et al., and are thus realistic and observationally supported. The predictions of this model are in good agreement with traditional population synthesis models, except when the spectrum of the stellar

population is dominated by binary stars or their products, e.g., EHB stars in the ultraviolet (UV) of early-type galaxies (ETGs). We reproduce successfully the observed colour-magnitude diagram and spectral energy distribution of the metal-rich open cluster NGC 6791. The stellar population in this cluster may be archetypal of the stellar population in ETGs that show the UV excess phenomenon. Our models should be appropriate to study the UV upturn in ETGs.

Adicionalmente, se ha presentado parte del trabajo desarrollado en reuniones internacionales, dentro del ámbito de la astronomía y astrofísica, generando las siguientes contribuciones:

- Hernández, F. & Bruzual, G. Possible Source of UV radiation in Elliptical Galaxies. *XII Latin American IAU Regional Meeting*. Eds. G. Magris, G. Bruzual, & L. Carigi. 2009, RMxAAC, 35, 158.
- Hernández, F. & Bruzual, G. A Stellar Population Synthesis Model that Includes Binary Interaction. *XIII Latin American Regional IAU Meeting*. Eds. W. J. Henney & S. Torres-Peimbert. 2011, RMxAAC, 40, 277.

---

# Bibliografía

Abazajian, K., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2003, AJ, 126, 2081

—. 2004, AJ, 128, 502

—. 2005, AJ, 129, 1755

Abazajian, K. N., Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., et al. 2009, ApJS, 182, 543

Adelman-McCarthy, J. K., Agüeros, M. A., Allam, S. S., et al. 2006, ApJS, 162, 38

—. 2007, ApJS, 172, 634

—. 2008, ApJS, 175, 297

Ahn, C. P., Alexandroff, R., Allende Prieto, C., et al. 2012, ApJS, 203, 21

—. 2013, ArXiv e-prints

Ahumada, J. A., & Lapasset, E. 2007, A&A, 463, 789

Aihara, H., Allende Prieto, C., An, D., et al. 2011, ApJS, 193, 29

Anderson, J., Sarajedini, A., Bedin, L. R., et al. 2008, AJ, 135, 2055

Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5

Basri, G., & Reiners, A. 2006, AJ, 132, 663

- Baugh, C. M., Cole, S., Frenk, C. S., & Lacey, C. G. 1998, *ApJ*, 498, 504
- Bedin, L. R., King, I. R., Anderson, J., et al. 2008a, *ApJ*, 678, 1279
- Bedin, L. R., Salaris, M., Piotto, G., et al. 2008b, *ApJ*, 679, L29
- Bell, E. F., Wolf, C., Meisenheimer, K., et al. 2004, *ApJ*, 608, 752
- Bergeron, P., Leggett, S. K., & Ruiz, M. T. 2001, *ApJS*, 133, 413
- Bernardi, M., Sheth, R. K., Annis, J., et al. 2003, *AJ*, 125, 1817
- Bertola, F., Bressan, A., Burstein, D., et al. 1995, *ApJ*, 438, 680
- Bertola, F., Capaccioli, M., & Oke, J. B. 1982, *ApJ*, 254, 494
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Brinchmann, J., & Ellis, R. S. 2000, *ApJ*, 536, L77
- Brogaard, K., Bruntt, H., Grundahl, F., et al. 2011, *A&A*, 525, A2
- Brown, T., Bowers, C., Kimble, R., Sweigart, A., & Ferguson, H. 2000, *ApJ*, 532, 308
- Brown, T., Smith, E., Ferguson, H., et al. 2008, *ApJ*, 682, 319
- Brown, T. M., Ferguson, H. C., Davidsen, A. F., & Dorman, B. 1997, *ApJ*, 482, 685
- Bruzual, G., & Charlot, S. 1993, *ApJ*, 405, 538
- . 2003, *MNRAS*, 344, 1000
- Bruzual, G., Charlot, S., Lópezlira, R. G., et al. 2013, in *IAU Symposium*, Vol. 295, IAU Symposium, ed. D. Thomas, A. Pasquali, & I. Ferreras, 282–285
- Budavári, T., Heinis, S., Szalay, A. S., et al. 2009, *ApJ*, 694, 1281
- Bureau, M., Jeong, H., Yi, S., et al. 2011, *MNRAS*, 414, 1887

- Burstein, D., Bertola, F., Buson, L. M., Faber, S. M., & Lauer, T. R. 1988, *ApJ*, 328, 440
- Buzzoni, A., Bertone, E., Carraro, G., & Buson, L. 2012, *ApJ*, 749, 35
- Buzzoni, A., & González-Lópezlira, R. A. 2008, *ApJ*, 686, 1007
- Carney, B., Lee, J. W., & Dodson, B. 2005, *AJ*, 129, 656
- Carraro, G., Villanova, S., Demarque, P., et al. 2006, *ApJ*, 643, 1151
- Carter, D., Pass, S., Kennedy, J., Karick, A., & Smith, R. 2011, *MNRAS*, 414, 3410
- Catelan, M. 2009, *A&SpSc*, 320, 261
- Catelan, M., Pritzl, B. J., & Smith, H. A. 2004, *ApJS*, 154, 633
- Cenarro, A., Cervantes, J., Beasley, M., Marin-Franch, M., & Vazdekis, A. 2010, *IAU Symposium*, 262, 23
- Chabrier, G. 2003, *PASP*, 115, 763
- Clarkson, A., Sahu, K., Anderson, J., et al. 2011, *ApJ*, 735, 37
- Code, A., & Welch, G. 1979, *ApJ*, 228, 95
- Code, A. D., & Welch, G. A. 1982, *ApJ*, 256, 1
- Cole, S., Lacey, C. G., Baugh, C. M., & Frenk, C. S. 2000, *MNRAS*, 319, 168
- Crosby, B. D., O'Shea, B. W., Smith, B. D., Turk, M. J., & Hahn, O. 2013, *ApJ*, 773, 108
- de Marchi, F., de Angeli, F., Piotto, G., Carraro, G., & Davies, M. 2006, *A&A*, 459, 489
- de Vaucouleurs, G. 1948, *Annales d'Astrophysique*, 11, 247

- Deharveng, J. M., Joubert, M., Donas, J., & Monnet, G. 1982, *A&A*, 106, 16
- Dorman, B., O'Connell, R., & Rood, R. 1995, *ApJ*, 442, 105
- Duquennoy, A., & Mayor, M. 1991, *A&A*, 248, 485
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 748
- Eldridge, J., Izzard, R., & Tout, C. 2008, *MNRAS*, 384, 1109
- Eldridge, J., Langer, N., & Tout, C. 2011, *MNRAS*, 414, 3501
- Eldridge, J., & Stanway, E. 2009a, *MNRAS*, 400, 1019
- . 2009b, *MNRAS*, 419, 479
- Ellis, R. S., Colless, M., Broadhurst, T., Heyl, J., & Glazebrook, K. 1996, *MNRAS*, 280, 235
- Ferguson, H. C., & Babul, A. 1998, *MNRAS*, 296, 585
- Ferraro, F. R., Beccari, G., Dalessandro, E., et al. 2009, *Nature*, 462, 1028
- Fioc, M., & Rocca-Volmerange, B. 1997, *A&A*, 326, 950
- Fischer, D., & Marcy, G. 1992, *ApJ*, 396, 178
- Fukugita, M., Yasuda, N., Brinkmann, J., et al. 2004, *AJ*, 127, 3155
- Giraldi, L., & Marigo, P. 2007, *A&A*, 462, 237
- Greggio, L., & Renzini, A. 1990, *ApJ*, 364, 35
- Grundahl, F., Clausen, J. V., Hardis, S., & Frandsen, S. 2008, *A&A*, 492, 171
- Han, Z., Podsiadloski, A., & Lynas-Gray, A. 2007, *MNRAS*, 380, 1098
- . 2010, *A&SpSc*, 329, 41

- Han, Z., Podsiadloski, A., Maxted, P., & Marsh, T. 2003, MNRAS, 341, 669
- Han, Z., Podsiadloski, A., Maxted, P., Marsh, T., & Ivanova, N. 2002, MNRAS, 336, 449
- Hermes, J. J., Montgomery, M. H., Winget, D. E., et al. 2013, ApJ, 765, 102
- Hernández-Pérez, F., & Bruzual, G. 2013, MNRAS, 431, 2612
- Hills, J. G. 1971, A&A, 12, 1
- Hurley, J., Pols, O., & Tout, C. 2000, MNRAS, 315, 543
- Hurley, J., Tout, C., & Pols, O. 2002, MNRAS, 329, 897
- Isotov, Y., & Thuan, T. 1998, ApJ, 500, 188
- Johnson, H. M. 1979, ApJ, 230, L137
- Kalirai, J. S., Bergeron, P., Hansen, B. M. S., et al. 2007, ApJ, 671, 748
- Kaluzny, J., & Udalsky, A. 1992, Acta Astron., 42, 29
- Kauffmann, G., White, S. D. M., & Guiderdoni, B. 1993, MNRAS, 264, 201
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., Tremonti, C., et al. 2003, MNRAS, 346, 1055
- Kaviraj, S. 2010, MNRAS, 408, 170
- Kaviraj, S., Sohn, S. T., O'Connell, R. W., et al. 2007a, MNRAS, 377, 987
- Kaviraj, S., Schawinski, K., Devriendt, J. E. G., et al. 2007b, ApJS, 173, 619
- Kaviraj, S., Khochfar, S., Schawinski, K., et al. 2008, MNRAS, 388, 67
- King, I. R., Deharveng, J. M., Albrecht, R., et al. 1992, ApJ, 397, L35
- Kroupa, P. 2001, MNRAS, 322, 231

- Lacey, C., & Cole, S. 1993, MNRAS, 262, 627
- Lacey, C., & Silk, J. 1991, ApJ, 381, 14
- Lada, C. J. 2006, ApJL, 640, L63
- Le Borgne, J.-F., Bruzual, G., Pelló, R., et al. 2003, A&A, 402, 433
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J., et al. 1999, ApJS, 123, 3
- Lejeune, T., Cuisinier, F., & Buser, R. 1998, A&AS, 130, 65
- Li, Z., & Han, Z. 2008, MNRAS, 387, 105
- Magris C., G., & Bruzual A., G. 1993, ApJ, 417, 102
- Maoz, D., Filippenko, A. V., Ho, L. C., et al. 1996, ApJS, 107, 215
- Mapelli, M., Ripamonti, E., Battaglia, G., et al. 2009, MNRAS, 396, 1771
- Mapelli, M., Sigurdsson, S., Ferraro, F. R., et al. 2006, MNRAS, 373, 361
- Maraston, C. 1998, MNRAS, 300, 872
- . 2005, MNRAS, 362, 799
- Marigo, P., Giraldi, L., Bressan, A., et al. 2008, A&A, 482, 883
- Marsh, T. R., Dhillon, V. S., & Duck, S. R. 1995, MNRAS, 275, 828
- Martin, C., Barlow, T., Barnhart, W., et al. 2003, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 4854, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, ed. J. C. Blades & O. H. W. Siegmund, 336
- Mason, B., Gies, D., Hartkopf, W., et al. 1998, AJ, 115, 821
- McCrea, W. 1964, MNRAS, 128, 147

- Milone, A., Pioto, G., Bedin, L., et al. 2012, *A&A*, 540, A16
- Monachesi, A., Trager, S., Lauer, T., et al. 2011, *ApJ*, 727, 55
- Moni Bidin, C., Moehler, S., Piotto, G., & Momany, Y. 2007, *A&A*, 474, 505
- Morrissey, P., Schiminovich, D., Barlow, T. A., et al. 2005, *ApJL*, 619, L7
- Morrissey, P., Conrow, T., Barlow, T. A., et al. 2007, *ApJS*, 173, 682
- O'Connell, R. W. 1999, *ARA&A*, 37, 603
- Okamoto, S., Arimoto, N., Yamada, Y., & Onodera, M. 2012, *ApJ*, 744, 96
- Oke, J. B., Bertola, F., & Capaccioli, M. 1981, *ApJ*, 243, 453
- Oke, J. B., & Gunn, J. E. 1983, *ApJ*, 266, 713
- Patience, J., Ghez, A., Reid, I., & Matthews, K. 2002, *AJ*, 123, 1570
- Percival, S. M., & Salaris, M. 2011, *MNRAS*, 412, 2445
- Petrosian, V. 1976, *ApJL*, 209, L1
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2004, *ApJ*, 612, 168
- . 2006, *ApJ*, 642, 797
- Podsiadlowski, P. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 229, *Evolution of Binary and Multiple Star Systems*, ed. P. Podsiadlowski, S. Rappaport, A. R. King, F. D'Antona, & L. Burderi, 239
- Pozzetti, L., Madau, P., Zamorani, G., Ferguson, H. C., & Bruzual A., G. 1998, *MNRAS*, 298, 1133
- Preibisch, T., Balega, Y., Hofmann, K., Weigelt, G., & Zinnecker, H. 1999, *New Astronomy*, 4, 531

- Rosenfield, P., Johnson, L., Girardi, L., et al. 2012, *ApJ*, 755, 131
- Salaris, M., Chieffi, A., & Straniero, O. 1993, *ApJ*, 414, 580
- Salpeter, E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sánchez-Blázquez, P., Peletier, R. F., Jiménez-Vicente, J., et al. 2006, *MNRAS*, 371, 703
- Sandage, A. 1953, PhD thesis, California Institute of Technology
- Schawinski, K., Kaviraj, S., Khochfar, S., et al. 2007, *ApJS*, 173, 512
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schneider, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology*
- Schöenberger, D. 1981, *A&A*, 103, 119
- . 1983, *ApJ*, 272, 708
- Sigurdsson, S., Davies, M., & Bolte, M. 1994, *ApJ*, 115, 431
- Smith, R. J., Lucey, J. R., & Carter, D. 2012, *MNRAS*, 421, 2982
- Stello, D., Huber, D., Kallinger, T., et al. 2011, *ApJ*, 737, L10
- Stetson, P. B., Bruntt, H., & Grundahl, F. 2003, *PASP*, 115, 413
- Stoughton, C., Lupton, R. H., Bernardi, M., et al. 2002, *AJ*, 123, 485
- Tinsley, B. M. 1968, *ApJ*, 151, 547
- . 1972, *ApJ*, 178, 319
- Valdes, F., Gupta, R., Rose, J. A., Singh, H. P., & Bell, D. J. 2004, *ApJS*, 152, 251
- van Loon, J. T., Boyer, M. L., & McDonald, I. 2008, *ApJ*, 680, L49

- Vassiliadis, E., & Wood, P. R. 1994, *ApJS*, 92, 125
- Webbink, R. 1984, *ApJ*, 277, 355
- Welch, G. A. 1982, *ApJ*, 259, 77
- Westera, P., Lejeune, T., Buser, R., Cuisinier, F., & Bruzual, G. 2002, *A&A*, 381, 524
- White, S. D. M., & Frenk, C. S. 1991, *ApJ*, 379, 52
- Wilson, T., & Rood, R. 1994, *Annu. Rev. Astr. Ap.*, 32, 191
- Worthey, G., Faber, S. M., & Gonzalez, J. J. 1992, *ApJ*, 398, 69
- Wyder, T. K., Treyer, M. A., Milliard, B., et al. 2005, *ApJL*, 619, L15
- Yi, S., Demarque, P., & Oemler, Jr., A. 1997, *ApJ*, 486, 201
- Yi, S., Lee, Y.-W., Woo, J.-H., et al. 1999, *ApJ*, 513, 128
- Yi, S. K. 2008, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 392, *Hot Subdwarf Stars and Related Objects*, ed. U. Heber, C. S. Jeffery, & R. Napiwotzki, 3
- Yi, S. K., Lee, J., Sheen, Y., et al. 2011, *ApJS*, 195, 22
- Yi, S. K., Yoon, S.-J., Kaviraj, S., et al. 2005, *ApJL*, 619, L111
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, Jr., J. E., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- Zhang, F., Han, Z., Li, L., & Hurley, J. 2004, *AA*, 117, 122
- . 2005a, *MNRAS*, 537, 1088
- Zhang, F., Li, L., & Han, Z. 2005b, *MNRAS*, 564, 503

---

# Agradecimientos

En primer lugar quiero agradecer al Dr. Gustavo Bruzual por haber propuesto este tema de tesis. También quiero agradecerle por haberme aceptado como estudiante doctoral y por haber sido mi guía académico desde el inicio de mis estudios en la astronomía y la astrofísica. También quiero agradecer al Dr. Bruzual por haber tenido tanta paciencia conmigo durante el desarrollo de este trabajo y por todo el apoyo brindado siempre.

A la Fundación Centro de Investigaciones de Astronomía “Francisco J. Duarte” (CIDA), por el soporte económico prestado durante los años que duró mi trabajo doctoral, tiempo durante el cual se me otorgó una beca académica y se me dio apoyo financiero tanto para las estadías de trabajo fuera de Venezuela como para la asistencia a escuelas y congresos nacionales e internacionales, que han sido de suma importancia para complementar mi formación académica. Igualmente, quiero agradecer al CIDA por la hospitalidad prestada y por brindar un ambiente agradable, dentro del cual he podido desarrollar la investigación que ha dado como fruto final este trabajo de tesis doctoral.

A la Universidad Nacional Autónoma de México (UNAM), por haber brindado apoyo económico bajo el número IA102311 y IB102212 con el cual se financió parcialmente mi estadía en el Centro de Radioastronomía y Astrofísica CRyA, en donde se realizó parte de esta investigación de tesis doctoral y se desarrolló y escribió un artículo en donde se

reportan parcialmente los resultados de esta tesis.

A la planta de investigadores del CIDA: Gladis, Carlos, César, Kathy Vivas, Kathy Vieira, Jesús, Juan José y Cecilia por haber complementado mi formación a través del impartimiento de cursos, materias, charlas y clases, y por trabajar siempre en pro del beneficio académico de los estudiantes, entre los cuales me he incluido por varios años. Quiero agradecer especialmente a Juan José y Cecilia que, ahora perteneciendo a la planta de investigadores, fueron también mis compañeros de doctorado y con quienes más he compartido los frutos y sinsabores a lo largo del desarrollo de esta tesis, quiero agradecerles también por la innumerable cantidad de discusiones y críticas constructivas que han hecho que mejore tanto en mi formación como en la forma de expresarme dentro de este ámbito.

A todas aquellas personas del CIDA que con su jovialidad crean un ambiente grato dentro de la institución y que mediante comentarios agradables, chistes y charlas de pasillo le dan un toque fresco al día a día, que tanta falta hacen cuando se está sumido en la rutina.

A mi esposo, Elvis Lacruz, a quien también dedico este libro de tesis, por haber estado a mi lado día a día sin que uno solo faltase, por haberme apoyado incondicionalmente durante todos estos años, por haberme dado fuerza cada vez que creía que no iba a poder seguir, por haber compartido también conmigo los buenos momentos y las alegrías y, principalmente, por haber sido ejemplo de fortaleza, constancia y dedicación, ya que al haber estado los dos en la misma situación ha sido a la vez el pilar más sólido de apoyo y con quien he crecido día a día tanto académica como personalmente. También por haberme demostrado que los grandes sacrificios que hemos hecho nos han llevado a grandes alegrías y satisfacciones.

A mi familia, por haber comprendido que tenía que alejarme de casa para poder continuar con mi formación profesional y por haber demostrado que, aunque estando

lejos, la familia es lo más importante y con quienes puedo contar siempre y sin condiciones. Quiero agradecer a mis padres por haber hecho tantos sacrificios por mí y por mis hermanos y por habernos dado en casa la mejor educación de todas. A mis hermanos, porque como hermana mayor, he tratado de ser ejemplo y eso me ha dado fuerza para seguir adelante. A mis tías, por estar siempre apoyándome y dándome consejos. A mis abuelos, por haberme enseñado con su ejemplo que trabajando duro y honradamente se pueden lograr grandes cosas.

A la familia de mi esposo, por haberme abierto las puertas de su casa y por haberme tratado como parte de su familia.

Sin ningún orden en especial... A todos, gracias.

www.bdigital.ula.ve

Fabi.

En Mérida, 15 de octubre de 2013.