



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

Instituto de Astronomía, Ciudad Universitaria

LA GALAXIA ESPIRAL ROJA UGC11680: LA EVIDENCIA DE APAGADO EN
FORMACION ESTELAR “DENTRO-FUERA”

PARA OPTAR POR EL GRADO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTROFÍSICA)

PRESENTA
JEFFREY ELIUD BÁRCENAS MOSQUEDA

TUTOR
Dr. SEBASTIÁN F. SÁNCHEZ SÁNCHEZ, INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

CIUDAD UNIVERSITARIA, CD. MX. ,ENERO 2017



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

JURADO ASIGNADO:

Presidente: Dr. Vladimir Antón Ávila Reese
Secretario: Dra. Erika María Benitez Lizaola
Vocal: Dr. Jacopo Fritz
1er. Suplente: Dr. Héctor Ibarra Medel
2o. Suplente: Dr. Roberto Cid Fernandes

La tesis se realizó en Instituto de Astronomía, UNAM.

TUTOR DE TESIS:

Dr. Sebastián F. Sánchez Sánchez
Instituto de Astronomía

Para Debby y Nardis... Gracias Bill ;)

Reconocimientos

Agradezco a los sinodales y en especial a mi tutor por los comentarios y sugerencias recibidas que ayudaron a mejorar este trabajo. Así mismo, agradezco a S.F. Sánchez por su apoyo sincero en la tortuosa y polémica realización de la tesis. Así mismo, agradezco al proyecto CONACYT-125180 y DGAPA-IA100815 por la beca recibida durante mi estancia en el Instituto de Astronomía.

Esta tesis utilizó los datos proporcionados por el Calar Alto Legacy Integral Field Area survey (*CALIFA*) (<http://califa.caha.es/>). *CALIFA* es el primer *survey* realizado en Calar Alto. Esta investigación se basa en las observaciones realizadas en el Centro Astronómico Hispano Alemán (CAHA) en Calar Alto, operado conjuntamente por El *Max-Planck-Institut* de Astronomía y el Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC).

Finalmente, ninguna galaxia ó estrellas fueron lastimadas en la realización de esta tesis.

*Igaran apirilaren bürian,
Armadaren erdian,
Züntüdan bihotzian,
Armak oro eskian,
Present espiritian,
Manka besuen artian.*

Resumen

En el catálogo del muestreo **CALIFA** (Calar Alto Legacy Integral Field Area (Sánchez et al. (2012))) Existe una galaxia espiral roja peculiar llamada UGC11680NED01. Esta galaxia esta a un redshift de $z \sim 0.026198$ (esto es a una distancia de ~ 113 Mpc) clasificada como una SBb Seyfert 2 (Sánchez-Blázquez et al. (2014)) y esta situada en el diagrama Color-Magnitud en la zona conocida como “secuencia roja”, normalmente habitada por grandes galaxias elípticas rojas, donde sabemos que por dicho color ya no forman estrellas, lo que la ubica dentro de las galaxias que sufrieron un apagado en su formación estelar y que sin embargo conservan su morfología espiral. Así mismo, se encuentra interaccionando con la galaxia nombrada UGC11680NED02, lo que forma el sistema UGC11680.

Los procesos físicos que dan lugar a este apagado, (conocido en la literatura como “quenching”¹) siguen controversiales, por lo que se encuentran dentro de los temas sin consenso en la astronomía extra-galáctica actual. Por un lado, algunos autores señalan procesos externos que “desnudan” a la galaxia de gas fresco para la formación de estrellas nuevas (Salim et al. (2007), Noeske et al. (2007), Peng et al. (2010), Di Matteo et al. (2005)) mientras que otros autores señalan factores internos que apagan la formación estelar (Martin et al. (2007), Nandra et al. (2007), Schawinski et al. (2007)).

Para poder entender que sucedió con la historia de formación estelar (SFH) de UGC11680NED01, analizamos sus poblaciones estelares por medio de datos de la conocida espectroscopía de campo integral. Para esto, utilizamos el pipeline **PIPE3D** y el código **FIT3D**, diseñada para el análisis de cubos de datos resultado del muestreo **CALIFA**. De este novedoso análisis obtenemos imágenes y espectros espacialmente resueltos y del resultado del proceso de datos, analizamos los mapas de historia de formación estelar (Cid Fernandes et al. (2013)), de ambas galaxias en el sistema UGC11680.

Finalmente, la SFH de UGC11680 es comparada con los 574 mapas de formación estelar de la muestra de **CALIFA**, separados y clasificados en sus valores color-masa usando la distribución χ^2_ν . Los resultados obtenidos nos dan una idea de la importancia del ensamblaje de masa estelar “dentro–fuera” además de los procesos de interacción entre galaxias que pueden alterar la evolución galáctica, y que gracias a la espectroscopía 3D, podemos tener una idea de los procesos que influyeron en el apagado estelar de UGC11680NED01.

¹La palabra *Quenching* no tiene una traducción que denote su significado en Inglés, por lo que se referirá a “apagado en formación estelar” indicando la escala temporal explícitamente.

Índice general

Índice de figuras	IX
Índice de tablas	XI
1. Introducción	1
1.1. Clasificación de Hubble	1
1.2. AGNs	3
1.3. Bimodalidad	4
1.3.1. El Valle Verde	5
1.4. Bimodalidad y Apagado en la Formación Estelar	6
1.5. El AGN como regulador de la formación estelar	6
1.6. Supresión de Gas por Interacciones	7
1.7. Espirales Rojas: La Excepción a la Regla	8
1.8. El Sistema UGC11680 (Binarias tipo M51)	9
1.8.1. UGC11680NED02	10
1.8.2. UGC11680NED01	10
1.9. Objetivos	12
1.9.1. Estructura de la tesis	13
2. Estudio de las poblaciones estelares	15
2.1. Espectroscopía De Campo integral	15
2.1.1. CALIFA	15
2.1.2. Enrojecimiento por Polvo	17
2.1.3. Tasa de formación estelar	22
2.1.4. La secuencia de galaxias formadoras de estrellas	24
2.2. Análisis de poblaciones estelares	24
2.2.1. El Mapa de Historia de Formación Estelar	27
3. Análisis de Resultados	37
3.1. Los Datos y sus Promedios	37
3.2. Promedios de los $SFH(t, R)$	38
3.3. Parámetros Analizados	39
3.3.1. Perfil Radial de Densidad de Masa Estelar ($PR\Sigma_*$)	41
3.3.2. Histograma de densidad de masa superficial	41
3.3.3. Historia de Crecimiento de Masa ($HCM(t)$)	45
3.3.4. Distribución Radial de la Densidad Superficial de la Tasa de Formación Estelar	46

ÍNDICE GENERAL

3.4. Histogramas de Tasa de formación estelar temporal	46
3.5. Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν	48
3.6. Transformación y ajuste de las χ^2	54
4. Discusión y Conclusiones	57
A. Regiones Ionizadas	61
A.1. Diagramas BPT	62
B. Detalles Técnicos	65
C. Tabla de conversión	67
Bibliografía	69

Índice de figuras

1.1. Diagrama de Hubble	2
1.2. Sistema de Galaxias Binarias UGC11680	11
2.1. Cubo de Datos	16
2.2. Galaxias en la Banda V	17
2.3. Diagrama Color-Magnitud con el sistema UGC11680	18
2.4. Diagrama Color-Masa para el Sistema UGC11680	19
2.5. Mapa de Extinción de UGC11680NED01	20
2.6. Mapa de extinción para UGC11680NED02	21
2.7. Diagrama de Tasa de Formación estelar para la muestra de <i>CALIFA</i>	23
2.8. Mapas de Densidad de masa superficial	29
2.9. Mapas de Densidad de masa superficial, galaxia compañera	30
2.10. Mapas de densidad superficial de luminosidad para UGC11680NED01	31
2.11. Mapas de densidad superficial de luminosidad para UGC11680NED02	32
2.12. Densidad de masa estelar superficial, que define el mapa de Historia de Formación Estelar de UGC11680NED01	33
2.13. Densidad de masa estelar superficial, que define el mapa de Historia de Formación Estelar de UGC11680NED02	34
3.1. Diagrama Color-Masa para la muestra de <i>CALIFA</i>	38
3.2. Historias de Formación estelar, para sistema UGC11680 y AGNs Promediados	40
3.3. Perfil radial de masa estelar del sistema UGC11680 y AGNs promediados	42
3.4. Histograma del ensamblaje de masa para el sistema UGC11680	43
3.5. Histogramas de la tasa de formación estelar para 3 diferentes radios	43
3.6. MGHs para el sistema UGC11680 y AGNs	44
3.7. Tasas De formación Estelar Radiales	47
3.8. Tasas De formación Estelar Temporal para el sistema UGC11680	48
3.9. Distribuciones χ^2_ν para AGNs tipo 2	49
3.10. Distribuciones χ^2_ν en Color-Masa con su dispersión asociada	50
3.11. Diagrama de distribuciones χ^2_ν en Color-Masa para el sistema de Galaxias UGC11680	52
3.12. Diagrama de distribuciones con la transformación Log-Normal para cada χ^2_ν en Color-Masa	53
A.1. Espectro central UGC11680	61
A.2. Diagrama bpt UGC11680	62

ÍNDICE DE FIGURAS

B.1. Correlación entre ajuster	65
--	----

Índice de tablas

1.1. Datos de UGC11680	12
3.1. Arreglo por Categorías	39
3.2. Porcentaje de valores χ^2_ν dentro del intervalo de confianza	51
3.3. Tabla de valores χ^2_ν	54
3.4. Ajuste de χ^2_ν con valores gaussianos	56
B.1. valores de $AJ(\chi^2_\nu)$ para diferentes iteraciones	66
C.1. Tabla de Conversión Cosmológica	67

Introducción

Las galaxias son sistemas complejos, de muchas componentes. Por lo general, una galaxia puede constar de cientos de millones o miles de millones de estrellas, puede contener cantidades considerables de gas y polvo interestelar, además puede estar sujeto a influencias ambientales a través de interacciones con otras galaxias y con el gas inter-galáctico. La formación de estrellas tiene lugar en regiones densas de gas interestelar. Para complicar más las cosas, la materia oscura está presente en las galaxias y en cúmulos de ellas, además de que su masa es considerablemente mayor que la masa de la materia bariónica. En consecuencia, la dinámica de las galaxias está dominada por esta componente oscura e invisible, cuya naturaleza hasta la fecha se desconoce.

Tradicionalmente, las galaxias se clasifican por estudios morfológicos. Estos esquemas de clasificación tienen que abarcar una gran cantidad de detalles y esto se reflejó en los trabajos pioneros de Hubble (Hubble 1936). La secuencia que Hubble introdujo es básica en astrofísica ya que una serie de propiedades físicas están correlacionadas con la morfología. Mientras que el estudio detallado de galaxias individuales era factible para estas cuestiones, un nuevo enfoque tuvo que adoptarse para los *surveys* de galaxias, como por ejemplo, el *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) (York et al. 2000), que proporcionaron enormes bases de datos para estudiar una gran cantidad de galaxias y así obtener sus propiedades estadísticas. Como resultado, los sistemas de clasificación se realizaron sobre la base de parámetros que pudieran derivarse del análisis de imágenes de galaxias y sus espectros existentes. En las secciones siguientes se dará un esquema del conocimiento general que tenemos sobre estas y que nos ayudarán a entender el problema de UGC11680 como una galaxia espiral de color rojo.

1.1. Clasificación de Hubble

Las galaxias tienen una amplia variedad de diferentes morfologías. Edwin Hubble propuso cierto orden a esta diversidad en sus estudios pioneros sobre las propiedades de estas como sistemas extra-galácticos (Hubble 1936). Ordenó a las galaxias en lo que llegó a ser conocido como la secuencia de Hubble, distinguiendo las de apariencia elíptica, las galaxias elípticas o E , hasta las espirales S , como se ilustra esquemáticamente en el diagrama de “bifurcación” en la Figura 1.1.

Para las galaxias elípticas, el número n después de la E describe la elipticidad de la imagen,

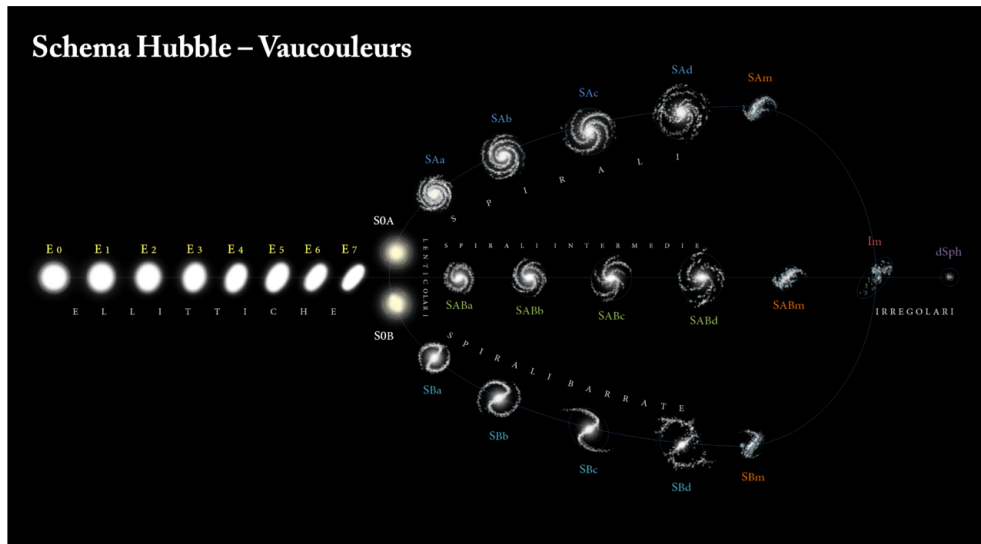


Figura 1.1: Diagrama de bifurcación mostrando la clasificación de Hubble con las modificaciones propuestas por De Vaucouleurs. [Kennicutt \(2006\)](#)

$n = 10 \times (a - b)/a$, donde a y b son los ejes mayor y menor, respectivamente. De Vaucouleurs propuso que las clases Sd y SBd deberían ser incluidas a la derecha de la secuencia y que las galaxias irregulares deben ser mostrada aun más a la derecha ([de Vaucouleurs 1961](#)). Hubble creía que el diagrama de bifurcación era una secuencia evolutiva, por lo que para las elípticas, todavía se utiliza el término que propuso, “galaxias de tipo temprano”, mientras que para las espirales e irregulares les llamó consecuentemente, galaxias de tipo tardío. ¹

Las galaxias espirales están representadas en la ramas del diagrama bifurcación y se señalan con la letra S ; están divididas en dos subclases espirales normales (S) y espirales barradas (SB 's). En cada una de esas subclases, esta acomodada según la razón entre el brillo de el bulbo y el disco y esta denotado por a , ab , b , bc , c , cd , d .

Las de la rama inferior son las galaxias llamadas espirales barradas, denotadas con el sigla SB . La letra minúscula después de la S se basa en la apariencia de la estructura en espiral. Sa y SBa representa galaxias con brazos reforzados muy difusos y sus núcleos son grandes y luminosos. Sb y SBb caracterizan a las galaxias con brazos expandidos y pocos densos, con un pequeño bulbo. Sc y SBc son galaxias que tienen los brazos extendidos y pocos densos, con un bulbo aún menos brillante. Por último, las galaxias que marcan el punto de inflexión en el diagrama de bifurcación son las lenticulares y se denotan como $S0$. Estas galaxias se componen de un bulbo central y una estructura extendida en forma de disco que rodea a este bulbo.

Las galaxias irregulares no tienen una estructura particular, se denotan con la sigla Irr y la característica principal es que estas son asimétricas, sin bulbo central o sin espiral. En la clasificación ampliada, se colocan al final de la rama de las galaxias espirales.

¹ En este trabajo, se usará indistintamente estos términos por coherencia con la literatura, sin embargo, se debe recordar que solo son nombres históricos sin ninguna relación evolutiva.

Evidentemente, la clasificación morfológica se ve afectada por efectos de proyección. Por ejemplo, la forma espacial de una galaxia espiral es un elipsoide triaxial, entonces, la elipticidad ϵ dependerá de la orientación respecto a la línea de visión. También, es difícil identificar una barra en una galaxia espiral que se encuentra de canto.

Además de los tipos mencionados por morfología, otros tipos existen que no encajan en esta clasificación. Muchas de estas características se pueden explicar por interacciones de galaxias. Mas aún, podemos deducir a partir de sus espectros que mucha de la radiación que proviene de ellas no es causada por fenómenos estelares. Para un análisis más detallado de esta clasificación se puede ver por ejemplo [Sandage \(2005\)](#).

1.2. AGNs

Dentro de ambos tipos (espirales ó elípticas) existen algunas que muestran un centro muy luminoso, del orden de $L \sim 10^{10} L_{\odot}$. A estas galaxias se les denominó como “galaxias activas” o actualmente como “Núcleos Activos” (AGNs). La característica principal que distingue a estos objetos de las galaxias inactivas (normales o regulares) es la presencia de agujeros negros super-masivos que acretan materia en sus centros. Hasta la fecha, hay aproximadamente un millón de fuentes conocidas de este tipo, seleccionado por su color y varios cientos de miles por espectroscopía ([Santini et al. 2012](#)).

Se estima que en el Universo Local, a un *redshift* de $z \sim 0.1$, aproximadamente 1 de cada 50 galaxias contiene un hoyo negro super-masivo con rápida acreción, y aproximadamente 1 de cada 3 contiene uno de lenta acreción ([Richards \(2006\)](#); [Rosario et al. \(2012\)](#)). Los estudios detallados de grandes muestras de AGNs, la comprensión de su relación con las galaxias inactivas y su evolución con respecto al *redshift* comenzó a finales 1970, mucho después del descubrimiento de los primeros objetos cuasi-estelares (en lo sucesivo, cuásares) a principios de 1960.

Debido a su importancia histórica, los primeros nombres que se les dieron a estos objetos, recuerdos de los años 60's y 70's, (e incluso más tarde) todavía se utilizan. Algunos de los nombres que aparecen ocasionalmente en la literatura, tales como “Seyfert 1” y “Seyfert 2”, (en honor de Carl Seyfert, quien observó las primeras galaxias de este tipo a principios de 1940), son el resultado de una de las primeras confusiones entre diferentes fuentes que ahora se sabe tienen propiedades similares. La principal diferencia observacional entre las *Seyfert 1* y *Seyfert 2* es su espectro en el óptico-ultravioleta (UV). Las *Seyfert 1* muestran líneas permitidas muy fuertes y anchas ($\sigma \sim 2000-10,000$ km/s si se interpreta como ensanchamiento Doppler), mientras que las líneas en las *Seyfert 2* tienen anchos que no exceden ~ 1200 km/s.

Tales diferencias ahora se entienden como el resultado de diferentes ángulos de visión a los centros de dichas fuentes y también en parte, debido a una gran cantidad de oscurecimiento a lo largo de este. La nomenclatura común que se utilizará a lo largo de esta tesis es de AGN tipo I para las fuentes que presenten una línea de visión despejada de sus centros y AGN tipo II para objetos afectados con oscurecimiento a lo largo la línea de visión que extingue toda la radiación óptica-UV del interior. Las observaciones de los núcleos galácticos activos, (y otro ejemplo de clasificación) era la tendencia por separar el AGN según su luminosidad ([Urry & Padovani 1995](#)). El nombre de “galaxias Seyfert” fue reservado para objetos de baja luminosidad, en su mayoría AGNs con bajo *redshift*, mientras que se llamó *QSO* a los miembros más luminosos de la familia. De hecho, la línea divisoria entre galaxias *Seyfert* y cuásares no es muy precisa;

1. INTRODUCCIÓN

algunos investigadores sugieren que la línea debe establecerse en alrededor de $L_{bol} = 10^{45}$ erg/s, donde L_{bol} es la luminosidad bolométrica de la fuente central (Antonucci 1993).

Otros prefieren una división basada en *redshift*, por ejemplo, en algunos trabajos todos los AGN con $z \geq 0.2$ se consideran cuasáres (Vanden Berk et al. 2001). Para añadir mas complejidad (o confusión), varios nombres se han propuesto para los AGNs con diferencias observacionales y propiedades físicas que los originan: “N-galaxias”, radio-galaxias de líneas anchas “(BLRGs)”, radio-galaxias de línea angosta “(NLRGs)”, galaxias en rayos X con línea de emisión angosta “(NLXGs)”, objetos BL-Lac, QSO variable ópticamente violento “(OVVs)”, y regiones de líneas de emisión de baja ionización nuclear “(LINERs)” entre otros. Para no entrar en confusiones, en este trabajo optaremos por utilizar el nombre genérico “AGN”.

De este modo, podemos basar nuestra definición de actividad nuclear en galaxias dada por la huella observacional de esta actividad. Entonces, la definición que usaremos es simple: un objeto extra-galáctico se considera que es un AGN sí contiene un hoyo negro con acreción en su centro y sí se cumple al menos una de las siguientes características:

- Contiene una región nuclear compacta con emisión significativa, más allá de lo que se espera de los procesos estelares típicos de este tipo de Galaxias.
- Se muestra la huella clara de un proceso continuo no estelar en emisión en su centro.
- Su espectro contiene fuertes líneas de emisión con relaciones de líneas que son típicos de excitación por radiación no estelar.
- Variaciones de líneas de emisión y/o del continuo.

1.3. Bimodalidad

Una vez establecida la existencia de los AGNs y su relación con el núcleo activo en cualquier tipo morfológico de galaxia, ya sea espiral o elíptica, regresamos al tema de la morfología, la diferencia más notable en galaxias, visualmente hablando. Las galaxias de diferente morfología presentan propiedades claramente diferenciadas, como en color (azul vs. rojo), en cinemática (soportado por dispersión o rotación), en luminosidad típica (menores vs. superiores), en la agrupación con otras galaxias (menores vs. mayores entornos de densidad), etc. Muchas de estas diferencias son el resultado ó se cree están relacionadas con las variaciones en el contenido de gas frío, que a su vez conducen a niveles diferentes de formación estelar. Las galaxias de tipo temprano, que incluyen elípticas y lenticulares ($S0$), fueron consideradas tradicionalmente como representantes de una población inactiva y son llamadas algunas veces como “galaxias pasivas”¹. La historia de estas galaxias y otras de diferentes morfología, sigue siendo una de las cuestiones centrales en la investigación actual (Pérez et al. 2013) ; (Ibarra-Medel et al. 2016).

Un salto importante para entender las diferencias en las propiedades de las galaxias debido a su morfología, se produjo con la llegada del ya mencionado survey SDSS, (York et al. 2000). Con su gran muestreo espectroscópico de galaxias en el Universo Local, ($z \sim 0.1$, Strauss et al. (2002)) además de su fotometría óptica en cinco bandas (u,g,r,i,z) Gunn et al. (1998). El SDSS permitió el análisis estadístico de estas poblaciones. De esta forma se logró clasificar a una gran

¹También Conocidas equivalentemente en la literatura como *Quiescentes*

cantidad de galaxias en un diagrama que llamamos de color-magnitud (CMD) y éste corroboró que las galaxias de campo forman dos “picos” en la distribución de color en el óptico [Strateva et al. \(2001\)](#); [Baldry et al. \(2004\)](#). El pico estrecho rojo ya había sido estudiada previamente en cúmulos de galaxias y era conocido como la *secuencia roja* (de [Vaucouleurs 1961](#)).

El SDSS confirmó además que la secuencia roja, y en consecuencia las tempranas que se encuentran en ella, son abundantes en ambientes aislados ([Butcher & Oemler 1984](#)). El pico más amplio en la banda azul del óptico se nombró como la nube azul. Las diferencias físicas entre las dos poblaciones se exploraron a fondo y se cuantificaron por [Kauffmann et al. \(2003\)](#), quien encontró que las galaxias en la secuencia roja tienen, en promedio tienen las poblaciones estelares de mayor edad, mayor densidad de masa estelar superficial, y dominan a masas estelares mayores a $\sim 10^{10.5} M_{\odot}$.

Esta bimodalidad de las distribuciones de color se convirtió no solo en un punto central en los estudios de galaxias locales, sino también con *redshifts* mayores. [Bell et al. \(2004\)](#) y [Faber et al. \(2007\)](#) reportaron que la función de luminosidad de las galaxias de la secuencia roja se ha incrementado en un factor de dos o más desde $z \sim 1$. Este resultado sugiere que la acumulación de masa de las galaxias en la secuencia roja (y así posiblemente de galaxias tempranas) es un proceso que está en curso (~ 8 Gyrs). Este escenario estaría en desacuerdo con la imagen tradicional en el que las tempranas (especialmente elípticas) se formaron en épocas muy tempranas en la historia del universo (es decir, deteniendo su formación estelar y convirtiéndose en galaxias de color rojo).

Esta imagen tradicional, tiene sus raíces en el escenario de colapso monolítico propuesto por [Eggen et al. \(1962\)](#), que posteriormente fue sustituido por el escenario jerárquico (por ejemplo [Kauffmann et al. \(2006\)](#)) en el que las fusiones de las galaxias de disco proporcionan un mecanismo natural de formación de las galaxias elípticas ([Barnes & Hernquist 1996](#)). Si las fusiones siguen siendo importantes en las últimas épocas del universo, como algunas simulaciones numéricas sugieren, entonces se abriría la puerta para la formación tardía de galaxias elípticas y explicaría el crecimiento reportado de la secuencia roja.

Además, si las galaxias tempranas se continúan formando hasta épocas cosmológicas recientes, entonces deberían existir galaxias que se encuentren actualmente en un proceso de transformación. Este tipo de galaxias tienen (o deberían tener) propiedades que estén entre las galaxias tardías y las galaxias de tipo temprano. Por ejemplo, deben tener algo de formación estelar, pero la mayor parte de la actividad debería haber cesado, es decir, la tasa de formación estelar (*SFR*), debería ser menor que el de las galaxias de tipo tardío de la misma masa. Por lo tanto, ¿cómo puede identificarse tal población transitoria a gran escala?

1.3.1. El Valle Verde

Podemos definir al Valle verde como una región amplia y relativamente plana (por lo tanto, “valle”) en el diagrama color-magnitud de galaxias, que se encuentra entre los picos formados por galaxias con formación estelar (nube azul) y las galaxias pasivas (secuencia roja). Además el valle verde se ha propuesto como el cruce en la evolución de las galaxias. Los objetos en el valle verde se cree que representan la transición entre la nube azul de las galaxias de formación estelar y la secuencia roja. ([Kauffmann et al. \(2003\)](#); [Wyder et al. \(2007\)](#); [Schiminovich et al. \(2007\)](#); [Martin et al. \(2007\)](#); [Faber et al. \(2007\)](#); [Mendez et al. \(2011\)](#); [Gonçalves et al. \(2012\)](#)). En términos generales, se cree que todas las galaxias siguen trayectorias evolutivas similares en

1. INTRODUCCIÓN

todo el valle verde, con una rápida transición que explica la escasez relativa de las galaxias en el valle verde en comparación con la nube azul o la secuencia roja (Haines et al. 2015).

Los colores intermedios en el valle verde se han interpretado como evidencia del apagado reciente de la formación de estrellas (Salim et al. 2007). La agrupación de AGNs y sus galaxias huésped en el valle verde sugieren un papel más para la retroalimentación del AGN en particular (por ejemplo, Nandra et al. (2007); Hasinger et al. (2007); Silverman et al. (2008); Sánchez et al. (2004)). Además, las galaxias en el valle verde tienen tasas de formación estelar (SFR) más bajas que la “secuencia principal” de formación de estrellas (Cano-Díaz et al. 2016), que es una correlación estrecha entre la masa estelar y la tasa de formación de estrellas, posiblemente como resultado de un apagado en la formación estelar rápido (por ejemplo Brinchmann et al. (2004); Elbaz et al. (2007); Salim et al. (2007); Noeske et al. (2007); Peng et al. (2010)). La mayoría de las galaxias de formación estelar viven en la secuencia principal, por lo que el seguimiento de las poblaciones que salen de la secuencia principal (aquellos con bajos SFRs) se pueden utilizar para buscar el mecanismo de apagado en las mismas.

1.4. Bimodalidad y Apagado en la Formación Estelar

Hasta antes de la llegada de catálogos de galaxias espacialmente resueltas, la relación entre los mecanismos para la formación estelar y su apagado en galaxias se comprendía menos que hasta la fecha. Desde la perspectiva teórica, varios mecanismos de apagado en la formación estelar se propusieron, incluyendo por ejemplo: el núcleo activo (AGN) y su retroalimentación (Croton et al. (2006); Hopkins et al. (2006)), *Shock Heating* en el halo (Dekel & Birnboim (2006); Cattaneo et al. (2006)), apagado morfológico (Martig et al. (2009)) y efectos de medio ambiente (Gunn & Gott (1972); Toomre & Toomre (1972); Moore et al. (1996); Boselli & Gavazzi (2006); Weinmann et al. (2009)). Sin embargo, observacionalmente era extremadamente difícil identificar el mecanismo dominante. Por ejemplo, las galaxias masivas ($\sim 10^{11} M_{\odot}$) están preferentemente en regiones densas, es decir, efectos ambientales y por consiguiente el enfriamiento del halo podrían tener relación con estos procesos.

Para el caso de procesos internos, (Bluck et al. 2014) encuentran que el color (U-B) de una galaxia está fuertemente ligada a una densa estructura interna y muestran además que la fracción inactiva está más estrechamente vinculada al bulbo. Dado la estrecha correlación entre la masa del bulbo y la masa del agujero negro, los autores sugirieron que la retroalimentación por AGN está más favorecida. Además, se sabe que muchas galaxias tienen una alta probabilidad de tener al mismo tiempo un bulbo con AGN (Kauffmann et al. (2006); Heckman et al. (2004); Schawinski et al. (2014)), lo que hace difícil aislar el efecto de una retroalimentación del AGN del bulbo central. Estas complejidades han obstaculizado en gran medida nuestro conocimiento del origen del apagado interno en formación estelar.

1.5. El AGN como regulador de la formación estelar

Una forma útil para seguir la evolución de galaxias observacionalmente es construir una función de luminosidad de todas las galaxias en un determinado *redshift*. La función de luminosidad $\Phi(L, z)$, se define de tal manera que $dN = \Phi(L, z)dVdL$ es el número de galaxias por unidad de volumen co-móvil, dV a redshift z en el intervalo de luminosidad $L, L + dL$. El uso del volumen

co-móvil, que se obtiene de la integración del volumen entre $r(z)$ y $r(z + \Delta z)$ utilizando la cosmología supuesta, permite una comparación directa de la misma población en todos los *redshifts*. Por lo tanto, $\Phi(L, z)$ proporciona una forma concisa para describir la evolución de galaxias en diferentes tiempos cosmológicos (Kennicutt 1998).

Las luminosidades dependientes del *redshift* pueden ser comparadas con las predicciones teóricas que incluyen solo enfriamiento bariónico simple. Dicha comparación muestra un ajuste entre el modelo y las observaciones para una amplia gama de luminosidades alrededor de la L_* . Sin embargo, el número calculado de galaxias más masivas ($\sim 10^{11} M_\odot$) y las galaxias menos masivas ($\sim 10^8 M_\odot$) se desvían de las observaciones. Por otra parte, hay una discrepancia significativa entre la predicción del enfriamiento atómico ya que debe llevar a la condensación de alrededor del 80 por ciento de todos los bariones disponibles en gas y las estrellas en las galaxias. Sin embargo, las observaciones muestran que esta fracción es inferior a 10 por ciento en $z = 0$.

Una posible solución es invocar un proceso de retroalimentación, es decir, un mecanismo que inhiba el enfriamiento de gas y formación de estrellas en fases avanzadas de la formación de galaxias. Esto puede ser debido a las estrellas (retroalimentación estelar) o al AGN. Por ejemplo, se piensa que en retroalimentación estelar la foto-ionización de el gas en el halo puede retrasar la formación de galaxias pequeñas en halos de materia oscura, lo que explica la falta de objetos en el extremo más bajo en la función de luminosidad. Esto sin embargo, no puede explicar la falta de galaxias masivas $\sim 10^{11} M_\odot$ predichas por los modelos y otros procesos de retroalimentación deben ser incluidos.

Como se mencionó, la correlación significativa entre la masa estelar (bulbo) y la masa del hoyo negro en galaxias cercanas sugiere que la evolución del hoyo negro y la evolución de las galaxias van de la mano. Esto plantea preguntas acerca la naturaleza de los procesos físicos que los enlazan, en particular, lo relacionado a que proceso puede activar el hoyo negro central supermasivo y apagar la formación estelar en la galaxia huésped. Tal proceso, si es lo suficientemente eficiente, pueden explicar la discrepancia entre las observaciones con los cálculos de la función de luminosidad (en particular, la falta de grandes galaxias elípticas) en comparación con las predicciones teóricas.

Esta retroalimentación se supone que puede venir en dos modos diferentes en épocas diferentes durante el tiempo cósmico. En una fase temprana (a alto *redshift*) el AGN puede apagar la formación de estrellas en las galaxias masivas. Es llamado el “modo cuásar” (Croton et al. (2006)) y es más probable que venga acompañada de un vigoroso crecimiento lo que lleva a una fuerte retroalimentación cinética del agujero negro. La otra forma de retroalimentación puede ser el AGN en “modo regulador”. Este modo apaga la formación estelar en épocas cosmológicas recientes de tal manera que impide episodios significantes de formación de estrellas (Fabian et al. 2006). El acoplamiento entre la acreción del agujero negro y el calentamiento del gas esta limitados por lo dictado por las observaciones. Sin embargo, Si bien este tipo de hipótesis tienen éxito para subsanar algunas cuestiones clave, su principal problema es que la física de este proceso aún es poco conocido.

1.6. Supresión de Gas por Interacciones

El apagado en formación estelar no solo corresponde a procesos internos, sino que pueden existir factores externos, ya sea por que dos galaxias interactúan gravitacionalmente o varias

1. INTRODUCCIÓN

de ellas en el caso de cúmulos galácticos. En este último caso, cuando una galaxia se mueve por el medio intracúmulo, su componente de gas experimenta un *Ram Pressure* (RP).¹ Como fue discutido por primera vez por (Gunn & Gott 1972). Si la RP es suficientemente fuerte, podría suprimir el gas inicialmente asociado con la galaxia.

Entonces, cuando una galaxia pierde la mayor parte de su gas interestelar, su potencial para formar estrellas se reduce enormemente. La supresión de gas por RM es por lo tanto utilizado para explicar por que en medios densos, tal como cúmulos, muestran un déficit de galaxias ricas en gas, formadoras de estrellas. Con la mayoría de gas removido y con el apagado de formación estelar, la galaxia resultante podría verse como una *S0*. Así, la presión RP puede explicar por que los cúmulos contienen una gran cantidad de galaxias *S0*.

La presión de ariete comentada anteriormente puede suprimir completamente de su gas frío a una galaxia causando un apagado abrupto en su formación estelar. Sin embargo si solo las partes externas de la galaxia son suprimidas de gas, la formación estelar puede continuar hasta agotar toda su reserva. En zonas de campo (sin cúmulos) el gas se consume en solo unos cuantos Giga-años. Su tiempo de formación se puede extender si se continua acretaando gas frío.

Como el gas prácticamente no se encuentra fijo a una galaxia, es suprimido fácilmente. Por lo tanto, se espera que una gran cantidad si no es que todo este gas sea suprimido de la galaxia después de que interacciona con un sistema más grande, como un cúmulo. Esto se llama o es nombrado como estrangulamiento y resulta como un decremento gradual en la formación de estrellas hasta que lentamente se queda sin gas frío Larson et al. (1980).

1.7. Espirales Rojas: La Excepción a la Regla

Como sucede en muchas ocasiones, existen excepciones a la regla y que nos obligan a cambiar el paradigma, ya que se encontraron galaxias tardías o espirales con colores predominantemente rojos hace ya algún tiempo (Por Ejemplo, van den Bergh (1976) sobre galaxias anémicas). El tamaño de su muestra era pequeño, sin embargo, quedo claro que esos sistemas eran raros en el Universo Local. Esto implicaba que los procesos que llevaban a esos objetos a ser rojos debían o ser raros, o producirlos solo por periodos cortos. Cualquiera que fuera el motivo, estas espirales rojas eran buenos laboratorios para estudiar la evolución galáctica y comprender mejor como se ensamblaron las galaxias tempranas para formar la secuencia roja.

Otro de los proyectos interesantes que permitió una mejor comprensión de este grupo de galaxias es el famoso **Galaxy Zoo** (Lintott et al. (2008)) que permitió distinguir una población significativa de espirales rojas (Bamford et al. (2008)). dentro de una selección de todas las galaxias espirales en general. Estos trabajos sugirieron que alrededor de 20% de esas galaxias se encuentran en la secuencia roja (y con una fracción creciente en regiones de densidad Media). La fracción de espirales rojas parecía crecer con el medio ambiente, aún a masa estelar fija, implicando que algún proceso externo suprimía la formación de estrellas en las espirales rojas, mas allá de un simple cambio en la función de masa. (Bamford et al. (2008))

Al mismo tiempo (Wolf et al. 2009) identificaron una muestra de espirales rojas y demostraron que estas tienen una tasa de formación estelar (SFR) si bien baja, no era cero cuando se

¹Aunque la traducción sería presión de ariete, mantendremos el término para estar en sintonía con la literatura

comparaba con las espirales azules. Sin embargo, estos trabajos incluían espirales inclinadas. Esto como se sabe, puede hacer que galaxias azules se encuentren en la secuencia roja debido a los efectos de enrojecimiento por polvo que depende de la inclinación ((Maller et al. 2009), (Masters et al. 2010)). También es bien sabido que las espirales con grandes bulbos pueden ser bastante rojas. Por ejemplo (Masters et al. 2010) demostraron que esta tendencia en color debido al incremento en el bulbo es comparable en tamaño al enrojecimiento por inclinación. Por esa razón (Masters et al. 2010) seleccionaron una nueva muestra de espirales de cara del *Galactic Zoo* con bulbos pequeños para estudiar las propiedades de espirales intrínsecamente rojas. De esas espirales de cara, encontraron que alrededor del 6% caen en la secuencia roja (incrementando en 30% cuando se incluían galaxias dominadas por bulbo). Además mostraron que sí bien tienen una tasa de formación estelar baja, no son objetos completamente pasivos (lo cual confirmó Cortese et al. (2012)). La fracción de galaxias tardías en la secuencia roja se incrementaba sustancialmente con la masa estelar, pero a toda las masas estelares la población de espirales rojas parecían tener una población estelar más vieja y una menor formación estelar reciente que las espirales azules.

Mientras que las tardías rojas son relativamente raras en el Universo Local, estas podrían formar un camino importante para entender la evolución entre la nube azul y la secuencia roja. (Bundy et al. 2010) usaron datos del COSMOS survey (Scoville et al. 2007) para estudiar la secuencia roja de galaxias con morfología de disco a altos *redshifts* y concluyeron que una cantidad significativa de galaxias con disco se traslada de la nube azul a la secuencia roja (60%) pasando por una fase de espiral roja. (Robaina et al. 2012) comparó la población estelar de una muestra de galaxias con morfología espiral o elíptica y que fueron seleccionadas por su pasividad y su bajo enrojecimiento por polvo. Estas espirales rojas por definición, eran más pasivas que la muestra de (Masters et al. 2010) y además no hizo ninguna selección por el tamaño del bulbo. El trabajo de (Robaina et al. 2012) encontró que la población estelar en las dos muestras (en edad y metalicidad) eran estadísticamente indistinguibles.

1.8. El Sistema UGC11680 (Binarias tipo M51)

Vorontsov-Vel'Yaminov (1957) fueron los primeros en estudiar estadísticamente galaxias binarias que consisten de una gran espiral y una compañera relativamente pequeña cerca del final del brazo de la galaxia primaria. Vorontsov-Vel'Yaminov (1975) usaron una selección de estos sistemas dobles tipo M51.¹ Muchas de ellas fueron incluidas en su atlas de galaxias interactuantes Vorontsov-Velyaminov (1977). Estos objetos resultaron tan numerosos que Vorontsov-Vel'Yaminov (1957) supusieron que esas galaxias no eran el resultado de proyecciones accidentales sino que formaban sistemas conectados físicamente. Sugirieron además que la pequeña compañera se formaba en la galaxia principal y se separaba tiempo después.

Arp también estudio esta clase peculiar de galaxias dobles. Incluyó 54 de tales sistemas es su atlas de galaxias peculiares Arp (1977). Arp especuló que la pequeña compañera de estos sistemas pudo haber sido expulsada de la región nuclear de la galaxia principal. (Toomre & Toomre 1972), creían que la apariencia de M51 era un accidente de proyección en el brazo de la galaxia mayor y en realidad la galaxia compañera estaba a 11 Kpc lejos de ella. Por medio de simulaciones numéricas con partículas de prueba, encontraron que la galaxia satélite se movía reduciendo su órbita, casi perpendicular a el plano de la galaxia. (Howard & Byrd 1990)

¹También llamadas así, debido a la mas famosa de estas galaxias en par, M51 ó la galaxia del remolino

1. INTRODUCCIÓN

obtuvieron diferentes parámetros en la órbita de la galaxia satélite. A diferencia de (Toomre & Toomre 1972), ellos usaron partículas autogravitantes y obtuvieron una excentricidad en la órbita de $\epsilon \approx 0.1$ y una inclinación de $i \approx 50^\circ$.

1.8.1. UGC11680NED02

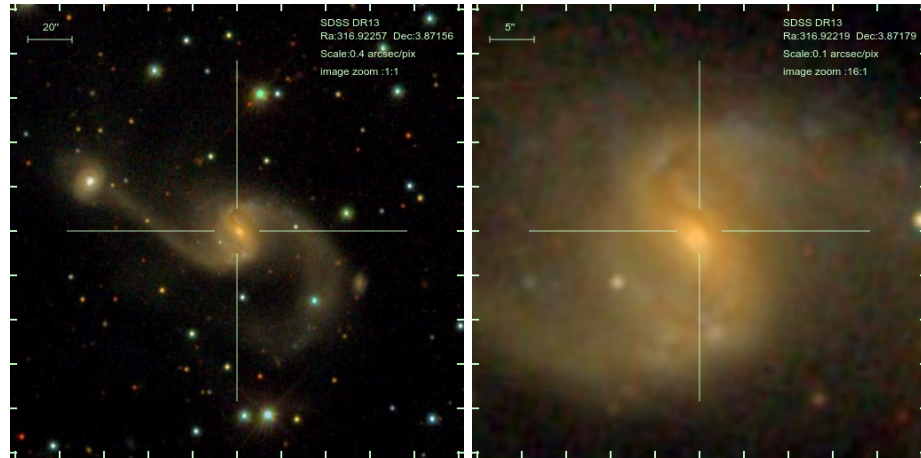
UGC11680NED02 es una galaxia compacta temprana a un corrimiento al rojo de $z \approx 0.0263$ (Distancia ≈ 107 Mpc) con un núcleo activo clasificado ópticamente como una Seyfert 2 Véron-Cetty & Véron (2010) o un AGN/starburst compuesto Yuan et al. (2010) La galaxia esta interactuando con UGC11680NED01 la cual esta a 1.1 arcmins (≈ 32 Kpc) hacia el este, formando el par UGC11680. Un núcleo compacto en el espectro del radio fue detectado en ella Thean et al. (2000). UGC11680NED02 se le detecto un núcleo compacto en infrarrojo con emisión difusa. La emisión es casi circular con un diámetro de ≈ 1 kpc. La galaxia se muestra en el acercamiento de la figura 1.2 c)

1.8.2. UGC11680NED01

Por otro lado, La galaxia espiral UGC11680NED01 pertenece al tipo de galaxias tardías que se menciona en la sección anterior. Su color rojo podría ser indicador de que al parecer ha dejado de formar estrellas y sin embargo conserva su morfología espiral, por lo que puede ser un laboratorio para analizar el proceso que llevo a ese color. Una imagen de esta galaxia se muestra en la figura 1.2

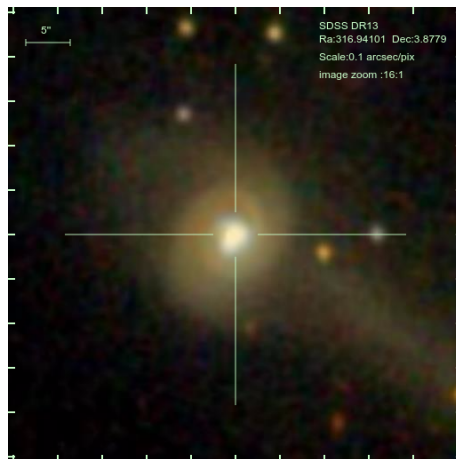
UGC11680NED01 es una espiral SBb con AGN tipo 2, con un color rojo en el óptico, lo que la ubica en la secuencia roja del diagrama color magnitud. Los valores que utilizaremos se encuentran recopilados en la tabla 1.1. Si se requieren otros datos, se darán dentro del texto mismo. Haciendo una búsqueda rápida en la literatura se menciona en 17 artículos hasta la fecha. Es incluida por primera vez en Hewitt & Burbidge (1991) el cual es un catalogo de objetos cuasi-estelares. En los años siguientes, es incluida en diferentes estudios de galaxias Seyfert así como catálogos de ellas, por ejemplo (Thean et al. 2000); (Klimanov & Reshetnikov 2001); (Tran 2003). Es interesante notar el artículo Moustakas & Kennicutt (2006) ya la incluye en el grupo de galaxias peculiares. Prosiguen más estudios sobre poblaciones de galaxias Seyfert hasta que se menciona en la presentación del survey CALIFA (Sánchez et al. 2012). Dentro de los artículos de la colaboración de CALIFA se menciona en tres: en estudios de galaxias LINERs ¹ (Singh et al. 2013), en estudios de cinemática de gas en galaxias en proceso de fusión (Barrera-Ballesteros et al. 2015) y su clasificación como barrada para estudiar esta propiedad (Sánchez-Blázquez et al. 2014), aunque en el catálogo de NED UGC11680 está clasificada como Scd, mantendremos la morfología barrada. Una imagen de UGC11680 obtenida de SDSS 8 se muestra en la Figura 1.2.

¹tipo de galaxia que tiene una emisión nuclear de baja ionización. Esta en debate actual si se considera esta ionización un producto del AGN o simplemente de la emisión de estrellas post-AGB



(a) *El sistema UGC11680*

(b) *Acercamiento en el óptico para UGC11680NED01*



(c) *Acercamiento en el óptico para UGC11680NED02*

Figura 1.2: El sistema UGC11680 como se muestra en el banco de datos para galaxias en el óptico del catálogo de imágenes SDSS13. la figura *a* nos muestra las galaxias y como se muestran interactuando. Las figuras *b*) y *c*) nos muestran estas galaxias individualmente

1. INTRODUCCIÓN

Valores Principales	UGC11680NED01	UGC11680NED02
Ángulo de posición (grados)	15.2	55.8
Redshift	0.025887	0.025887
R_e (arcsec)	10	8
Log Masa estelar (M_\odot)	11.33	10.97
Luminosidad (L_\odot)	3.9×10^{10}	2.6×10^{10}
H_α/H_β	4.052	2.474
Promedio A_v (mag)	1.092	0.98
A_v ponderado (mag)	1.674	1.23
SFR (M_\odot/yr)	4.143	7.94
log SFR ($\log_{10}(M_\odot/yr)$)	0.61	0.90
Ionización Central	sAGN	SF
Velocidad Gas (km/s)	7771	7843
Velocidad SSP(km/s)	7749	7829

Tabla 1.1: Valores Principales UGC11680 (obtenidos de aplicar **PIPE3D** al cubo de datos de UGC11680)

1.9. Objetivos

En este trabajo nos concentraremos en un solo aspecto para estudiar al sistema UGC11680 en general y a la galaxia UGC11680NED01 en particular: sus poblaciones estelares y por lo tanto la información que requerimos para empezar a comprender por que tiene este color rojo.

Aunque es solo un par de galaxias, los resultados de su estudio nos darán pistas para continuar resolviendo y tratando de entender la evolución galáctica de este sistema y ofrecer un método sólido para su estudio. Por ejemplo, con imágenes multi-banda con buena resolución espacial, es posible resolver la historia de formación estelar en espacio y tiempo, lo que ya ha sido hecho con anterioridad (por ejemplo, [Brinchmann & Ellis \(2000\)](#); [Kong et al. \(2000\)](#); [Pérez-González et al. \(2008\)](#)) y el llamado método de registro fósil ha sido ampliamente utilizado para recuperar las historias de formación estelares utilizando datos espectrales y fotométricos ([Kauffmann et al. \(2006\)](#); [Cid Fernandes et al. \(2005\)](#); [Gallazzi et al. \(2005\)](#)). Por otro lado, estos estudios están limitados por el tamaño de la apertura (para el caso de los datos de espectroscopía). La resolución espectral (en el caso de imágenes multi-banda) pueden generar un sesgo importante en la interpretación de los datos y por consiguiente las conclusiones sobre los procesos evolutivos.

Es interesante notar que una apertura con tamaño fijo no puede resolver localmente las propiedades de las galaxias debido a que el espectro de la galaxia observada integra toda o una fracción sustancial de la luz dentro de una apertura. Para el caso de los estudios fotométricos,

se requiere un número de bandas fotométricas lo suficientemente grandes como para producir el espectro de galaxias. Sin embargo, con la llegada de la espectroscopía 3D o espectroscopia de campo integral (IFS), es posible acceder a los datos espectrales resueltos para diferentes regiones de galaxias y obtener así espectros locales (por ejemplo, [Cappellari et al. \(2012\)](#); [Croom et al. \(2012\)](#); [Sánchez et al. \(2012\)](#); [Cid Fernandes et al. \(2013\)](#); [Bundy et al. \(2015\)](#)).

Con datos IFUs y la descomposición con poblaciones estelares simples (SSP), es factible no sólo obtener información de como el sistema UGC11680 ensambló su masa estelar, sino también es posible entender la forma en que esta se ensambló a nivel local. Trabajos observacionales recientes indican que una fracción importante de las galaxias estudiadas tienden a formar la mayor parte de sus masas estelares en su parte interna más rápido que en su exterior, lo que sugiere que estas galaxias ensamblan sus masas desde dentro hacia afuera ([Sánchez-Blázquez et al. \(2014\)](#); [Pérez et al. \(2013\)](#)) [Ibarra-Medel et al. \(2016\)](#).

Por ejemplo, usando datos de **CALIFA** [Pérez et al. \(2013\)](#) mostraron que la velocidad de este proceso depende de la masa total de la galaxia estelar. Además, hay indicios de una fase de transición en la que se cambia el crecimiento de masa de las galaxias de dentro hacia afuera a un gradiente de afuera hacia adentro y que depende de la masa de las galaxias ([Pérez et al. \(2013\)](#)). Así, es fundamental la comprensión de cómo algunas galaxias apagan su formación de estrellas, lo que regula su crecimiento. Este apagado se denomina comúnmente en la literatura como “quenching”, y podría ser utilizado para explicar la formación y consecuente declinación en formación estelar en la galaxia UGC11680NED01 durante su evolución.

Como se mencionó, aunque solo se trata de un sistema binario de galaxias, el estudio y manejo comparativo de las historias de formación estelar son novedosas y no encontradas hasta la fecha en la literatura. Por lo tanto, en análisis futuros se podría utilizar este método para una muestra mas significativa de galaxias. Al poder utilizar métodos que nos permiten observar las épocas de formación galáctica, daremos un paso adelante para contribuir en el análisis y posiblemente utilizarlo en diferentes variables de interés.

1.9.1. Estructura de la tesis

Este trabajo está dividido en 3 Capítulos y 3 apéndices, y se explican como sigue:

- El primer capítulo incluye la introducción, donde incluimos los antecedentes generales del estudio de objetos extra-galáctico, la definición de AGN y sus propiedades esenciales; una breve discusión sobre la bimodalidad y el estado del arte como diagrama evolutivo. Presentamos además als sistema de galaxias UGC11680 y sus características principales.
 - En el siguiente capítulo se explicará brevemente el muestreo de **CALIFA**, que son los IFUs y el proceso de análisis de los cubos y los datos que se obtengan de ellos. Después haremos un chequeo general del enrojecimiento por polvo y analizaremos la tasa de formación estelar de cada galaxia del sistema UGC11680 con respecto a las galaxias de la muestra. Una vez descartado el enrojecimiento por polvo, explicaremos el proceso para obtener las poblaciones estelares y que servirán para obtener el producto final, la historia de formación estelar con su mapa $SFH(t, R)$; Esto es importante, ya que todo nuestro análisis posterior depende de esta propiedad.
-

1. INTRODUCCIÓN

- El capítulo final incluirá el análisis sobre la historia de formación estelar espacialmente resuelta para cada galaxia del sistema UGC11680 y para diferentes tipos de galaxias, agrupadas y promediadas en diferentes categorías. Se compararán estas historias en base al estadístico χ^2 y esto nos indicará a que promedios se parece ó ajusta más la historia de formación estelar de cada galaxia del sistema UGC11680 con respecto a su masa, color y la presencia de los AGNs.
- Finalmente incluimos tres apéndices, en donde se incluye por que sabemos que UGC11680NED01 es una galaxia con AGN así como detalles técnicos y una tabla de conversión de tiempos cosmológicos.

La galaxia UGC11680NED01 así como su galaxia satélite se dividió en 3 zonas de estudio determinadas por su radio efectivo. A lo largo de esta tesis, llamamos “partes centrales” a la zona comprendida por $0 < R/R_e < 0.5$, “partes medias” a la zona $0.5 < R/R_e < 1$ y las zonas externas o las “afueras” a $1 < R/R_e < 2.0$. Para la galaxia compañera dividimos igualmente a las zonas como “partes centrales” a la zona comprendida por $0 < R/R_e < 0.5$, “partes medias” a la zona $0.5 < R/R_e < 1$ y las zonas externas o las “afueras” a $1 < R/R_e < 1.5$ debido a que tiene un radio efectivo más pequeño. Esto no afecta el análisis y comparativo con las demás galaxias.

Estas divisiones fueron las óptimas dado el radio efectivo, la elipticidad y el ángulo de posición de cada una de ellas, ya que pertenecen a cubos de datos por separado y por lo tanto, el estudio como sistema no es posible. Los datos principales fueron tomados de los datos en la tabla 1.1

Finalmente, en este trabajo los parámetros cosmológicos utilizados fueron $\Omega_m = 0.317$, $\Omega_\Lambda = 0.683$ y $H_0 = 67.15$ km/s/Mpc (Planck Collaboration et al. 2014)

Estudio de las poblaciones estelares

EN este capítulo analizaremos las poblaciones estelares de UGC11680 y así mismo estudiaremos el enrojecimiento por polvo y la tasa de formación estelar.

2.1. Espectroscopía De Campo integral

La espectroscopía de Campo Integral (de aquí en adelante IFS por sus siglas en inglés, *Integral Field Spectroscopy*) es una técnica de observación astronómica capaz de obtener simultáneamente y en una sola exposición espectros de típicamente muchos elementos espaciales (*spaxels*) de una fuente sobre un campo de visión bidimensional. Un espectrógrafo de campo integral consiste de dos componentes: el espectrógrafo y la unidad de campo integral (IFU por sus siglas en inglés, *Integral Field Unit*) cuya función es dividir el plano espacial 2D en un arreglo de *spaxels* individuales y dirigir el haz de luz de cada uno de ellos al espectrógrafo, de manera que obtenemos una gran cantidad de imágenes cada una a diferente longitud de onda. En general, todas ellas pueden formar un cubo de datos con la información en tres dimensiones, dos espaciales X , Y (declinación y ascensión recta) y longitud de onda. Ver Figura 2.1

2.1.1. CALIFA

El *Calar Alto Legacy Integral Field Area Survey* (**CALIFA**) (Sánchez et al. 2012) fue un proyecto del Centro Astronómico Hispano-Alemán en el Observatorio de Calar Alto para obtener espectros espacialmente resueltos de 600 galaxias del Universo Local ($0.005 < z < 0.03$) por medio de espectroscopía de campo integral (IFS). Las observaciones en **CALIFA** comenzaron en junio de 2010 con el espectrografo Multi-Apertura Postdam (PMAS), montado en un telescopio de 3-5m, utilizando campo de visión hexagonal (FOV) (Verheijen et al. 2004).

En este espectrógrafo, se observó cada galaxia usando dos configuraciones diferentes, una resolución del intermedio espectral (V 1200, R \sim 1650) que cubre la gama del azul en el óptico (3700-4700 Å) y una de baja resolución (V 500, R \sim 850) que cubre el primer orden de la longitud de onda óptica (3750-7500 Å). (Para este trabajo se utilizó los cubos de datos del V500).

Una muestra seleccionada de 939 galaxias se extrajo de la séptima publicación de los datos del SDSS, que se describe en (Walcher et al. 2014). A partir de esta muestra, 600 galaxias se

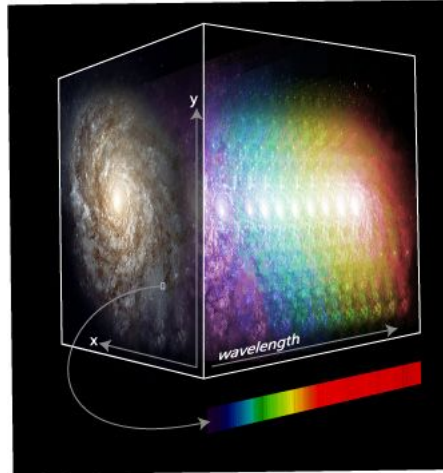


Figura 2.1: Representación esquemática de un cubo de datos. Crédito: **Marc White (RSAA-ANU)**.

seleccionaron al azar. La combinación de técnicas de imagen y espectroscopía óptica a través de IFS proporciona una visión más completa de propiedades de las galaxias individuales que cualquier survey tradicional y en comparación con otros surveys IFS, **CALIFA** ofrece para nuestro caso las siguientes características:

- Una muestra que abarca una amplia gama de tipos morfológicos, cubriendo toda la secuencia de Hubble, desde elípticas (E0-E7), lenticulares (S0-S0a) a espirales, además de un amplio rango de masas ($10^9 \sim 10^{12} M_{\odot}$)
- Una muestra que cubre todo el diagrama color-magnitud para $M_r > -18$ mag que nos permite obtener relativamente bien las poblaciones galácticas (secuencia roja, nube azul y valle verde);
- Observaciones que cubren el rango la longitud de onda del espectro óptico, que nos permite obtener la historia de formación estelar para las poblaciones estelares subyacentes.

En artículos previos con esta muestra, y usando las historias de formación estelar de ~ 100 galaxias ([Pérez et al. 2013](#)) derivaron la información espacialmente resuelta del crecimiento de masa galáctica. Además, ([González Delgado et al. 2014](#)) describieron las propiedades de las poblaciones estelares. Ambos artículos confirmaron que las galaxias masivas acumulan su masa estelar de dentro hacia afuera. Encontraron además que las galaxias más masivas eran más compactas, viejas, más ricas en metales y menos enrojecidas por polvo. De esta forma usaremos varios de estos métodos descritos en estos y otros trabajos con la muestra de **CALIFA**. Debido a que es complicado mostrar los cubos de datos en un documento bidimensional, mostramos las imágenes integradas pde cada galaxia en la Banda V en la Figura 2.2. Nótese que en esta Banda apenas son distinguibles los brazos espirales de la galaxia roja así como el disco de la galaxia satélite, y que son notorios en las imágenes del SDSS de la figura 1.2.

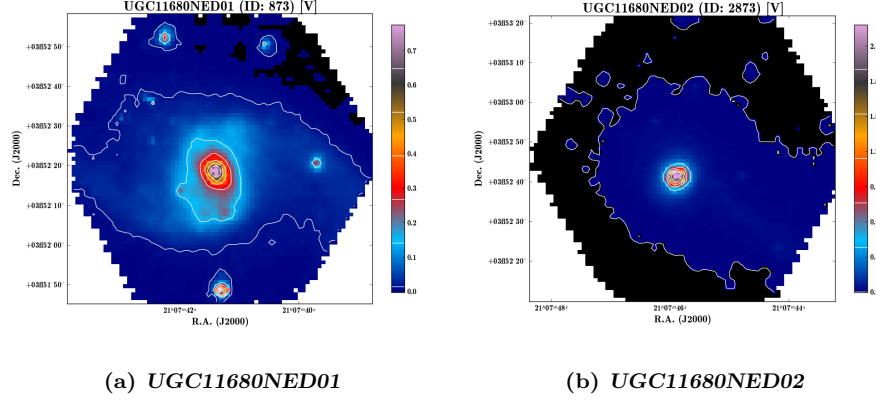


Figura 2.2: Mapas integrados en la banda V de las galaxias binarias como se encuentran en el catalogo de *CALIFA*, cada galaxia se encuentra en el catálogo en cubos de datos por separado.

2.1.2. Enrojecimiento por Polvo

Antes de avanzar en el estudio de las poblaciones estelares del sistema de galaxias UGC11680, revisamos la atenuación por polvo en la galaxia roja UGC11680NED01, ya que es posible que solo sea este lo que la vuelve mas roja. Hicimos el mismo procedimiento para su satélite, aunque solo para ajustarla al diagrama corregido.

Para cuantificar el nivel de extinción en UGC11680 comparamos en su espectro integrado la diferencia en flujo en las primeras dos linea de la secuencia de Balmer ($H\alpha$ y $H\beta$). La razón esperada entre los flujos de estas dos líneas es de $R_{int} = F\alpha/F\beta = 2.86$ (Osterbrock 1989). Por lo tanto, desviaciones de esa relación se pueden usar para medir la extinción relativa entre $H\alpha$ (a 6562 Å en la banda r) y $H\beta$ (a 4861 Å en la banda g).

A raíz de la relación de extinción empírica, las luminosidades intrínsecas, L_{int} , están dadas por

$$L_{int}(\alpha) = L_{obs}(\lambda)10^{0.4A\lambda} = L_{obs}(\lambda)10^{0.4k(\lambda)E(B-V)} \quad (2.1)$$

donde L_{obs} son las luminosidades (extinguidas) observadas, $A(\lambda)$ es la extinción a la longitud de onda λ , y $k(\lambda)$ de la curva de enrojecimiento.El exceso de color se define por

$$E(B - V) = (B - V)_{obs} - (B - V)_{int} \quad (2.2)$$

que es el cambio en el color ($B - V$) debido al polvo (es decir, la diferencia entre el color observado y esperado en ausencia de polvo). El decremento de Balmer intrínseco se mantiene constante para condiciones típicas de gas (Osterbrock 1989), por lo que

$$E(H\beta - H\alpha) = 2.5 \log \frac{F_{obs}}{F_{int}}, \quad (2.3)$$

y por lo tanto un cálculo con los datos obtenidos del cubo de datos perteneciente a la galaxia UGC11680 que se muestran en la tabla 1.1 nos da finalmente una $A_V \sim 1$ mag y para la galaxia

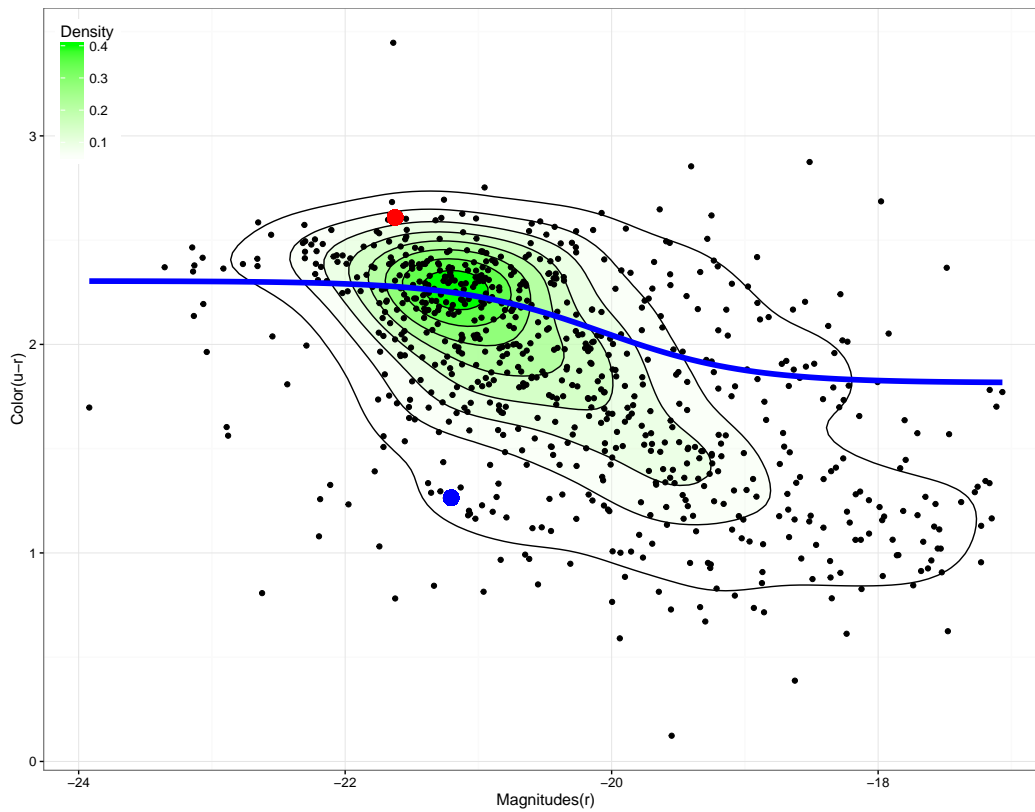


Figura 2.3: Diagrama en Color Magnitud (corregido por polvo), para las galaxias de la muestra de **CALIFA**. Marcamos las posiciones del sistema UGC11680 por dos puntos. El punto azul representa a UGC11680NED02 corregido por polvo y el punto rojo muestra a UGC11680NED01 también corregida. Finalmente la franja azul es la línea que separa a las galaxias de la secuencia roja de la nube azul como se define en [Baldry et al. \(2004\)](#). Nótese entonces que la galaxia espiral está en la secuencia roja mientras que su compañera cae en la zona de la nube azul

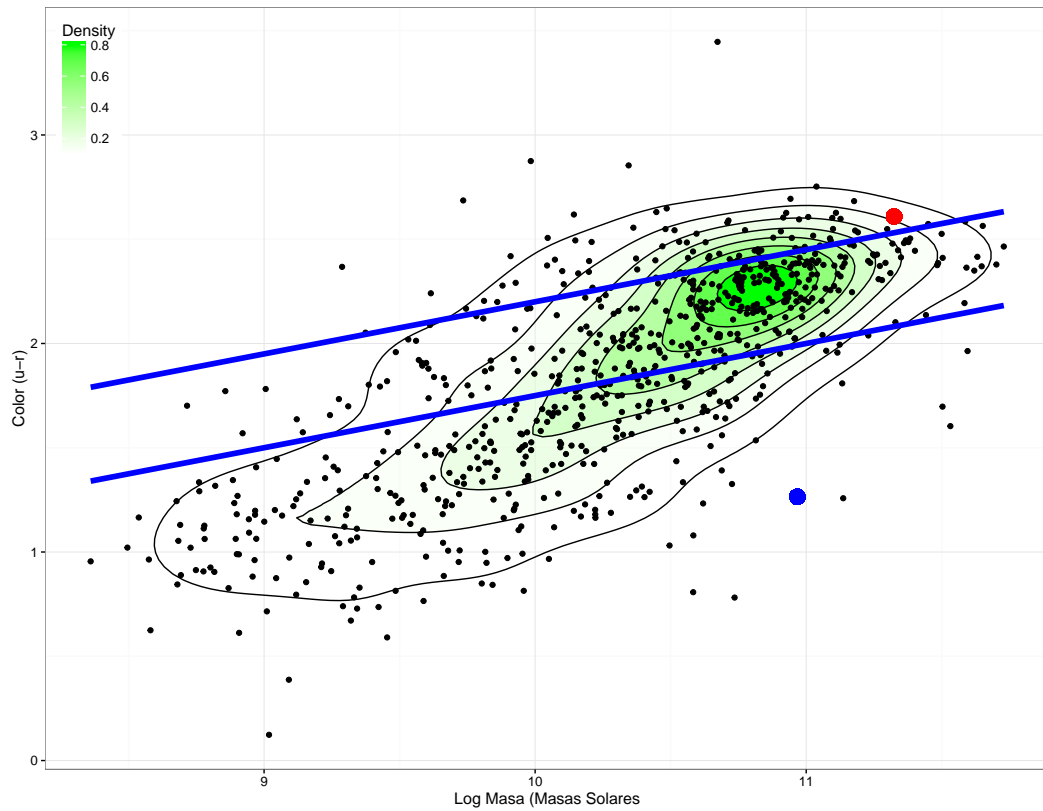


Figura 2.4: Diagrama en Color Masa para las galaxias de la muestra de **CALIFA** corregidas. Marcamos las posiciones del sistema UGC11680 por dos puntos. El punto azul representa a UGC11680NED02 corregido por polvo y el punto rojo a la galaxia UGC11680NED01 también corregida. Las líneas azules representan la zona de galaxias (dentro de esas franjas) conocida como el valle verde, definido en [Schawinski et al. \(2014\)](#). Nótese que UGC11680 está apenas arriba de las franjas lo que la coloca en la secuencia roja, mientras que UGC11680NED02 se encuentra en la nube azul.

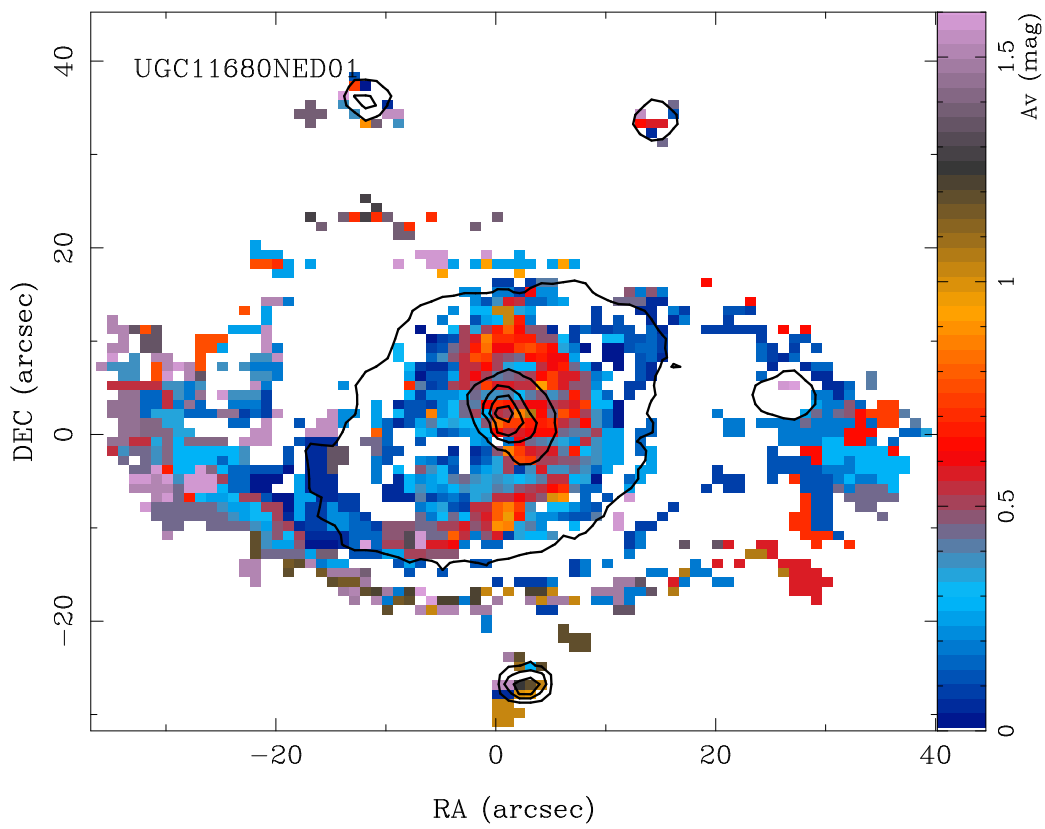


Figura 2.5: Mapa de Extinción para UGC11680NED01 de donde se obtuvieron los valores de extinción promediados para colocar a la galaxia en la zona correspondiente del diagrama color-magnitud y color-masa.

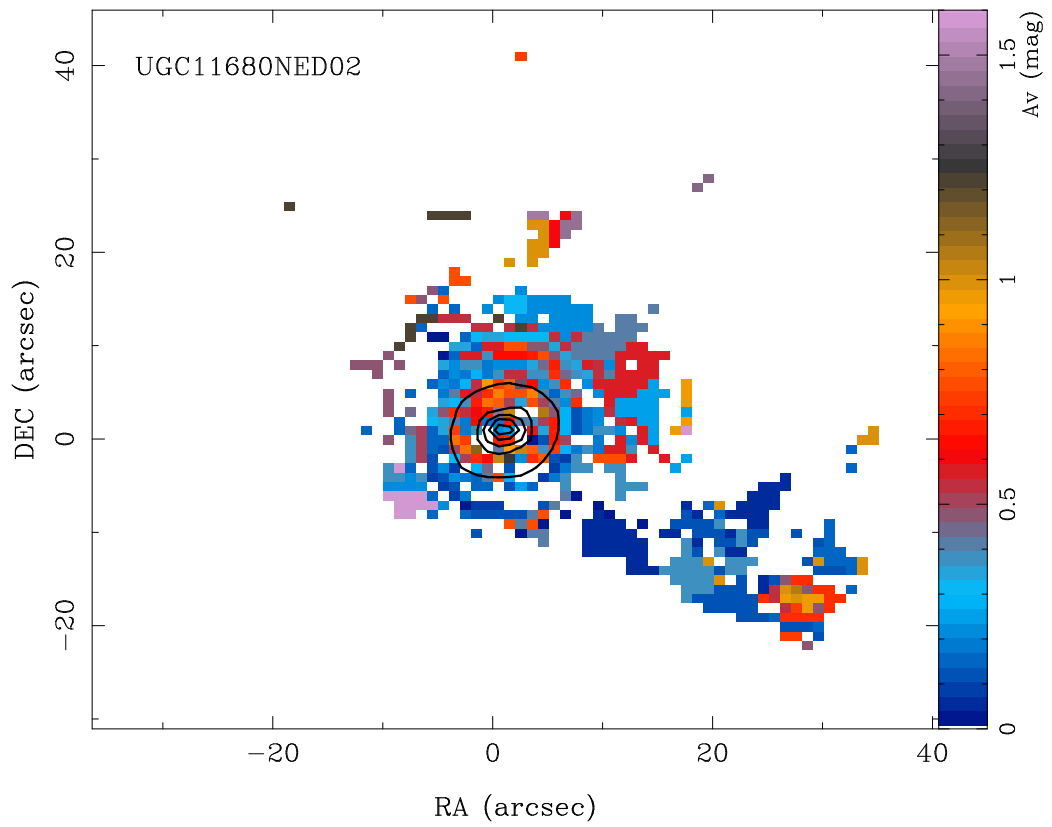


Figura 2.6: Mapa de Extinción para UGC11680NED02 de donde se obtuvieron los valores de extinción promediados para colocar a la galaxia en la zona correspondiente del diagrama color-magnitud y color-masa.

satélite de $A_V \sim 0.9$ mag. El resultado se muestra con el diagrama de color magnitud de la Figura 2.3. La posición de cada galaxia corregida del sistema UGC11680 se muestra con puntos en el diagrama. El diagrama también muestra la secuencia roja en nuestra muestra y la nube azul. Para definir y separar a la secuencia roja de la nube azul, utilizamos el ajuste que se define en Baldry et al. (2004) y esta dado como

$$u - r(M_r) = 2.06 - 0.244 \tanh \left(\frac{M_r + 20.07}{1.09} \right) \quad (2.4)$$

y como se puede ver en la figura 2.3 la galaxia UGC11680NED01 se encuentra sobre este ajuste, lo que la coloca en el grupo de galaxias de la secuencia roja, es decir, el polvo no es suficiente para sacarla de este grupo de la muestra. Esto ya elimina la extinción como causante de que UGC11680 se encuentre en la parte superior del diagrama color magnitud, mientras que su galaxia satélite se encuentra en la nube azul.

Esto nos da una idea de lo que esta pasando. En general, para las galaxias de cara con morfología Sb-Scd, la extinción esta en el rango de $A_V \sim 1.3$ mag (Sánchez et al. 2012). Así, La galaxia UGC11680 tiene un valor relativamente normal de extinción para las galaxias de su tipo y se encuentra dentro de los rangos comunes para las galaxias de cara.

Para el caso del diagrama color-masa estelar, se utilizó las líneas de ajuste de Schawinski et al. (2014) donde las poblaciones de galaxias que se encuentran dentro de las líneas dadas como

$$u - r(M_{estelar}) = -0.24 + 0.25 \times M_{estelar} \quad (2.5)$$

y

$$u - r(M_{estelar}) = -0.75 + 0.25 \times M_{estelar} \quad (2.6)$$

Están definidas como el grupo de galaxias del valle verde. Como se puede ver en la figura 2.4 la galaxia UGC11680NED01 se encuentra (apenas) en la zona de las galaxias de la secuencia roja mientras que UC11680NED02 en la nube azul. Así mismo, utilizamos este diagrama como guía para la separación por categorías que se utilizará en en capítulo siguiente, por lo que UGC11680NED01 le correspondería la categoría de galaxias con masa $11 < M_\odot < 12$ y color $2.5 < (u - r) < 3$ mientras que a UGC11680NED02 al tener una masa estelar logarítmica de 10.96 Masas solares, la colocaremos en la categoría con masa $11 < M_\odot < 12$ y color $1 < (u - r) < 2$, debido a su cercanía a esta

2.1.3. Tasa de formación estelar

La tasa de formación estelar (SFR) es la masa de gas convertido en estrellas por unidad de tiempo. La unidad estándar para medir el SFR es la masa solar por año (M_\odot/yr). La SFR puede medirse en pequeñas regiones de una galaxia, como una nube molecular única, en galaxias, y en todo el universo. La SFR a un *redshift* dado es un elemento esencial de información sobre la evolución de una determinada galaxia o toda la población de ellas en ese tiempo. Seguir la SFR en el tiempo es equivalente a seguir el ensamblaje de la masa estelar en el universo. Hay varios métodos empíricos para estimar el SFR desde el ultravioleta, óptico, y a partir de observaciones en el infrarrojo. Todos los métodos se basan en la teoría estándar de formación de estrellas y emplea diferentes tipos de emisión asociados a este tipo de eventos.

En (Sánchez et al. 2013) se derivó la tasa de formación estelar sumando los flujos de $H\alpha$ de las regiones *HII* dentro del campo de visión de las galaxias de la muestra de CALIFA, con

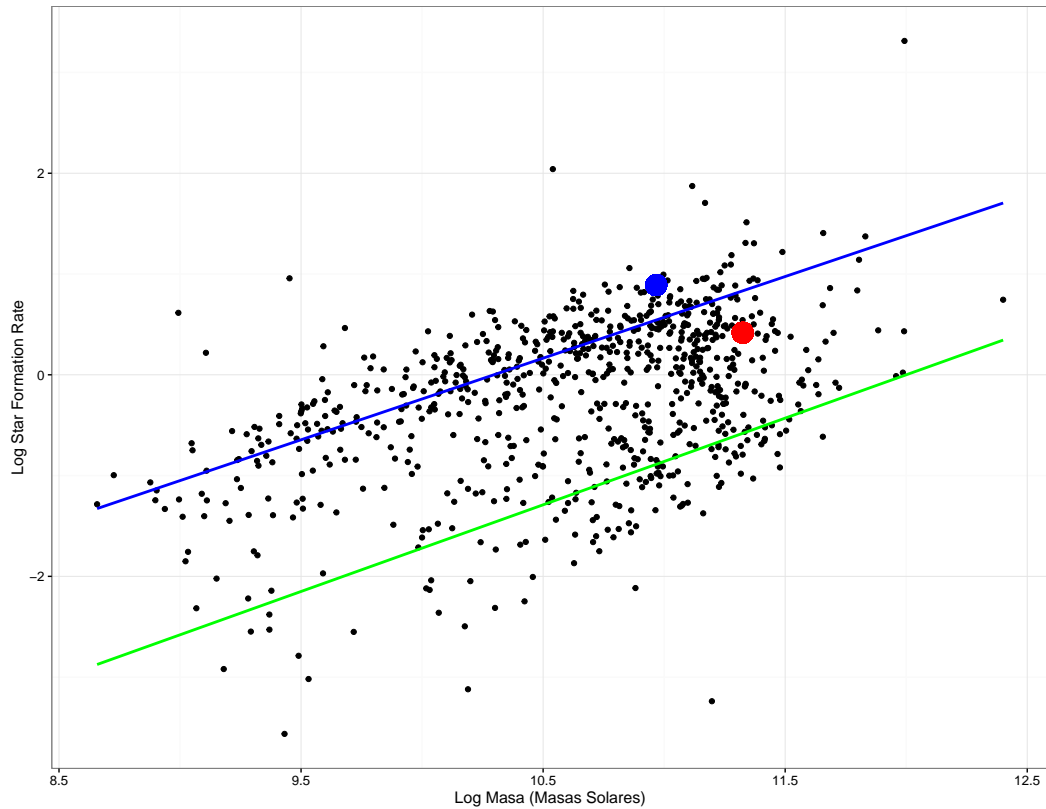


Figura 2.7: Tasa de Formación estelar con respecto a la masa estelar para la muestra de **CALIFA** en escala logarítmica. En este diagrama La posición de la galaxia UGC11680NED01 dentro del diagrama se marca con el punto rojo mientras que su compañera con un punto azul. En este diagrama se observa lo reportado en [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#), la existencia de dos secuencias: la de las galaxias formadoras de estrellas (franja azul) y las retiradas (franja verde). Nótese que la galaxia UGC11680NED01 se encuentra debajo de la secuencia de galaxias formadoras de estrellas y por encima de las retiradas, mientras que UGC11680NED02 en la zona de galaxias que están formando estrellas.

atenuación por polvo usando una extinción promediada derivada de esas regiones. Aunque hay una discrepancia entre las tasas derivadas, aquí se asume una tasa de formación de (Kennicutt 1998)

$$SFR(Myr^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{H\alpha} (\text{ergs}^{-1}) \quad (2.7)$$

Para el caso de la galaxia UGC11680NED01 la tasa de formación estelar estimada con esta relación resultó ser $\log SFR \sim 0.6 \log_{10} (M_{\odot}/yr)$ ó, mientras que para la galaxia UGC11680NED02 resultó $\log SFR \sim 0.90 \log_{10} (M_{\odot}/yr)$.

2.1.4. La secuencia de galaxias formadoras de estrellas

Una de las formas de visualizar la propiedades de evolución de las galaxias es graficar la SFR contra la masa estelar M_* para todas las galaxias de la muestra. Tal diagrama se muestra en la Figura 2.7 y sobresalen dos cosas. Una, la secuencia que contiene a las las galaxias que forman estrellas. A las galaxias que están concentradas en esa secuencia a veces se le llama galaxias de secuencia principal ó galaxias SF; segundo, la secuencia debajo de la SF, que es conocida como de las galaxias retiradas o galaxias que en su mayoría dejaron de formar estrellas.

En (Cano-Díaz et al. 2016) se reporta un valor de 0.81 en la pendiente de galaxias formadoras de estrellas en la muestra de CALIFA. Para nuestro caso y con los datos dados en la introducción, encontramos un valor de $\beta = 0.83$ donde β es la pendiente de la relación. En ese mismo artículo se encuentra que las galaxias retiradas tienen una pendiente de $\beta \sim 0.86$ por lo que coloca a UGC11680NED01 en el lugar entre las galaxias retiradas y las galaxias en la SF. Es interesante notar que UGC11680 se encuentra entre estas dos secuencias en la Figura 2.7. Esto implica que UGC11680, deja de formar estrellas pero no completamente, lo que podría ser un indicador de que el AGN de UGC11680 es un tipo de regulador de formación estelar. Esta implicación podría tener consecuencias relevantes en el estudio que sigue. También es interesante notar que la galaxia satélite se encuentra en la secuencia de galaxias que forman estrellas.

Finalmente, es interesante notar que apesar de ser un sistema de galaxias la galaxia espiral roja, hasta el momento de este análisis es una galaxia que ha dejado de formar estrellas y se encuentra en la secuencia roja, mientras que su satélite tiene características contrarias: esta formando estrellas y se encuentra en la zona de la nube azul.

2.2. Análisis de poblaciones estelares

La masa también es un factor fundamental en la evolución galáctica. Como se mencionó en la introducción, la mayor parte de las galaxias se han formado a través de fusiones e interacciones de forma jerárquica, es decir, pequeños sistemas se han fusionado para formar sistemas más grandes. A épocas cosmológicas tempranas, la formación estelar era más efectiva en galaxias masivas pero en épocas cosmológicas más recientes la formación estelar se apagó en galaxias masivas, pero continuó en galaxias más pequeñas, un fenómeno llamado ahora “downsizing” (Ibarra-Medel et al. (2016); Thomas et al. (2005); Firmani & Avila-Reese (2010))

Así mismo, las galaxias brillan por que sus estrellas radian la energía que producen por reacciones nucleares en sus centros. La teoría de evolución estelar describe la cantidad de energía liberada por una estrella dada su masa inicial. Entonces, modelando la luz emitida por todas

sus estrellas en una galaxia sobre todas sus longitudes de onda se obtiene la llamada “distribución de energía espectral” (SED), y así se puede derivar (en principio) la masa estelar que es responsable de esa radiación. Históricamente, como había sido señalado por Baade (Baade 1957), nuestra propia Vía Láctea esta compuesta de varias poblaciones estelares, por lo que las galaxias en general se pueden descomponer en poblaciones estelares con propiedades comunes. Podemos definir entonces una población estelar simple (SSP) como un grupo de estrellas que evolucionan de la misma manera, con una misma composición química (al nacer) y cinemática similar.

Un ejemplo de estas SSP en la naturaleza, son los cúmulos globulares (abiertos o cerrados). La incertidumbre en estas SSP sería la llamada función de masa inicial (IMF) que da el espectro de masa de la generación estelar al nacer. Esta no se deriva por primeros principios. Modelos empíricos de esta IMF, basados en la vecindad solar fueron descritos por primera vez por Salpeter, como una ley de potencia con un exponente de ~ -2.35 (Salpeter 1955). Así, un IMF debe ser postulado cuando se calculan las propiedades de esta poblaciones. Por lo tanto, el espectro de una galaxia puede ser en principio modelado por una combinación lineal de SSPs, esto es, $Galaxia = \sum_j SSP_j$.

El propósito principal de ajustar el espectro de UGC11680 (ó cualquier otra galaxia de la muestra de CALIFA) con múltiples SSPs, es reconstruir su historia de formación estelar bajo el supuesto de que el continuo estelar es la suma de diferentes componentes, cada uno de ellos correspondientes a a un brote particular de formación estelar y así a una SSP particular con su propia edad y metalicidad. Sin embargo, en la práctica esto es un poco más complicado, ya que se deben incluir todos los SSPs que se elijan para esto, la atenuación por polvo (que puede ser diferente para cada SSP) y la cinemática estelar (velocidad sistémica y dispersión). Adicionalmente, se tienen las emisiones de gas ionizado que pueden afectar el resultado, ya que algunas líneas afectan las características indicativas de la edad. En (Sánchez et al. 2015) se presentan una serie de algoritmos para analizar espectros con poblaciones estelares más complejas, enfocado en los espectros de IFUs en el óptico. Estos algoritmos llamados en su conjunto como **Fit3d** y su pipeline llamado **Pipe3D** (Sánchez et al. 2016). Con estas herramientas, realizamos el análisis de los cubos de datos de nuestra muestra. Los principales artículos en los que se basó esta descripción fueron (Sánchez et al. 2015) y (Sánchez et al. 2016), que pueden ser consultados si se necesita una descripción más detallada.

Las SSPs utilizadas en este trabajo constan de una librería definida como **gsd156**. Esta librería se detalla en Cid Fernandes et al. (2013). Incluye 156 plantillas que cubren 39 edades estelares (desde 1 Myr a 14 Gyrs) y cuatro metalicidades ($Z/Z_{\odot} = 0.2, 0.4, 1$ y 1.5). Estas plantillas fueron extraídas de una combinación espectros estelares sintéticos de GRANADA (Martins et al. 2005) y las librerías de SSPs del proyecto MILES (Sánchez-Blázquez et al. (2006); Vazdekis et al. (2010); Falcón-Barroso et al. (2011)). Estas SSPs usan la función inicial de masa de Salpeter, mencionada anteriormente.

Finalmente, antes de describir el proceso de **Fit3D** damos las siguientes definiciones:

- Definimos un cubo de datos como un archivo 3D que comprende las 2 primeras dimensiones con a distribución espacial de pixeles X, Y y la tercera dimensión con la información de la longitud de onda de los datos en el cubo (Z). Los cubos de datos almacenados, incluyen los datos con la misma distribución espacial en la dirección en X y Y (en arco-segundos) y la misma distribución en longitud de onda en la dirección- Z (en \AA)

2. ESTUDIO DE LAS POBLACIONES ESTELARES

- Un archivo “RSS” (espectros apilados en renglones) como un archivo fits 2d que incluye espectros en NY de la misma longitud NX con longitud de onda normalizada. Este archivo esta normalmente relacionado con una tabla de posiciones que es un archivo ASCii con $NY+1$ renglones.
- Finalmente, definimos “mapa” como un archivo fits de 2 dimensiones que comprende la distribución espacial de cierto parámetro.

En general, los espectros que tienen los cubos de datos de **CALIFA** tiene una señal a ruido S/N arriba de 50 para la mayoría de las galaxias incluidas en el catálogo de IFUs de interés (Sánchez et al. 2012). Sin embargo, conforme el brillo superficial declina como función de la distancia galactocéntrica, la S/N decrece rápidamente en las regiones exteriores (Sánchez et al. 2012). Para subsanar este problema se propone un algoritmo basado tanto en un criterio de continuidad en el brillo superficial y un límite en la relación señal-ruido (Continuo más binning a S/N , de aquí en adelante, CS-binning).

El CS-binning (Sánchez et al. 2016) requiere como entrada un mapa de señal, un mapa de ruido, y una S/N objetivo. Además, requiere la fracción de flujo de un spaxel que difiera de uno adyacente con el fin de ser agregado. En principio, el algoritmo busca en todos los spaxels para los que la S/N ya está por encima del mínimo requerido. Estos se seleccionan como bins espaciales con un píxel individual. Entonces, para los píxeles restantes el algoritmo busca uno con la mayor intensidad. Se deriva de la S/N en ese lugar y estima el número máximo de píxeles adyacentes necesarios para aumentar esa S/N a la S/N objetivo, suponiendo que los píxeles adyacentes tienen S/N similar.

Una vez aplicado el binning espacial al cubo original, los espectros correspondientes a los spaxels dentro de cada bin espacial son promediados y guardados como un único espectro, junto con el promedio de coordenadas espaciales y con las coordenadas promediadas. Al final del proceso, un conjunto de espectros (RSS) es creado y se obtiene una tabla de posición para cada cubo con binning, siguiendo el orden de los índices espaciales (de las áreas más brillante a las más débiles). Adicionalmente, se obtiene un mapa de intensidades en un rango de longitudes de onda correspondientes a la banda V antes y después de efectuar el binning. La relación entre ambos mapas es la contribución relativa de cada pixel a la intensidad promedio dentro del bin espacial donde es agregado. Ya con el CS-Binning sobre el cubo de dato de interés, lo siguiente es aplicar los algoritmos de **Fit3d** para hacer el ajuste de líneas correspondiente.

Estos algoritmos realizan un proceso para separar las líneas de emisión de cada espectro y así poder analizar las poblaciones estelares como sigue: el continuo estelar se ajusta con una plantilla simple de SSPs para poder derivar la velocidad sistémica, la dispersión de velocidades y la atenuación por polvo (la plantilla **MILES12**). Así, las propiedades principales de las líneas de emisión intensas se calculan ajustando el espectro residual (después de restar la población estelar subyacente) con una familia de funciones Gaussianas. El primer modelo de líneas de emisión se resta del espectro original para eliminar el efecto de estas líneas intensas. Finalmente el espectro es ajustado con las plantillas SSP **gsd156** descritas anteriormente para finalmente derivar las propiedades principales de las poblaciones estelares de la galaxia analizada. Las propiedades resultantes se muestran en la tabla 1.1

Finalmente, el proceso descrito nos entrega la fracción del flujo total para cada SSP dentro de la librería utilizada a una longitud de onda dada, y por lo tanto se recomienda normalizar a cierta longitud de onda. Definimos a esta normalización como c_i a esas fracciones relativas de

longitudes de onda. En este trabajo y en (Sánchez et al. 2015) se tomó la longitud de onda de 5500 Å. De esta forma el espectro resultante, se puede escribir como sigue:

$$F_{A_V}(\lambda) = \sum_i \omega_i SSP_i(\lambda) \times 10^{-4A_\lambda} \otimes G(\nu, \sigma) + G_{gas}(\lambda) \quad (2.8)$$

Donde $G(\nu, \sigma)$ es la cinemática que incluye ya la velocidad sistémica y la velocidad de dispersión, respectivamente), A_V es la atenuación por polvo y ω_i es la contribución a luz de cada SSP y finalmente $G_{gas}(\lambda)$ es la contribución del gas de la galaxia. Con este flujo resultante, se pueden obtener el brillo superficial por spaxel ó la luminosidad total, si se integra toda la luminosidad considerando la normalización c_j .

2.2.1. El Mapa de Historia de Formación Estelar

Basados en el mejor modelo para las poblaciones estelares como una combinación lineal de SSPs dado por la ecuación 2.8, podemos derivar la historia de formación estelar introducido por Cid Fernandes et al. (2013) (ellos los llamaron los diagramas $R \times t$) y representan la historia de formación estelar en mapas 2D. Siendo más precisos, estos mapas representan la densidad de masa estelar superficial, a todo tiempo y espacio, dado por las coordenadas de las plantillas SSP. Sin embargo, esta representación bidimensional define una historia de formación estelar expresada por esta densidad, de donde se deriva, por ejemplo, la tasa de formación estelar. La idea básica es que a cada posición en una galaxia esta densidad de masa estelar esta definida como

$$\Sigma(X, Y) = I(X, Y) \mathbf{ML}(\mathbf{X}, \mathbf{Y}) \quad (2.9)$$

Donde $I(X, Y)$ es el brillo superficial dado para cada *spaxel*, $\mathbf{ML}(X, Y)$ es la razón masa a luz por cada SSP utilizada y X, Y son las coordenadas de la galaxia, regularmente dadas en ascensión recta y declinación.

De esta forma, es inmediato obtener la historia de formación estelar: para cada galaxia con posiciones X, Y , **FIT3D** da la fracción de luz ω_{XYtZ} que contribuye cada población SSP, a edad t y metalicidad Z . El eje Z es colapsado y posteriormente la posición X, Y se promedia en una distancia radial azimutalmente; además, es tomada en cuenta la atenuación por polvo por cada spaxel. Entonces, la *SFH* se obtiene integrando el cociente de masa a luz de cada SSP, incluyendo la pérdida de masa estelar para cada época cósmica, (f_k) el peso en luz de cada SSP, derivado del ajuste descrito anteriormente, ($\omega_{i,j,k}$) y el brillo superficial corregido por polvo (I_i) que se calculó del flujo de la ecuación 2.8 correspondiente a cada *spaxel*

$$SFH_i(t_j) = \sum_{k=0}^{Met} f_{j,k} \omega_{i,j,k} \mathbf{ML}_{j,k} I_i A_i \quad (2.10)$$

El índice i denota la posición de cada *spaxels* (el colapso azimutal en anillos de area A_i), j la edad de la plantilla SSP, I_i el brillo superficial de cada spaxel y k identifica la metalicidad de cada SSP (Se incluye la luminosidad total $I_i A_i$ ya que usamos el brillo integrado para cada spaxel con su respectiva normalización). Finalmente, para aligerar la notación, de aquí en adelante usaremos la forma funcional para los mapas,

$$SFH(t, R) = \sum_i^R SFH_i(t_j). \quad (2.11)$$

2. ESTUDIO DE LAS POBLACIONES ESTELARES

El resultado final, la historia de formación estelar espacialmente resuelta, dado por la densidad de masa estelar superficial ó simplemente el mapa $SFH(t, R)$ para UGC11680NED01 y su galaxia satélite, serán el principal objeto de nuestro análisis. En la figura 2.12 el eje de las X es la edad de las SSP a escala logarítmica, comienza con ~ 14 Gyrs (la edad mas temprana de las SSPs utilizadas) en el principio de la época cosmológica hasta el presente o tiempo actual que aquí definimos como tiempo cero.

Es interesante además lo que muestran las Figuras 2.8 y ???. En estas figuras están los mapas de la distribución espacial en luz (banda V) y densidad superficial de masa de la galaxia UGC11680NED01 para cada edad comprendida dentro de la plantilla SSSp utilizada. Si dividiéramos por el intervalo temporal tendríamos la tasa de formación estelar a cada tiempo. Se aprecia que a edades tempranas había mas formación estelar en el centro y más en las partes externas en edades recientes.

La riqueza de información que nos da el mapa 2.12 es de suma importancia y muestra claras diferencias entre galaxias ó esta galaxia y su galaxia satélite, ó entre promedios; además, el mapa SFH de la Figura 2.12 nos da una representación bidimensional de la producción de masa estelar en densidad de masa a tiempo dado. Las zonas menos densas representan desde una muy baja hasta nula formación estelar, mientras que las zonas más densas, sobre todo cerca del centro, nos da un un ensamblaje alto.

Observamos entonces que el mapa ya nos da indicios, al menos para este momento, del apagado desde el centro para UGC11680. Marcamos con un círculo punteado la zona cerca de la parte central en donde se cambia de densidad, en forma de “corte” diagonal a edades tempranas ~ 4 Gyrs (o altos *redshifts*). Nótese también que la galaxia tiene moderados brotes de formación estelar en su centro y cerca de sus zonas medias, mientras que las partes externas prácticamente ya no forma estrellas a épocas actuales. Sin embargo, esto es un resultado cualitativo y corresponde al siguiente capítulo analizar la historia de formación estelar cuantitativamente con respecto. a otras de la muestra.

Es importante aclarar que no existe acuerdo en la semántica de la palabra “Historia” en estudios de síntesis espectral. El mismo término puede ser utilizado de muchas formas en la literatura, siempre refiriéndose a alguna medida de como la formación estelar evoluciona en el tiempo, pero cuantitativamente variando desde estimados en la edad promedio a mediciones de formación “reciente” (donde reciente puede ser cualquier cosa entre ~ 10 Myrs a unos Gyrs, dependiendo de los trazadores). Además de las diferentes escalas de tiempo, diferentes índices pueden ser usados para medir la historia de formación estelar, tal como la luminosidad (Cid Fernandes et al. 2013) o masa asociada a las estrellas dado un intervalo de edad, en forma acumulativa o diferencial, etc. Sin embargo, en este trabajo, siempre nos referiremos a la historia de formación estelar usando la densidad de masa estelar.

En Resumen:

En este capítulo se mostró, el polvo no es el causante del color rojo y que la coloca en la zona de la secuencia roja tanto en el diagrama color-magnitud o color-masa y que su tasa de formación estelar esta por debajo de la secuencia principal de galaxias que forman estrellas. Se analizó el proceso para obtener el mapa $SFH(t, R)$, es decir, la historia de formación estelar espacialmente resuelta del sistema UGC11680, mostrando que a pesar de ser un sistema, difieren

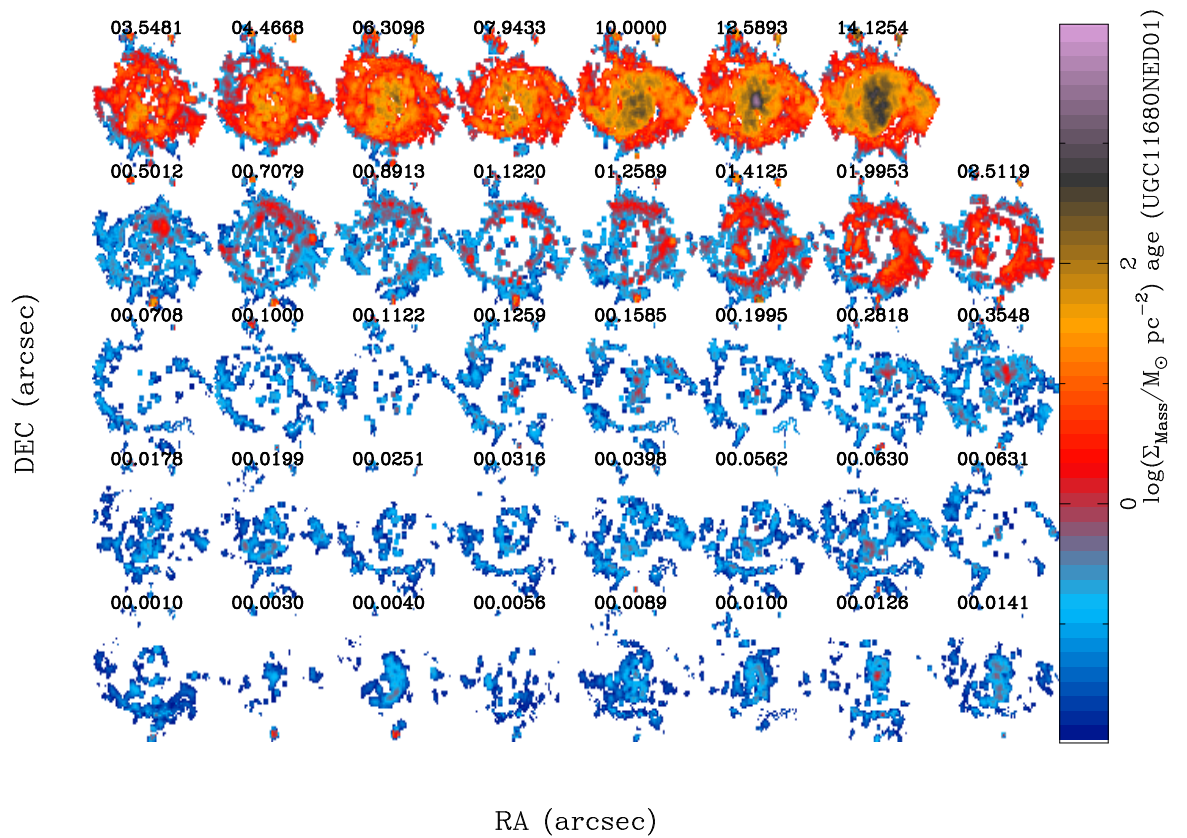


Figura 2.8: Mapas de densidad de masa estelar temporal para UGC11680NED01 antes de la compresión de los ejes XY . La lectura de ellos comienza en la esquina superior derecha y termina en la esquina inferior izquierda siguiendo la escala de tiempo, dadas las SSP que la conforman, comenzando en una edad ≈ 14 Gyrs

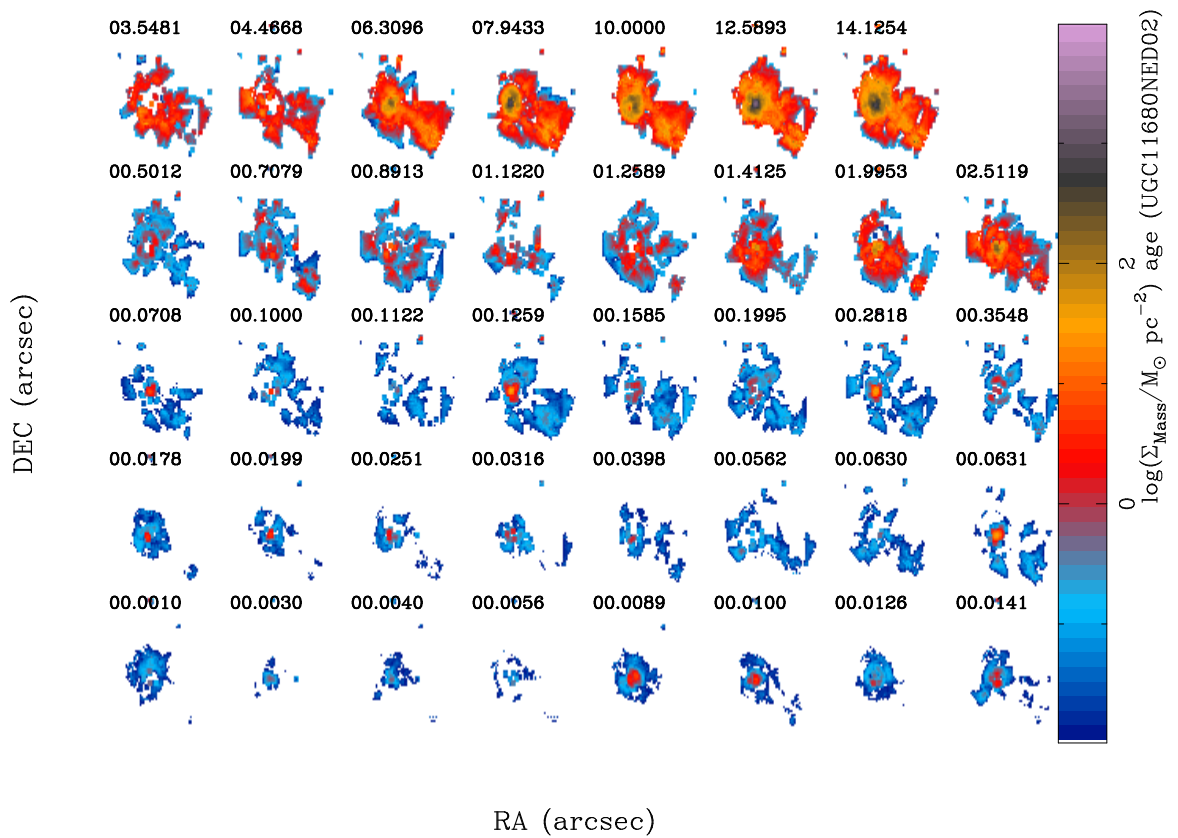


Figura 2.9: Mapas de densidad de masa estelar temporal para UGC11680NED02 antes de la compresión de los ejes XY . La lectura de ellos comienza en la esquina superior derecha y termina en la esquina inferior izquierda siguiendo la escala de tiempo, dadas las SSP que la conforman, comenzando en una edad ≈ 14 Gyrs

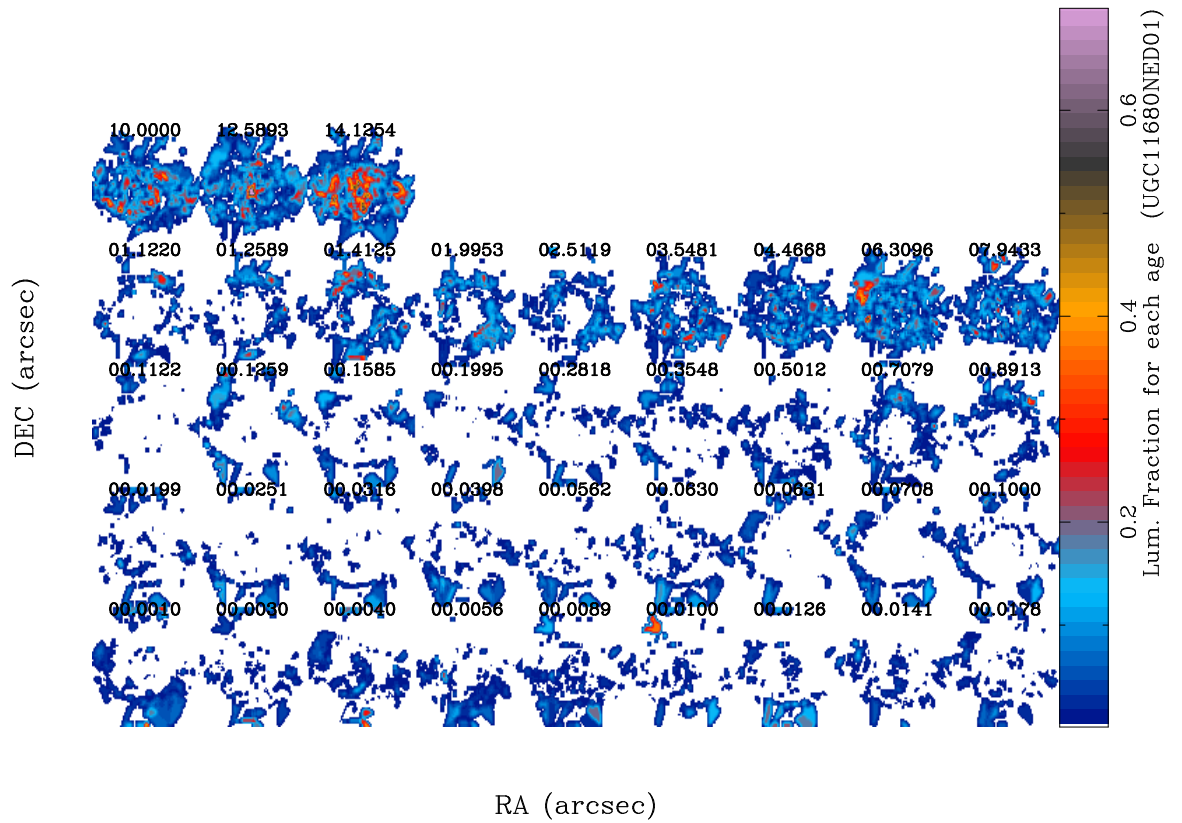


Figura 2.10: Disposición de mapas de luminosidad superficial de la galaxia UGC11680NED01 para cada SSP. Estos mapas temporales inician desde la esquina superior derecha y terminan en la esquina inferior izquierda, siguiendo la misma disposición que la figura de la densidad de masa estelar. Notese que a edades más tempranas, existe la presencia de estrellas jóvenes que se pierden en el mapa de densidad de masa estelar.

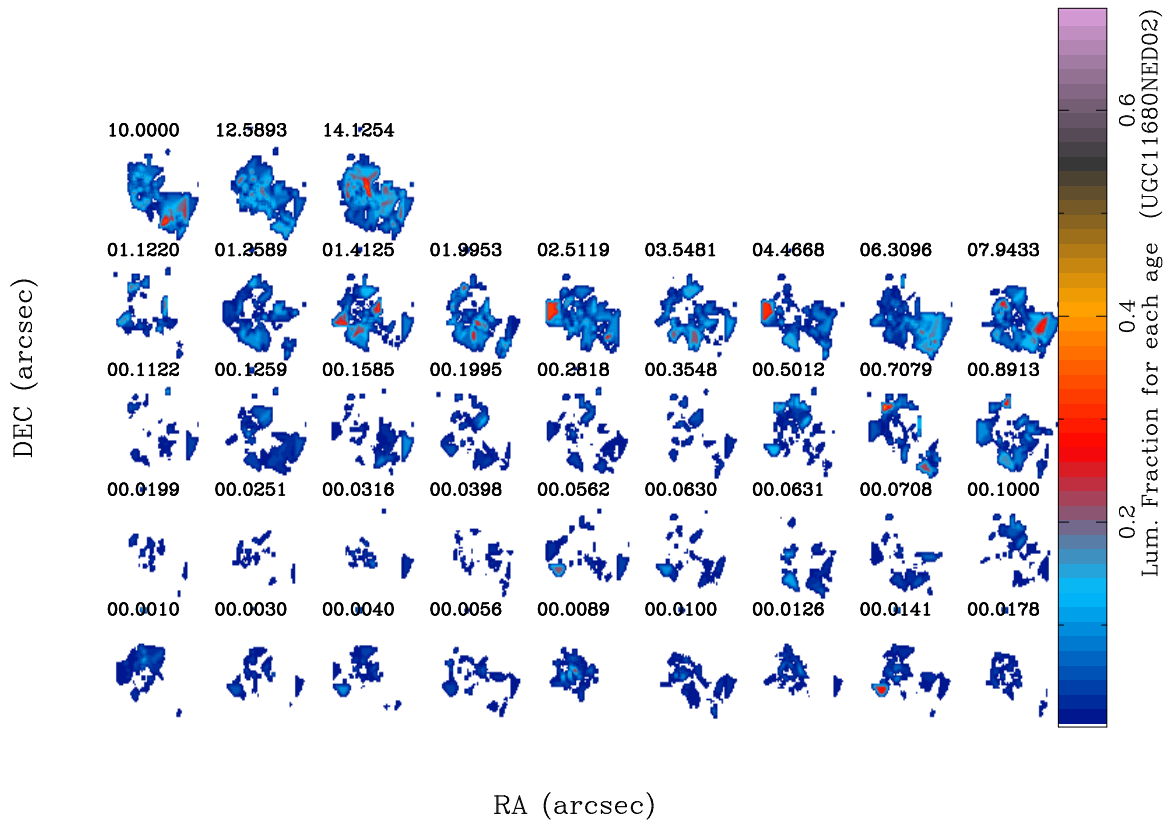


Figura 2.11: Disposición de mapas de luminosidad superficial de la galaxia UGC11680NED02 para cada SSP. Estos mapas temporales inician desde la esquina superior derecha y terminan en la esquina inferior izquierda, siguiendo la misma disposición que la figura de la densidad de masa estelar. Notese que a edades mas tempranas, existe la presencia de estrellas jóvenes que se pierden en el mapa de densidad de masa estelar.

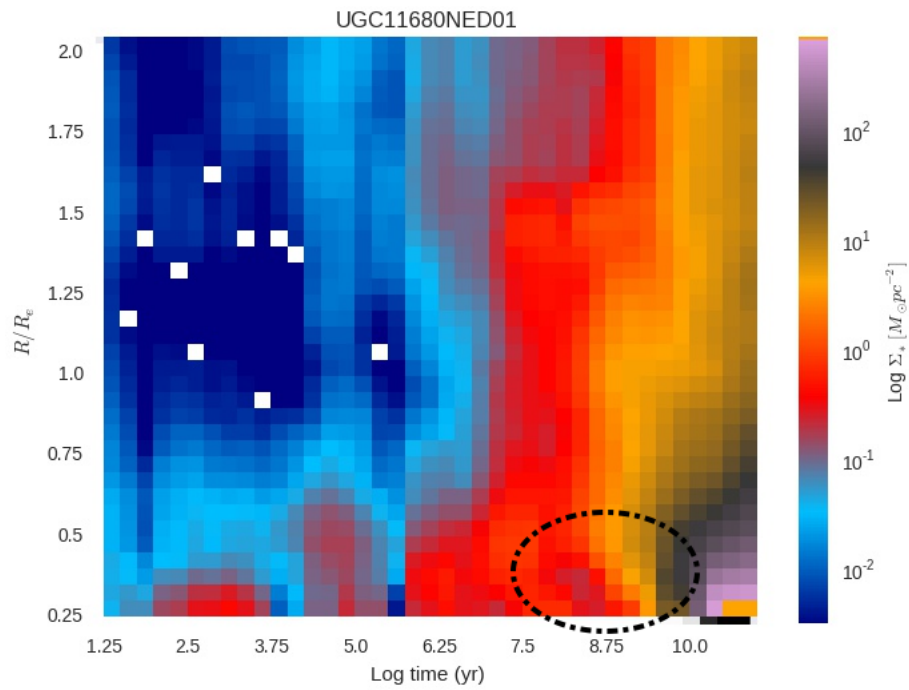


Figura 2.12: Densidad de masa estelar superficial en escala logarítmica para cada época dada por las SSPs, que define el mapa de Historia de Formación Estelar de UGC11680. El eje Y es el radio dividido entre el radio efectivo a cada época R/R_e para esta galaxia y El Eje X es la escala de tiempo dado por los tiempos comprendidos por las SSP's y se encuentra en escala logarítmica. Se colocó un círculo punteado alrededor de la zona para denotar que tiene un “corte” en la densidad de masa estelar, lo que implica un apagado que corre diagonalmente desde el centro galáctico hasta recorrer las zonas externas de la misma. Este corte no se observa en su galaxia satélite que se analizará en la siguiente sección.

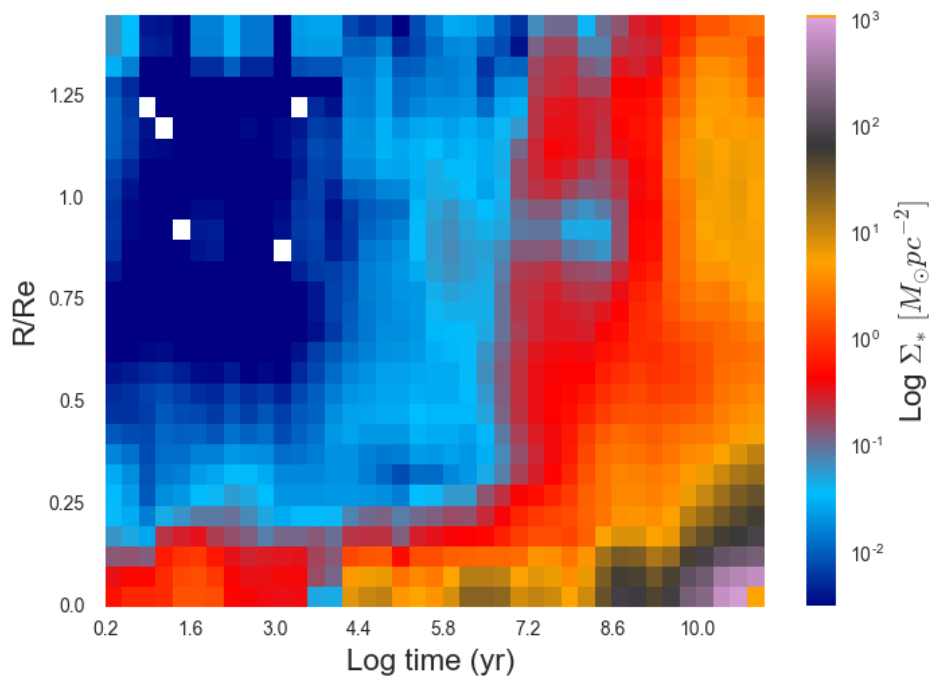


Figura 2.13: Densidad de masa estelar superficial en escala logarítmica para cada época dada por las SSPs, que define el mapa de Historia de Formación Estelar de UGC11680NED02. El eje Y es el radio dividido entre el radio efectivo a cada época R/R_e para esta galaxia y El Eje X es la escala de tiempo dado por los tiempos comprendidos por las SSP's y se encuentra en escala logarítmica. Nótese que esta galaxia no muestra el corte en la densidad de masa estelar que la galaxia espiral roja.

notablemente en cuanto a formación estelar y color. En lo restante, analizaremos este mapa y el de la galaxia satélite, comparándolo con diferentes mapas promediados por color-masa y la presencia de AGN, para que cuantitativamente, decidamos en que promedio color-masa ajusta mejor su historia de formación estelar y deducir si existe relación entre la historia de formación estelar con el color, la masa galáctica o incluso la presencia de un AGN.

Análisis de Resultados

UN método para investigar que sucedió con la galaxia UGC11680NED01, y ver de que manera influyó en el apagado estelar su galaxia satélite, es interpretar la información que nos provee su historia de ensamblaje de masa estelar, analizando los datos que se obtienen del mapa SFH , ya que esto nos dará claves para saber si su apagado fue un proceso de dentro hacia afuera ó fue una influencia de su medio ambiente. Para esto, nos interesará saber si la historia de formación estelar de las galaxias del sistema se parece a algún tipo de historia promediada de otras galaxias o tipos de galaxias por su relación-color-masa-SFH.

Así mismo, podemos comparar con mapas SFH promediados de diferentes tipos de galaxias, dada la característica principal de la galaxia UGC11680NED01: con el promedio de los AGNs tipo dos, y con promedios en categorías color-masa. Estos promedios se contrastaran con la galaxia que estamos estudiando así como su satélite y ver en donde ajusta o difieren. Esto tiene implicaciones inmediatas: en la literatura astronómica no existe esta clase de comparaciones, por lo que en si misma, ofrece una metodología nueva gracias a la espectroscopía de campo integral y sus mapas $SFH(t, R)$

3.1. Los Datos y sus Promedios

Se utilizaron 574 mapas $SFHs$ de la muestra de **CALIFA** y se dividieron en los siguientes grupos:

- En 24 AGNs de tipo 2 de la muestra, sin importar su morfología y pertenecen a la selección *Bona Fide* seleccionados en (Cano-Díaz et al. 2016).
- Los 574 SFH divididos por categorías de color-masa, para simular el diagrama color-masa de galaxias, pero con mapas $SFHs$. Esta clasificación es de suma importancia ya que estudios anteriores muestran que la masa es fundamental para determinar el tipo de crecimiento en galaxias.

Detallando más las categorías, se dividieron las 574 SFH de cada galaxia en cuatro bins de masa. Una vez dividido, a su vez esas categorías se dividieron por color tomando como base el diagrama color-masa de la Figura 2.4. El número de galaxias en cada categoría se muestran en la Tabla 3.1. Para cada división, se utilizó su mapa $SFH(t, R)$.

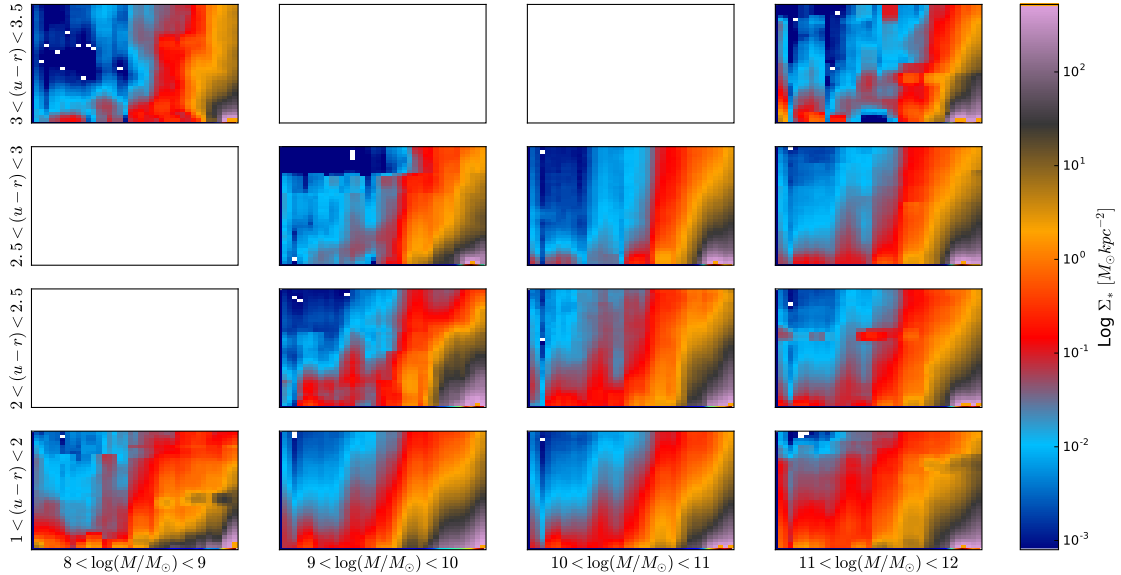


Figura 3.1: Diagrama Color-Masa para las $SFH(t, R)$ pertenecientes a su intervalo correspondiente. Cada $SFH(t, R)$ de la muestra de **CALIFA** individual fue promediado con todos los de su categoría, por lo que cada una de ellas muestra un promedio para el intervalo de color-masa correspondiente. En la esquina superior izquierda, está el mapa de UGC11680, por comparación. La cantidad de galaxias para cada categoría están dados en la tabla 3.1. Las escalas temporales y radiales son las mismas que se dieron para mapas de galaxias individuales. Nótese el ensamblaje más grande para galaxias más masivas, además del lento ensamblaje de las galaxias más ligeras, además del apagado de UGC11680, mas notorio debido al escalamiento.

Es importante señalar que excluimos los bins de menor masa y color por tener un sólo objeto y por lo tanto no tener importancia estadística. Así mismo, la zona de las galaxias más rojas y masivas ($\sim 10^{11.5} M_\odot$) contiene solo 6 mapas SFH , pero lo mantendremos por la importancia comparativa con la galaxia de estudio. Por último, a pesar de que separamos los AGNs para su análisis, estos mismos fueron incluidos en su categoría color-masa correspondiente. Cada Galaxia del sistema UGC11680 se excluyó del promedio de los AGNS, pero se incluyó en su categoría correspondiente en color-masa el cual esta dado, como se mencionó en la introducción: para UGC11680NED01: $11 < M_\odot < 12$ y color $2.5 < (u-r) < 3$ y para UGC11680NED02 por la categoría $10 < M_\odot < 11$ y color $1 < (u-r) < 2$.

3.2. Promedios de los $SFH(t, R)$

El promedio por categoría SFH_{cat} está dado por la definición de promedio clásica

Color / log Masa	$8 < M_{\odot} < 9$	$9 < M_{\odot} < 10$	$10 < M_{\odot} < 11$	$11 < M_{\odot} < 12$
$0 < (u - r) < 1$	1	1	–	–
$1 < (u - r) < 2$	8	15	18	28
$2 < (u - r) < 2.5$	–	63	114	67
$2.5 < (u - r) < 3$	–	87	70	96
$3 < (u - r) < 3.5$	–	–	–	6

Tabla 3.1: Disposición de las galaxias de la muestra de acuerdo a su color y masa. Las partes vacías pertenecen a categorías que no contenían objetos en la muestra.

$$\langle SFH_{cat}(t, R) \rangle = \frac{1}{m} \sum_{i=1}^m SFH_i(t, R) \quad (3.1)$$

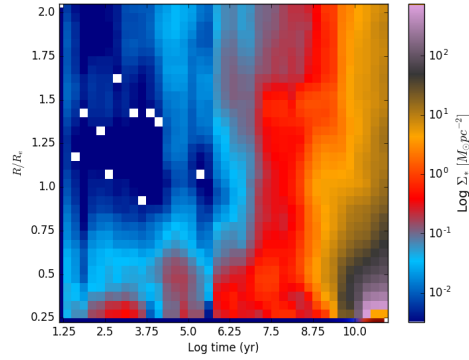
Entonces, el $SFH_{cat}(t, R)$ es la suma de i - objetos en cada categoría. Por ejemplo, para el caso del grupo de AGNs, $cat = \text{AGNs}$ y $m=24$ el número de $SFHs$ en este grupo. Análogamente, consideramos cada categoría en la selección de galaxias por color-masa. El paso siguiente sería entonces definir parámetros que nos den información para comparar el SFH_{cat} para los diferentes promedios con la galaxia UGC11680. Estos promedios, junto con la SFH de UGC11680 se muestran en las Figuras 3.1 y 3.2.

En la Figura 3.1 podemos apreciar como la masa determina en gran medida la rapidez de ensamblaje de la densidad estelar (e.g., (Pérez et al. 2013); (Pérez-González et al. 2008)); (Ibarra-Medel et al. 2016)). El mapa SFH de la galaxia UGC11680 se colocó en la esquina superior izquierda para su comparación y referencia. Notamos que para galaxias más masivas, el ensamblaje de masa es más rápido. También observamos que las galaxias menos masivas es notorio que en promedio todavía siguen formando estrellas a edades actuales. Ahora, en la Figura 3.2 vemos que los AGNs carecen del corte diagonal que existe en el mapa SFH de UGC11680, así como las diferentes densidades que muestra la espiral roja, sobre todo en las partes medias y externas, esto debido a que los promedios suavizan los valores de densidad de masa y su consiguiente historia de ensamblaje y formación estelar.

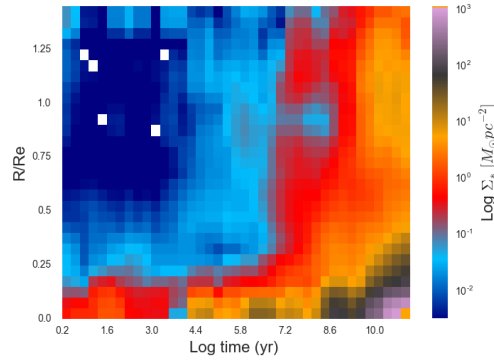
3.3. Parámetros Analizados

Una de las primeras cuestiones es explotar la información contenida en el mapa SFH por lo que en esta sección obtendremos parámetros básicos para el análisis de $SFHs$ ya sean individuales o de algún promedio necesario. Estos parámetros ya han sido analizados anteriormente en la literatura sobre galaxias espacialmente resueltas, tal como en Cid Fernandes et al. (2013) Pérez et al. (2013); González Delgado et al. (2016) y (Ibarra-Medel et al. 2016)..

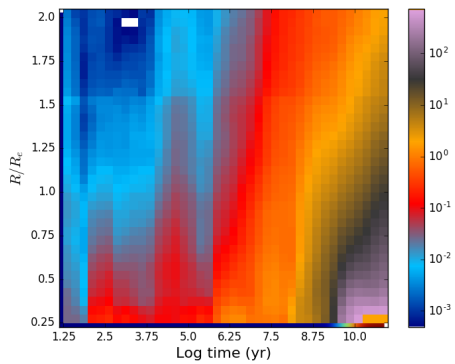
3. ANÁLISIS DE RESULTADOS



(a) *UGC11680NED01*



(b) *UGC11680NED02*



(c) *AGNs tipo 2 Promediados*

Figura 3.2: Historias de Formación estelar para UGC11680NED01, UGC11680NED02 y AGNs tipo 2 promediados. Esta lista de AGNs se promedio no importando su masa o color, solo la existencia de un AGN. Comparando cada mapa, ya es clara la diferencia de cada galaxia con este promedio. UGC11680NED01 muestra un corte en su densidad de masa estelar, mientras que UGC11680NED02 no lo tiene aunque si un ensamblaje de masa estelar más rápido. El promedio de los AGN's muestra un suavizado característico de promediar estos mapas.

3.3.1. Perfil Radial de Densidad de Masa Estelar ($PR\Sigma_*$)

A partir del mapa SFH podemos calcular la densidad de masa acumulada radialmente a cualquier tiempo/edad dada su distancia radial normalizada al radio efectivo (R/R_e). Para esto, definimos su perfil radial de densidad de masa estelar acumulada para cada época $PR\Sigma_*$ como

$$PR\Sigma_* = \sum_{t=1}^{n_t} SFH(t, R) \quad (3.2)$$

Donde n_t es la dimension temporal de la imagen. Este perfil nos da información de como se ensambló masa a diferentes radios, desde las partes centrales hasta las partes externas galácticas. Así mismo, se podría integrar la formula a diferentes tiempos y sacar un $PR\Sigma_*$ promedio actual para la galaxia en cuestión. Los valores esperados de esta acumulación de masa serían gradientes con pendiente en función del tiempo conforme nos alejaremos de las zonas centrales y en el caso de una disminución de acumulación de masa estelar el cambio sería a un gradiente de pendiente positiva ó plana. El resultado se muestra en la Figura 3.3. Se dividió en varias épocas cosmológicas, para una comparación más sencilla.

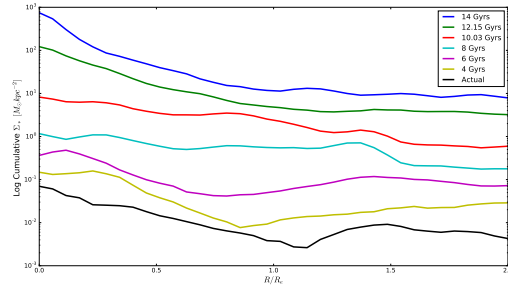
Observamos que los AGNs tipo 2 muestran la caída típica para el suavizado de los AGNs promediados (indicador de una formación dentro-fuera) desde las zonas centrales a las afueras de estas galaxias. Esto se repite para cada época cosmológica seleccionada. Esta acumulación de masa es mayor en las partes centrales que en las partes medias, así como las afueras de estas. La acumulación de masa es mayor de dentro hacia afuera. Ahora, para la espiral roja tiene un ensamblaje de masa acumulada más lenta que su galaxia satélite, lo que muestra que la galaxia espiral roja acumula masa secularmente, comparada con su galaxia satélite. tener la caída típica hacia las afueras que vuelve a cambiar en las zonas medias, Esto cambios implican que la galaxia roja tiene a diferentes épocas momentos en que ensambla masa, pero vuelve a tener caídas de acumulación con respecto a su galaxia satélite o los promedios suavizados de los AGNs.

3.3.2. Histograma de densidad de masa superficial

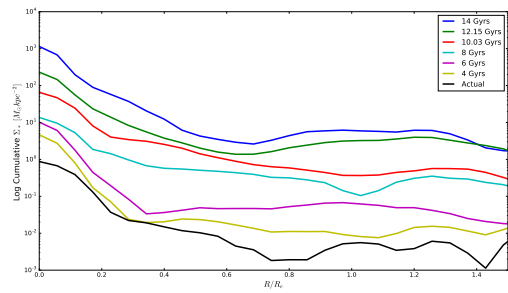
Ahora podemos explotar el eje temporal de la densidad de masa estelar. Esto nos dirá las poblaciones estelares que corresponden a cada tiempo y se muestra en la figura 3.4. Debido a la naturaleza no lineal que existe entre la luminosidad y la masa, en este histograma solo las poblaciones mas viejas aparecen y prácticamente las poblaciones más jóvenes prácticamente desaparecen y parecen no contribuir a la densidad de masa de cualquiera de las galaxias ¿Que sucede con la luminosidad? En este caso, el histograma de la luminosidad se muestra en la Figura 3.5 y donde reaparecen las poblaciones jóvenes de estas galaxias a cualquier zona de la estudiadas.

Observamos entonces lo que ya aparece en los diagramas color-magnitud ó color-masa: la galaxia espiral roja ya no tiene poblaciones jóvenes y que toda su masa y luminosidad corresponde a sus poblaciones viejas, al contrario de la galaxia satélite: esta sigue formando estrellas épocas recientes y estas poblaciones parecen todavía no contribuir al ensamblaje de masa.

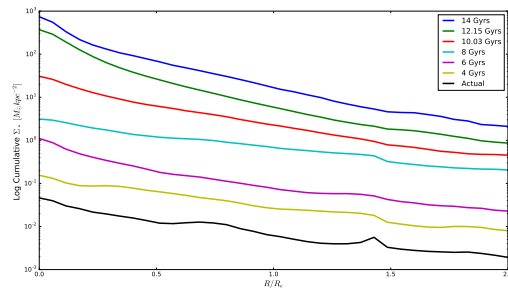
3. ANÁLISIS DE RESULTADOS



(a) *UGC11680NED01*



(b) *UGC116802NED02*



(c) *AGNs Promediados*

Figura 3.3: Perfil Radial de densidad de masa superficial del sistema UGC11680 y los AGNs tipo 2. Cada color muestra diferentes épocas, escogidas para una mejor disposición visual. Estos muestran un ensamblaje más rápido para el caso de la galaxia satélite, mientras que la galaxia UGC11680NED01 muestra una densidad de masa acumulada muy parecida al promedio de los AGN, tomando en cuenta que estos se encuentran suavizados a estar promediados. Esto nos indica para el caso de la espiral roja, evidencia inicial de un ensamblaje de masa secular.

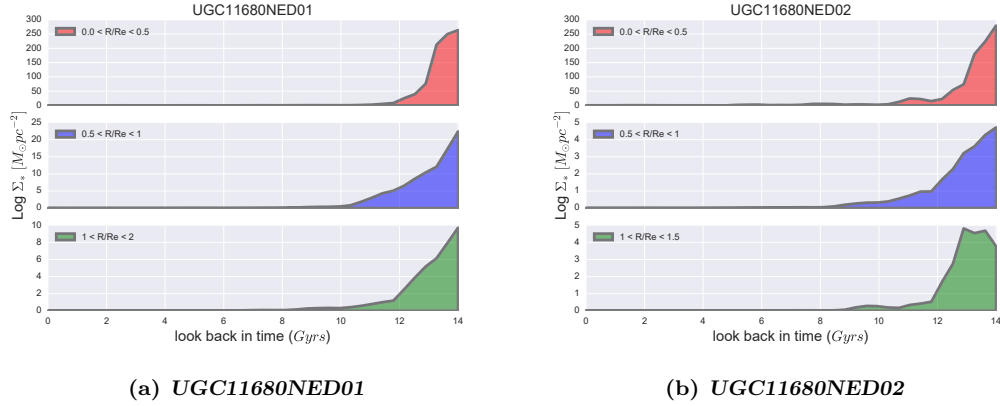


Figura 3.4: Histograma del ensamblaje de masa para el sistema UGC11680, en 3 diferentes zonas para cada una de ellas. Nótese que tanto en sus partes centrales como medias, ambas galaxias ensamblan su masa similarmente. Solo el ensamblaje difiere en las partes externas. Nótese además qué el ensamblaje de masa es claramente "dentro fuera" para ambos casos.

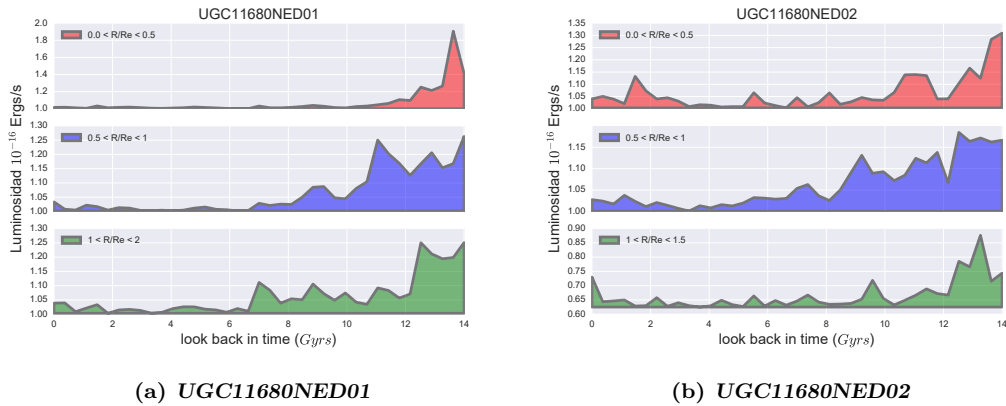
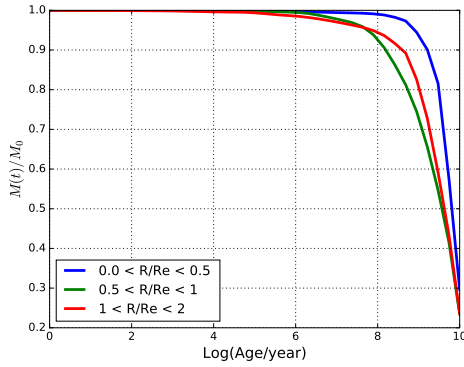
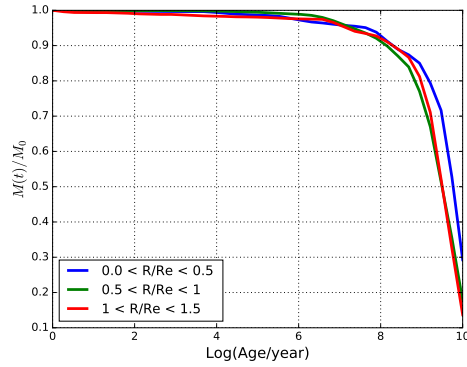


Figura 3.5: Histograma para la luminosidad para 3 diferentes zonas (radios/radio efectivo) para el sistema UGC11680. Nótese que para edades más tempranas (ó épocas actuales) la galaxia satélite es mas luminosa con respecto a la espiral roja a deades más tempranas lo que nos indica que la galaxia compañera esta formando estrellas a edades más tempranas (De ahí que se encuentre en la nube azul) mientras que la galaxia espiral roja no muestra ya estas poblaciones.

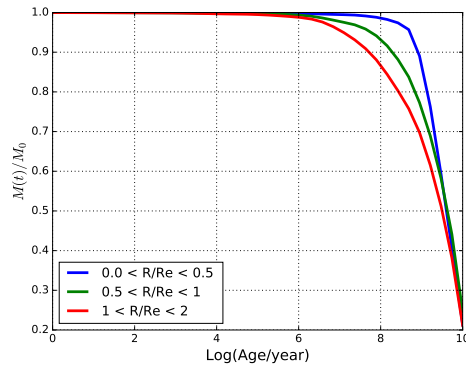
3. ANÁLISIS DE RESULTADOS



(a) *UGC11680NED01*



(b) *UGC11680NED02*



(c) *AGNs*

Figura 3.6: Gráfica de ensamblaje de masa acumulada del sistema UGC11680 y los AGNs tipo 2. La línea azul corresponde a la parte central medida por su radio efectivo, la verde a la parte media y la roja a las partes externas, normalizadas a la masa actual. Es interesante notar que la galaxia UGC11680NED01 ensambló primero sus partes externas a edades tempranas al igual que la galaxia satélite, lo que nos indica que la interacción influyó en el ensamblaje final. Nótese que el mapa promedio de los AGNs comienza por un ensamblaje parecido para finalmente tener un ensamblaje “inside-out”

3.3.3. Historia de Crecimiento de Masa ($HCM(t)$)

Siguiendo la misma línea de razonamiento, tomamos el mapa $SFH(t, R)$ para ahora ver el crecimiento acumulativo de la masa estelar M_* . Esto nos indicará si el crecimiento es de dentro hacia afuera a escala temporal (a diferencia del parámetro de la sección anterior, que fue dependiente del radio) o viceversa, así como el apagado, (si es que existiera) en su formación estelar. Definimos entonces la historia de crecimiento en masa como la masa relativa al total $M(t)/M_T$. Este parámetro normalizado contiene 39 intervalos de tiempo, por lo que obtenemos la $HCM(t)$ o historia cumulativa de masa como

$$HCM(t) = \frac{1}{M(T)} \left[\sum_{R=1}^{n_R} SFH(t, R) + M(t-1) \right] \quad (3.3)$$

Donde

$$M_T = \sum_{R=1}^{n_R} \sum_{t=1}^{n_t} SFH(t, R) \quad (3.4)$$

$HCM(t)$ es la masa estelar relativa acumulada al tiempo t y donde n_t y n_R son las dimensiones temporal y espacial, respectivamente. Por lo tanto, esta definición cuantifica la cantidad de masa estelar que se acumula durante la evolución de la galaxia. De esta forma, podemos obtener diferentes historias de acumulación masa a lo largo de la distribución radial, simplemente integrando sobre diferentes regiones determinadas por el radio efectivo. Como nuestros mapas tienen 36 intervalos de radio normalizado, integraremos en 3 partes de 12 intervalos cada uno, a menos de que se especifique lo contrario. A diferencia del perfil radial, esta gráfica nos indica la acumulación en el tiempo, comparada con su masa final a diferentes radios efectivos. Un perfil con pendiente mas inclinada nos dará las zonas en donde ensambló primero su masa. El resultado se muestra en la Figura 3.6.

Observamos que en los casos del sistema UGC11680 tenemos un claro crecimiento dentro fuera. para el caso de la espiral roja, durante casi todo el ensamblaje de su masa, la zona central ensambla primero, como se esperaba de estudios anteriores. En el caso de la galaxia satélite, como se observó en su promedio radial, el ensamblaje es más rápido y las zonas que ensamblan su masa cambian constantemente de posición. Finalmente, aunque los AGNs promedio están suavizados por encontrarse promediados, tienen en general el comportamiento de ensamblaje “Dentro-fuera” Encontrado en Pérez et al. (2013) y en (Ibarra-Medel et al. 2016), aún cuando es importante notar que no se encuentran seleccionados por masa ó color, solo por la presencia de su AGN.

Podemos decir entonces que el ensamblaje de masa estelar en ambas galaxias se ve afectado por su interacción. Igualmente, podemos inferir que la historia de formación estelar también se ve afectada por esta interacción. Observase también que en todos los casos, el ensamblaje de su masa estelar final termina en ~ 1 Myr, desde el tiempo cosmológico.

3.3.4. Distribución Radial de la Densidad Superficial de la Tasa de Formación Estelar

Como se mencionó anteriormente, podemos obtener la tasa de formación estelar a cada edad cosmológica ó a cada tiempo con ayuda de el mapa *SFH*. Esta se calcula como el cambio en densidad de masa estelar con respecto al tiempo, es decir

$$SFR(t, R) = \frac{\Delta \Sigma_*(t, R)}{\Delta t} \quad (3.5)$$

donde cada t es el tiempo dado por las SSPs y donde evidentemente $t \neq 0$ por lo que ahora “actual” en realidad es un tiempo cosmológico anterior a cero, que es el que tomamos normalmente y es el valor que asignamos en los otros parámetros. El resultado de esta ecuación para distintos tiempos se muestra en la Figura 3.7. La interpretación de la gráfica es muy parecida a la de perfil radial, donde igualmente se consideran diferentes épocas cosmológicas para mayor interpretación visual, solo que para este caso hablamos de una tasa de formación y no una acumulación de masa estelar. Así, la *SFR* temporal nos corrobora lo obtenido con los otros parámetros: UGC11680NED01 detuvo su formación estelar. Sin embargo, la *SFR* temporal nos da un resultado mas sutil: este apagado no es algo constante y sostenido, sino que aparece y desaparece dependiendo de la época cosmológica considerada. Esto implica que más que un apagado constante, sino que aparecen eventos secuenciales de apagado y encendido, en lugar de detener completamente la formación estelar, lo que no se aprecia con el mapa *SFH* de esta galaxia. Nótese además que a épocas cosmológicas actuales, prácticamente en todos los grupos de galaxias, la producción de estrellas es baja, y que en todos los casos la caída de la SFR es pronunciada en las partes externas, aunque UGC11680 tiene ligeros brotes de formación en las partes medias y partes externas que ya habían notado en los otros parámetros así como en la inspección visual.

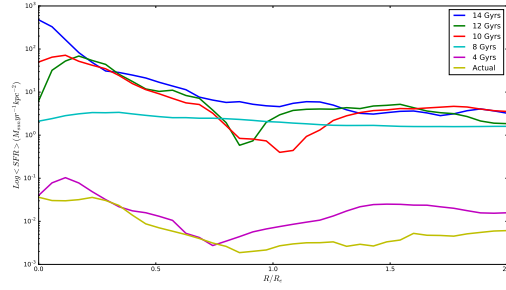
En el caso de la galaxia satélite, su tasa de formación estelar radial parece tener una forma muy parecida a la galaxia espiral roja: con caídas en las partes medias y tasa de formación más alta en las zonas exteriores. ¿Cómo sería este comportamiento históricamente?

3.4. Histogramas de Tasa de formación estelar temporal

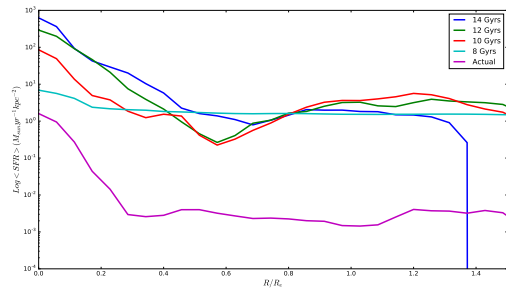
Con los parámetros analizados anteriormente, podemos confirmar lo que se sospechaba por la posición de esta galaxia en el diagrama color-magnitud o el color-masa, mientras que la galaxia satélite, al contrario de su compañera roja tiene poblaciones de estrellas jóvenes. Sin embargo, por el análisis de los parámetros así como del mapa *SFH* podemos entender si este proceso fue algo externo o interno. Al parecer, es una combinación de ambos, aunque no queda claro por este análisis por que la formación estelar en ambas galaxias no es tan diferente como se esperaba.

¿Qué tan atípicas son estas galaxias con respecto a la muestra estudiada? ¿Es la relación de historia de formación estelar con respecto al color o la masa atípico con la muestra? ¿Existe esa relación? En la siguiente parte trataremos de contestar esta pregunta.

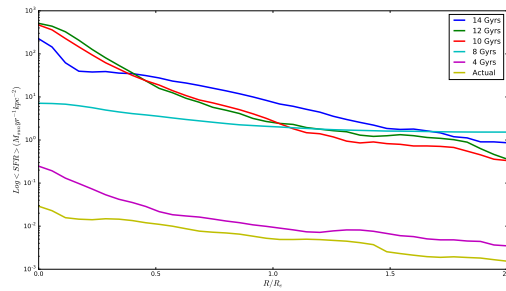
3.4 Histogramas de Tasa de formación estelar temporal



(a) *UGC11680NED01*



(b) *UGC11680NED02*



(c) *AGNs*

Figura 3.7: Distribución Radial de la densidad de formación estelar a diferentes edades para la galaxia de estudio, UGC11680 y los AGNs.

3. ANÁLISIS DE RESULTADOS

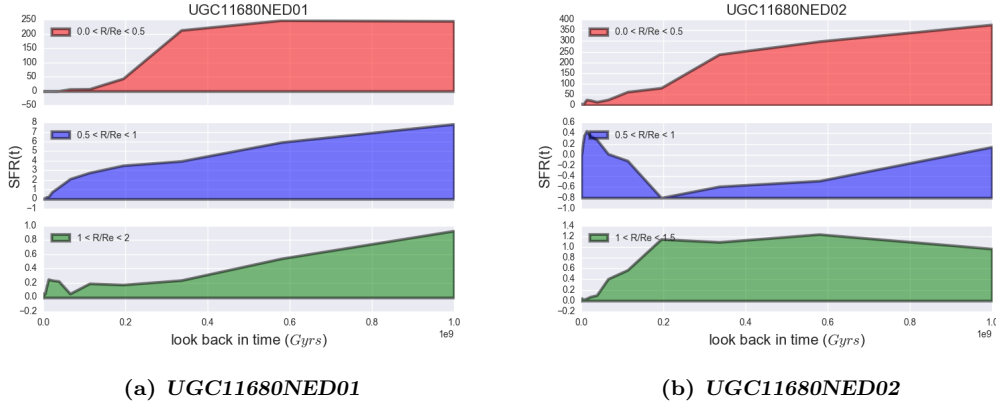


Figura 3.8: Histograma de la Tasa de formación estelar temporal para diferentes zonas, para cada galaxia en el sistema UGC11680.

3.5. Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν

Una vez analizados los parámetros para el sistema de galaxias UGC11680 y los diferentes promedios, podemos comparar el SFH de UGC11680 con los demás SFH 's promediados por categorías color–masa. Esto nos dirá estadísticamente a que grupo de los clasificados con anterioridad encaja mejor esta galaxia, en función de su mapa SFH . Esto es importante ya que así como comparamos historias de formación estelar, que esto nos dirá (en promedio) como ha sido la evolución de ensamblaje estelar con respecto al color, masa y presencia de AGNs. Así mismo, e independiente de estas galaxias, este método relaciona la historia de formación estelar con el color y la masa de cada galaxia, es decir, si resulta relevante, muestra una relación SFH -Color-Masa además de la relación SFH -AGN cuando lo contienen.

Para poder hacer una comparación cuantitativa entre SFH s utilizamos el estadístico χ^2_ν que representa un valor χ^2 reducido por el número de grados de libertad dado por los mapas mencionados. Para nuestro caso, la dimensión de la imagen determinará estos grados de libertad con los que se va a dividir la χ^2 . Como la dimensión de nuestros mapas en el espacio radial es 36 (dado por el radio normalizado al radio efectivo) mientras que en el espacio temporal es 39 (dados por las SSPs), los grados de libertad serían 36×39 . De esta forma, definimos la χ^2_ν para cada galaxia con respecto a la categoría a la que pertenecen como

$$\chi^2_\nu = \frac{1}{2} \sum_{t=1}^{n_t} \sum_{R=1}^{n_R} \frac{[SFH_{gal}(t, R) - SFH_{cat}(t, R)]^2}{SFH_{gal}(t, R) + SFH_{cat}(t, R)} \quad (3.6)$$

Donde n_t , n_R son las dimensiones temporales y radiales respectivamente, SFH_{gal} es el flujo de la imagen a comparar (Σ_* , para los mapas SFH); $SFH_{cat}(t, R)$ es el mapa promedio definido anteriormente. Además, por las propiedades de la χ^2_ν la dispersión para todas las distribuciones χ^2_ν estaría dado como [Andrae et al. \(2010\)](#)

$$\sigma = \sqrt{\frac{2}{K}} \quad (3.7)$$

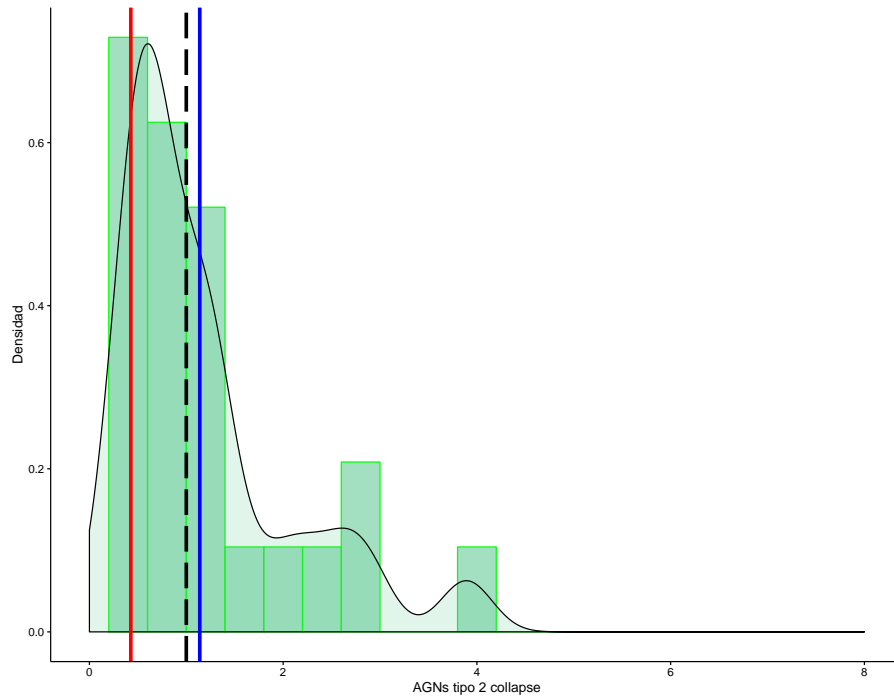


Figura 3.9: Distribuciones χ^2_ν los AGNs tipo 2 en la muestra. Estos AGN's fueron escogido y utilizados en [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#). La línea roja corresponde a la χ^2_ν de UGC11680NED01 y la línea azul a la galaxia satélite. La línea negra punteada al caso ideal, es decir $\mu=1$. Nótese que la galaxia satélite muestra una relación más cercana con los AGNs que la galaxia espiral roja, sin embargo la espiral se encuentra más cercana a la media de los datos que al la μ ideal. La región sombreada corresponde a la mejor aproximación de la función de densidad continua de estos valores.

3. ANÁLISIS DE RESULTADOS

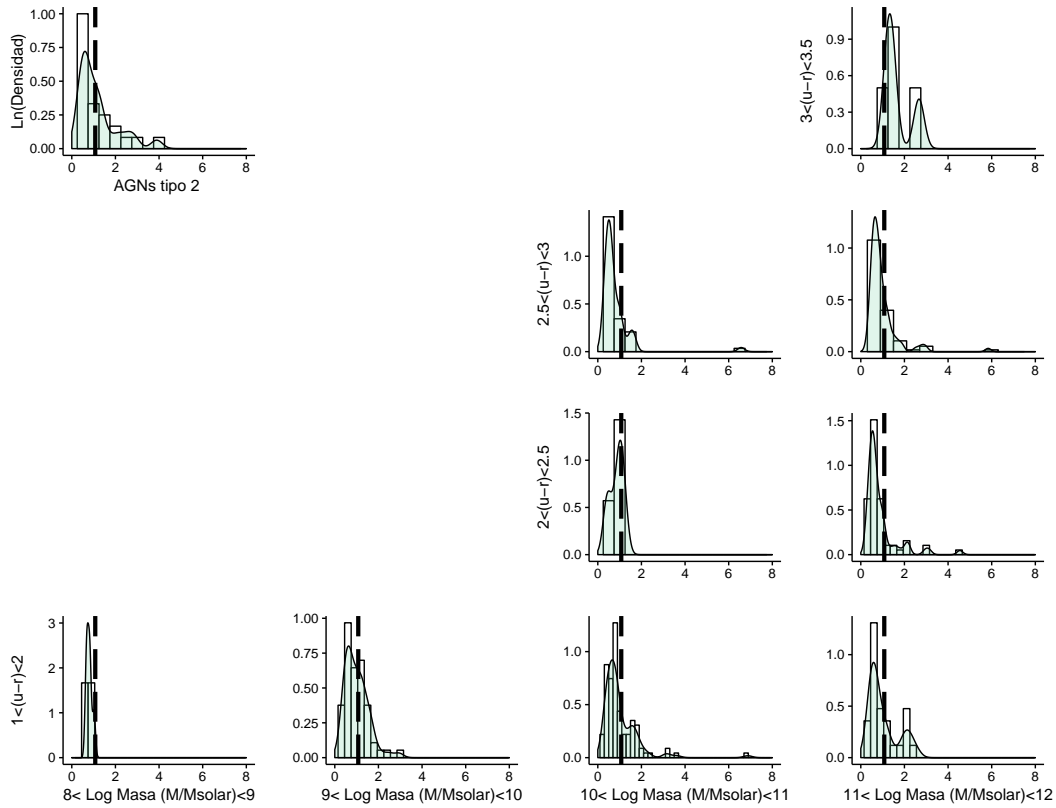


Figura 3.10: Representación del Diagrama Color-Masa con las distribuciones χ^2_ν pertenecientes a su intervalo correspondiente. Cada distribución χ^2_ν de la muestra de **CALIFA**. La línea punteada negra indica el valor 2σ para las χ^2_ν . El número de galaxias fuera de ese rango y su porcentaje con respecto al total nos indica si hay una relación entre el color la masa y su historia de formación estelar, Es decir, si su dispersión es alta, no podremos hablar de una categoría o familia en realidad.

donde K son los grados de libertad. Esto nos permite definir, para cada distribución un intervalo de confianza 2σ que nos dirá si estas categorías son representativas o no del color-masa al que están asociadas las historias de formación estelar. El resultado de estos intervalos se muestran en la Tabla 3.2

Color / log Masa	$8 < M_\odot < 9$	$9 < M_\odot < 10$	$10 < M_\odot < 11$	$11 < M_\odot < 12$
$0 < (u - r) < 1$	–	–	–	–
$1 < (u - r) < 2$	16 %	9 %	17 %	27 %
$2 < (u - r) < 2.5$	–	–	28 %	23 %
$2.5 < (u - r) < 3$	–	–	71 %	45 %
$3 < (u - r) < 3.5$	–	–	–	75 %
AGNs tipo 2	28 %	–	–	–

Tabla 3.2: Porcentaje de galaxias fuera del rango dado por 2σ para las categorías de χ^2_ν . Nótese que para las galaxias va aumentando este porcentaje por color y por masa siendo la ultima categoría la menos representativa como familia que relacione su SFH con su color y masa. Nótese que las galaxias mas rojas y masivas, no forman una familia o categoría en realidad, aunque previamente sabíamos que la poca cantidad de objetos en ella no lo iba a hacer una muestra confiable. Finalmente, Se incluyeron los AGNs en la misma tabla para no colocarlos en otro espacio, pero recordando que no están relacionados ni por color ni masa.

Observamos por los valores de la Tabla que excluyendo a la categoría de las galaxias más masivas y rojas en general el estadístico χ^2_ν es un buen representativo de los promedios, ya que en todos los grupos de galaxias restantes, más de la mitad de las galaxias caen dentro dentro de la categoría color-masa en el cual se encuentran.

Una vez definido el parámetro χ^2_ν lo usamos para calcularlo para cada galaxia de la muestra con respecto al promedio de su categoría. La χ^2_ν de UGC11680 se colocó por separado para fines comparativos, así obtenemos 575 χ^2_ν y 25 para la categoría de los AGNs. Estas χ^2_ν se usan para su distribución con la categoría correspondiente y estas se muestran en la Figura 3.9 que es el caso de la distribución de las χ^2_ν para los AGNs tipo 2 y donde la χ^2_ν de UGC11680 se muestra con una línea roja y la media con una línea verde, para comparaciones posteriores.

Estas distribuciones pueden ser también mostradas construyendo un diagrama que simule el diagrama color-masa para galaxias, como se muestran en la Figura 3.11, donde como en el caso anterior, se representa la χ^2_ν de UGC11680NED01 con una línea roja, la satélite con una línea azul y el caso ideal $\mu = 1$ con una línea negra punteada. En la esquina superior izquierda colocamos la distribución de los AGNs para referencia. Nótese que se obtuvieron distribuciones asimétricas, lo que concuerda con la distribución típica de una χ^2 reducida.

¿Qué tan confiable es este resultado y ajuste? El problema que se encontró es que las galaxias mas masivas y rojas son las que tienen mas alta dispersión (Debido a los pocos datos con los que se cuentan), por lo que difícilmente podremos decir que es una categoría confiable o que

3. ANÁLISIS DE RESULTADOS

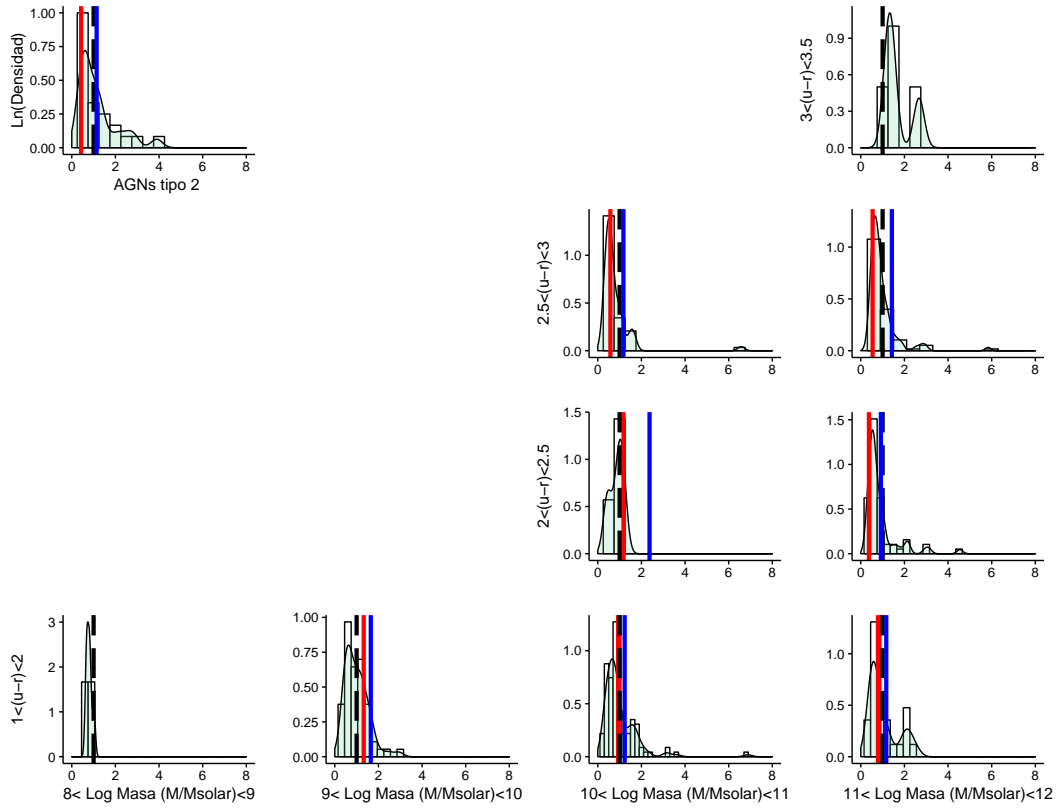


Figura 3.11: Representación del Diagrama Color-Masa con las distribuciones χ^2_ν pertenecientes a su intervalo correspondiente. Cada distribución χ^2_ν de la muestra de **CALIFA**. La línea roja es la χ^2_ν de la galaxia espiral UGC11680NED01 con respecto a cada familia de galaxias. la línea azul corresponde a la galaxia satélite UGC11680NED02, finalmente, la línea punteada negra corresponde a la χ^2_ν ideal para cada familia, que corresponde a $\mu = 1$. En la esquina superior izquierda se colocaron las χ^2_ν de los AGNs tipo 2 como referencia y su relación con las galaxias estudiadas.

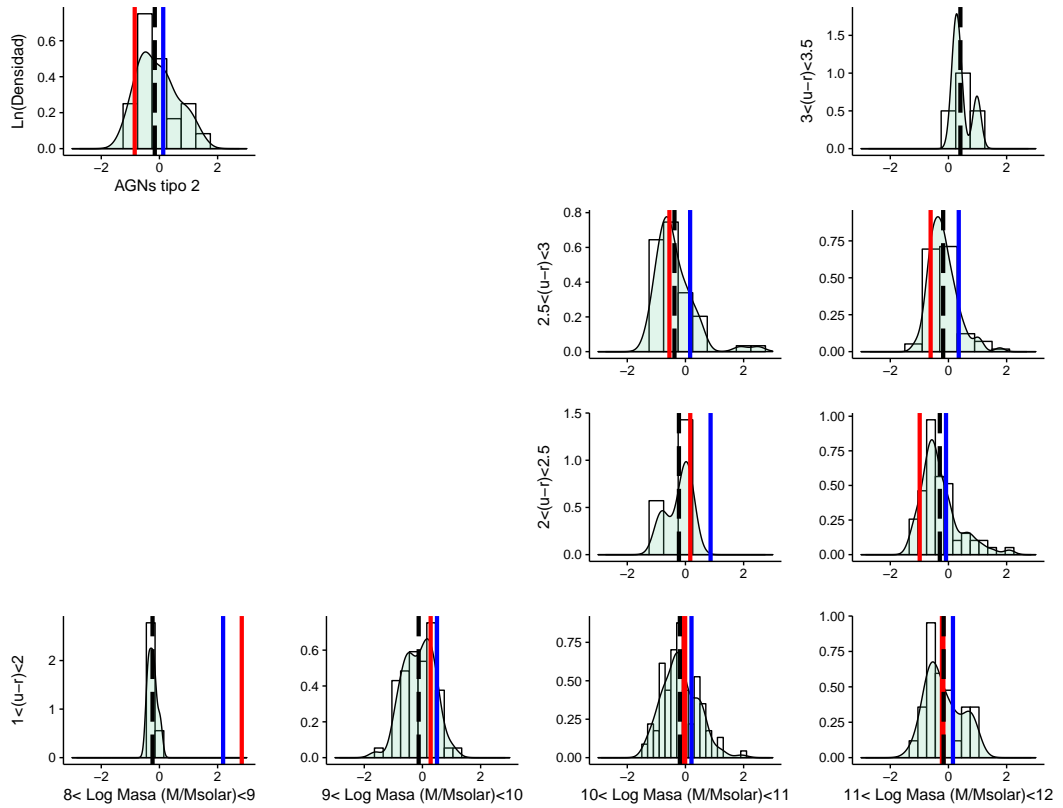


Figura 3.12: Diagrama de las distribuciones con la transformación Log-Normal de las χ^2_ν para cada familia de galaxias consideradas. La línea negra punteada es la media para cada familia. La línea roja es Log-Normal χ^2_ν de UGC11680NED01 y la línea azul corresponde a la galaxia satélite. En la esquina superior izquierda se colocaron las transformaciones Log-Normal χ^2_ν para los AGNs tipo 2 para referencia y comparación con respecto al sistema de galaxias estudiado.

3. ANÁLISIS DE RESULTADOS

Categoría χ_ν^2	UGC11680NED01	UGC11680NED02
$(10 < \log M_\odot < 11)_{1 < u-r < 2}$	0.965	1.231
$(11 < \log M_\odot < 12)_{1 < u-r < 2}$	0.818	1.167
$(10 < \log M_\odot < 11)_{2 < u-r < 2.5}$	1.180	2.372
$(9 < \log M_\odot < 10)_{1 < u-r < 2}$	1.325	1.650
$(10 < \log M_\odot < 11)_{2.5 < u-r < 3}$	0.576	1.174
$(11 < \log M_\odot < 12)_{2.5 < u-r < 3}$	0.541	1.425
AGNs	0.427	1.140
$(11 < \log M_\odot < 12)_{2 < u-r < 2.5}$	0.372	0.920
$(11 < \log M_\odot < 12)_{3 < u-r < 3.5}$	11.551	12.387
$(8 < \log M_\odot < 9)_{1 < u-r < 2}$	16.947	8.924

Tabla 3.3: Tabla de los valores para los valores de χ_ν^2 de cada galaxia para el sistema UGC11680. Se colocaron los valores de mas cercano al valor ideal 1 con respecto a la espiral roja, en orden descendente, siendo el ultimo valor el menos cercano al ideal. El valor mas cercano para el caso de la espiral roja resulto ser el de la categoría $\sim 10 < \log M_\odot < 11$ con color en el rango $\sim 1 < u - r < 2$ lo que la hace más parecida a las galaxias azules, mientras que la satélite cae en $\sim 11 < \log M_\odot < 12$ con color en el rango $\sim 2 < u - r < 2.5$

representa bien a las galaxias a las que pertenece. El problema también radica en que la galaxia espiral roja justamente cae en esa zona, por lo que debemos ser mas cuidadosos en cuanto a concluir algo de estos resultados. Para esto haremos una transformación que nos de la dispersión de cada categoría, así como su media y compararlo con esta, en lugar del valor ideal, para así tomar en cuenta los problemas de la zona de las galaxias mas rojas y masivas.

3.6. Transformación y ajuste de las χ^2

Uno de los problemas inherentes del ajuste por medio del estadístico χ_ν^2 es la dependencia en los grados de libertad de los mapas *SFH*. Al considerar a todos los mapas con la misma dispersión, pueden surgir sesgos ya que no todas las galaxias tienen el mismo radio efectivo, por lo que el ajuste se sesgaría con hacia las galaxias de más alta luminosidad es decir, mientras que con la comparativa χ_ν^2 ajustamos con una media y dispersión común para todas las categorías, en esta transformación asociamos una media y dispersión a cada categoría. Esta media y dispersión se encuentran en la Tabla 3.4

Si consideramos cada categoría individualmente, cada una de estas surge de promediar mapas *SFH* por lo que el error asociado se definiría como

$$\sigma(t, R)^2 = \frac{1}{m-1} \sum_{i=1}^m [SFH_i(t, R) - \langle SFH_{cat}(t, R) \rangle]^2. \quad (3.8)$$

donde m es el número de mapas promediado para cada categoría. Observamos entonces que en la Figura 3.11 al ser χ_ν^2 una distribución no simétrica por construcción, el máximo no coincide necesariamente con la media de los datos, además del problema con las dispersiones mencionado, por lo que transformamos la dependencia en grados de libertad K común a todas las categorías a su media y dispersión. consideramos que la distribución χ_ν^2 es una aproximación a la distribución Log-Normal, y todos los valores χ_ν^2 los transformamos tomando el logaritmo a cada uno de ellos.

El resultado de esta distribuciones logarítmicas se muestran en la Figura 3.12, donde la χ_ν^2 de UGC11680 es la línea roja, la galaxia satélite es la línea azul y la media la línea negra punteada. Los rangos de las distribuciones son los mismos para todas las figuras. Debido a la transformación, obtenemos una distribución tipo Gaussiana para cada categoría y esto ya nos permitirá definir un ajuste con respecto a valores conocidos de una distribución normal (μ y σ). Teniendo en cuenta esto, para determinar a que categoría se asemeja más el mapa SFH de UGC11680 comparamos ahora los valores de χ_ν^2 en escala logarítmica con respecto a la χ_ν^2 de UGC11680, normalizados a la dispersión logarítmica de los datos por categoría:

$$AJ(\chi_\nu^2) = \frac{\ln(\chi_{gal}^2) - \langle \ln(\chi_{cat}^2) \rangle}{\sigma_{\ln(\chi_{cat}^2)}} \quad (3.9)$$

Antes de interpretar los valores obtenidos, debemos recordar que estamos comparando historias de formación estelar por medio del mapa SFH , por lo que un parecido entre promedios por color, masa e historia de formación estelar y UGC11680 es un parecido e, de como los promedios de historia de formación estela En la Tabla 3.4 Observamos el orden en que ajusto mejor la galaxia UGC11680NED01:

- El mejor ajuste resulto ser para las galaxias rojas y masivas correspondientes a una categoría menos masiva de galaxias a las que pertenece la espiral roja $\sim 10^{10} \log M_\odot$, $2.5 < \text{color} < 3$, es decir, conservo su coincidencia con las galaxias rojas. Lo mismo sucede con la galaxia satélite, su mejor ajuste fue con las galaxias del grupo comprendido en $\sim 10^{11} \log M_\odot$, $2 < \text{color} < 3$, es decir, a la categoría a la que pertenece. Esto quiere decir que la historia de formación estelar, color y masa son indicadores relacionados entre si.
- El ajuste corresponde a el grupo de los AGNs, fue bueno en general, lo que nos indica que las galaxias con AGN tienen una historia de formación estelar común, aunque claro esto no es concluyente para saber de que manera sucede esto.

Además, puntualizamos que si se quiere comprobar la relación entre SFH , color, masa e incluso la relación entre el AGN y la historia de formación estelar es mejor hacer ambos análisis (χ_ν^2 y su transformación logarítmica) para descartar eventuales discrepancias o sesgos en cada uno de ellos, ya que realizando ambos, podemos ya asegurar que el sistema UGC11680 coincide con su

3. ANÁLISIS DE RESULTADOS

Categoría	$\sigma_{\ln \chi^2_\nu}$	$\langle \ln(\chi^2_{cat}) \rangle$	$ AJ(NED01) $	$ AJ(NED02) $
$(10 < \log M_\odot < 11)_{2.5 < g-r < 3}$	0.712	-0.283	0.226	0.802
AGNs	0.540	-0.205	0.469	0.481
$(10 < \log M_\odot < 11)_{1 < u-r < 2}$	0.608	-0.192	0.495	0.657
$(10 < \log M_\odot < 11)_{2 < u-r < 2.5}$	0.596	-0.205	0.508	2.547
$(11 < \log M_\odot < 12)_{2.5 < u-r < 3}$	0.501	-0.181	0.599	1.086
$(11 < \log M_\odot < 12)_{2 < u-r < 2.5}$	0.648	-0.278	0.798	0.320
$(9 < \log M_\odot < 10)_{1 < u-r < 2}$	0.528	-0.129	1.035	1.192
$(11 < \log M_\odot < 12)_{1 < u-r < 2}$	0.606	-0.278	1.139	0.530
$(11 < \log M_\odot < 12)_{3 < u-r < 3.5}$	0.503	0.183	8.792	31.865
$(8 < \log M_\odot < 9)_{1 < u-r < 2}$	0.157	-0.237	19.997	15.421

Tabla 3.4: Tabla de los valores estadísticos para la comparación del sistema UGC11680 con respecto a las categorías que se indican, comenzando con la dispersión, la media el valor χ^2_ν de cada categoría. El orden de los valores esta dado por $|AJ(\chi^2_\nu)|$ del menor a mayor para la galaxia espiral roja, que corresponderían al grado de mejor a menor ajuste de UGC11680NED01. Todos los datos estadísticos se encuentran en escala logarítmica

color, masa e historia de formación estelar están relacionados al menos para el sistema de estas galaxias.

Finalmente: ¿Qué método es más confiable: el de las χ^2_ν o su transformación logarítmica? En realidad ambos lo son, dependiendo también de la muestra. Debido a la presencia de categorías que no representan bien a las galaxias que lo conforman (ya que la mayoría de ellas caen fuera del intervalo de confianza 2σ) es mejor revisar el ajuste considerando medias y dispersiones individuales. Cuando las categorías tienen a la mayoría de sus galaxias dentro del intervalo de confianza, ambos métodos coinciden.

Discusión y Conclusiones

Basados en los resultados en las secciones anteriores, Podemos describir al sistema binario de galaxias UGC11680. Primero, al ser dos cubos de datos por galaxia, el análisis fue por separado para cada galaxia. En el caso de la galaxia espiral roja UGC11680NED01 los resultados fueron los siguientes:

- Esta galaxia pertenece a la secuencia roja, por lo mostrado en su diagrama color-magnitud corregido por polvo.
 - Esta por encima y muy cerca de la zona conocida como el valle verde, pero aún así, sigue perteneciendo a la secuencia roja, por lo mostrado en el diagrama color-masa (corregido por polvo).
 - Esta por debajo de la secuencia de las galaxias formadoras de estrellas por el diagrama SFR-Masa, característico de una galaxia que hospeda un AGN.
 - el mapa *SFH* muestra un corte que nace de las partes centrales y corre diagonalmente hacia zonas exteriores a ellas.
 - La historia de crecimiento de masa muestra que las partes centrales ensamblaron su masa estelar primero seguido de las partes externas. finalizando por las zonas medias. Esto nos indica una perturbación en las zonas externas que hizo que estas ensamblaran su masa primero que las zonas medias, lo que indica la interacción que tiene el sistema UGC11680
 - Tanto la tasa de formación estelar, como el perfil radial muestran ciertas variaciones en su formación estelar, pero no son evidencia contundente para hablar de un apagado en formación estelar contundente o diferente, por ejemplo, a su galaxia satélite.
 - La comparativa de su mapa *SFH* con respecto a su color y masa fue el resultado mas interesante ya que su valor mas cercano a 1 por medio del estadístico χ^2_ν mostró que es atípica ya que ajusto mejor con las galaxias entre $\sim 10^{10} M_\odot$, y color entre $1 < u - r < 2$. Sin embargo su categoría tiene una dispersión alta, por lo que puede deberse a esto y no a su peculiaridad lo que hace que ajuste ahí, por lo que se hizo una transformación para evitar ese sesgo.
 - Con la comparativa por medio de la transformación logarítmica hizo que la galaxia ajustara en la categoría color-masa que le corresponde según este diagrama, es decir,ajusto bien
-

4. DISCUSIÓN Y CONCLUSIONES

con las de su color aunque con las de menos masa $\sim 10^{10} M_{\odot}$, y color entre $2.5 < u-r < 3$. que no la hace tan atípica como se pensaba inicialmente.

- Finalmente ajustó bien con la familia de los AGNs tipo 2, por lo que podemos decir que para esta galaxia existe una relación SFH-AGN.

Por otro lado, para la galaxia satélite se obtuvieron los siguientes resultados:

- El diagrama color magnitud la coloca en la nube azul.
- El diagrama color-masa la coloca igualmente en la nube azul, alejada del valle verde, a diferencia de la galaxia espiral roja.
- El diagrama SFR- masa la coloca en las galaxias que se encuentran formando estrellas.
- El *SFH* de esta galaxia no muestra evidencias de apagado en su formación estelar, aunque si un ensamblaje más rápido que la galaxia espiral.
- su historia de crecimiento de masa muestra esto más a detalle, y el orden por zonas radiales muestran un rápido ensamblaje ensamblando su masa con respecto al total sin orden específico, por lo que no podemos decir que hay un ensamblaje “dentro–fuera” o al revés en la mayor parte del tiempo cosmológico.
- El comparativo con las χ^2_{ν} muestran que el *SFH* de esta galaxia ajusta mejor para las galaxias en la frontera entre las galaxias masivas entre el valle verde y la nube azul.
- EL comparativo por medio de la transformación logarítmica muestra que esta galaxia ajusta mejor en estas mismas categorías. Este resultado también resulta interesante ya que en ambos ajustes, su comparativa no cambió.

Los promedios de la Figura 3.1 muestran también que la masa y color es una variable fundamental en el proceso de acumulación de masa temporal ya que los mapas *SFH* promediados por color-masa muestran una tendencia de formación estelar: entre más masivas, más rápido ensamblan estrellas lo que no se muestra en las galaxias menos masivas y azules: estas siguen formando estrellas, según su *SFH* promediado.

Entonces ¿De que forma encaja la historia de ensamblaje de masa de UGC11680 con respecto a las demás galaxias de la muestra? Todo parece indicar con las distribuciones color-masa de la Figura 3.11 y los resultados de la tabla 3.4 que la historia de formación estelar de la espiral roja UGC11680NED01 encaja con las galaxias con masa ($\sim 10^{10} M_{\odot}$, y color entre $2.5 < u-r < 3$), es decir, al mismo color pero con galaxias menos masivas con las que originalmente estaba clasificada ($\sim 10^{10} M_{\odot}$) mientras que la galaxia satélite ajustó mejor con las galaxias $\sim 10^{11} M_{\odot}$, y color entre $2 < u-r < 3$), es decir, con las galaxias de su misma masa pero mas rojas.

Con respecto a la categoría de AGNs ambas galaxias ajustaron bien, por lo que se deduce que hay una relación entre este AGN tipo dos y la historia de formación de ambas.

Entonces, la pregunta inicial ¿Por que la galaxia espiral UGC11680NED01 es roja? con los resultados a la mano, podemos decir que son una combinación de procesos internos y externos, mientras que la interacción con la galaxia satélite modifico la historia de formación estelar de

la espiral roja, también el mapa *SFH* nos indica que de alguna forma hubo un apagado en formación estelar que comenzó por las partes internas.

Sin embargo, este apagado pudo no ser abrupto como originalmente se pensaba ya que el ajuste la coloca con la familia de galaxias color-masa a las que pertenece, por lo que su historia de formación estelar no es atípica a las demás galaxias del grupo color-masa. Lo mismo sucede con la galaxia satélite con la que interactúa

Finalmente, fue interesante notar que al clasificar las historias de formación estelar por color-masa, promediando y usando el estadístico χ^2_ν se formaron categorías dentro del intervalo de confianza 2σ por lo que podemos tener grupos con la relación SFH-Masa-Color y en cualquier caso se debe hacer un doble análisis debido a que existen familias con alta dispersión, lo que podría dar resultados erróneos para las galaxias más masivas y rojas (Es decir, el origen de su color y masa, no necesariamente está relacionado con su historia de formación estelar.)

Regiones Ionizadas

Aunque es un trabajo sobre poblaciones estelares, es interesante saber por qué consideramos a UGC11680 como una galaxia espiral con un AGN tipo 2. Este tipo de análisis se puede realizar ya sea con cada espectro de las galaxias de la muestra o espectros integrados para resultados estadísticos. Este proceso se hace con las líneas de emisión de cada espectro de la galaxia, lo cual hacemos un breve resumen del análisis realizado, para ver que es así.

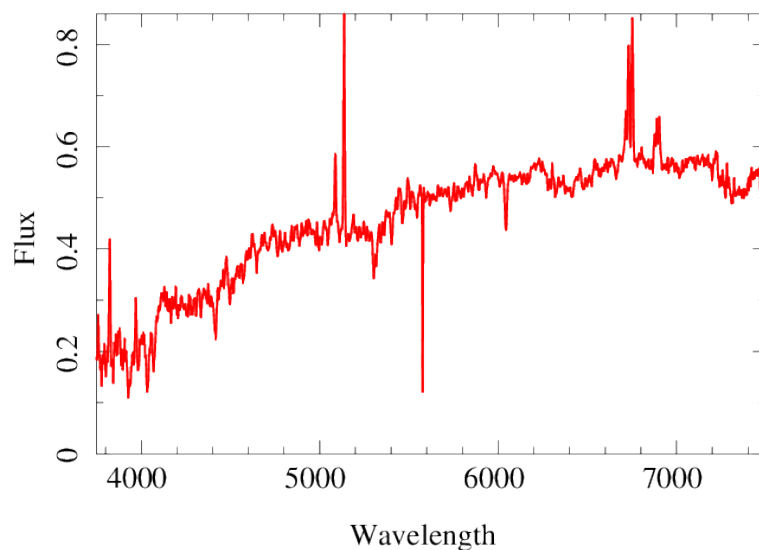


Figura A.1: Espectro en el óptico de la region central de UGC11680 sacado directamente de su cubo de datos, en **CALIFA**. Las longitudes de onda están en sus valores en el marco de referencia del laboratorio. Notese la ausencia de componentes de líneas anchas y las líneas prohibidas del oxígeno ($[\text{O III}] \lambda\lambda 4959, 5007 \text{ \AA}$, $[\text{O I}] \lambda 6300 \text{ \AA}$), y las líneas de nitrógeno ($[\text{N II}] \lambda\lambda 6548, 6583 \text{ \AA}$), y silicon ($[\text{S II}] \lambda\lambda 6716, 6731 \text{ \AA}$), características de un AGN tipo II. Nótese que la línea de $[\text{N II}]$ esta casi mezclada con H_α en $\lambda = 6563 \text{ \AA}$

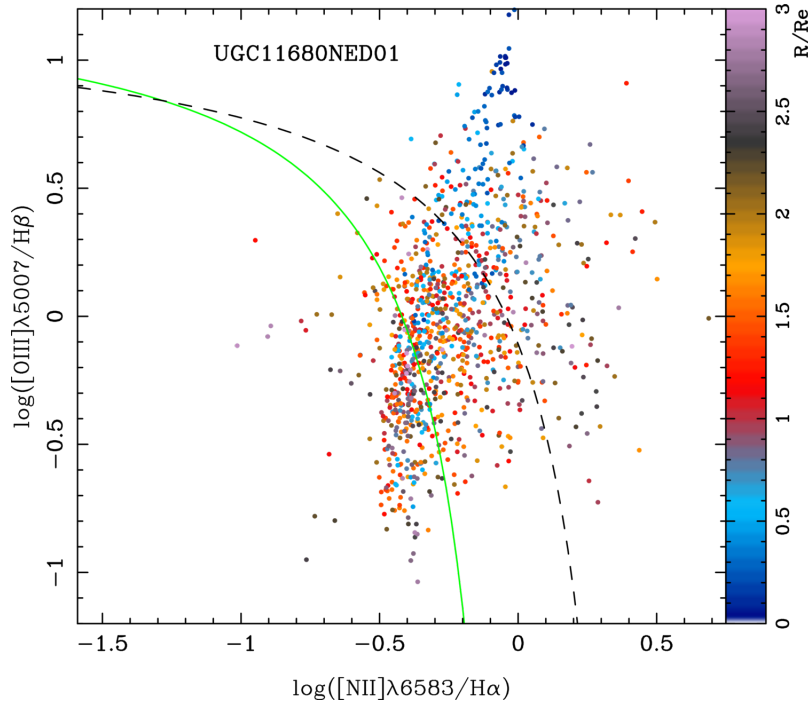


Figura A.2: Diagrama BPT de UGC11680, usando las líneas ya corregidas de $[\text{O III}]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[\text{N II}]\lambda 6583/H\alpha$. Los puntos azules indican zonas galactrocentricas amarillas a rojas la zona media y moradas las afueras. La line solida representa un modelo de region HII la linea punteada, conocida como la línea de “Kewley” divide la ionización por AGN de las zonas ionizadas por regiones HII, mientras que la linea verde denota la línea de “Kauffmann”. Obsérvese que a pesar de la ionización del AGN, UGC11680 sigue mostrando regiones HII y por lo tanto formación estelar en sus afueras.

A.1. Diagramas BPT

Tras el descubrimiento de galaxias espirales con un núcleo muy brillante que emite (líneas de emisión de varios miles de km/s) (Seyfert (1941)), se hizo evidente que estos núcleos galácticos eran el lugar de una violenta, actividad no estelar (Burbidge et al. (1963)), tal vez de la misma naturaleza que se encontró en los cuásares. Heckman realizó un análisis espectroscópico de los núcleos de una muestra completa de 90 galaxias, y encontró que la presencia de baja ionización nuclear (LINERS) eran bastante comunes, y parecían ser la versión reducida de los núcleos Seyfert. Baldwin et al. (1981) fueron los primero en proponer diagnósticos espectroscópicos sobre la base de relaciones de línea de emisión para distinguir galaxias normales de formación estelar de los AGNs. El más famoso es el que compara los cocientes de líneas $[\text{O III}]\lambda 5007/H\beta$ vs $[\text{N II}]\lambda 6583/H\alpha$ a menudo referido como el diagrama de BPT (por Baldwin, Phillips, Y Terlevich).

Veilleux & Osterbrock (1987) propusieron diagramas adicionales: $[\text{O III}] \lambda 5007 / H_\beta$ vs $[\text{S II}] \lambda 6725 / H_\alpha$, y $[\text{O III}] \lambda 5007 / H_\beta$ vs $[\text{S I}] \lambda 6300 / H_\alpha$. Como es conocido Osterbrock (1989), las regiones H II forman una secuencia mas estrecha en estos diagramas. Sólo unos años después, Kewley et al. (2001) construyeron un *grid* de modelos de fotoionización a fin de determinar un límite superior teórico a la ionización por las estrellas masivas en el diagrama de BPT. Este límite superior, más adelante se hace referencia como la “línea de Kewley”. Kauffmann et al. (2003) desplazaron esta línea a la izquierda para definir un límite empírica entre galaxias normales de formación de estrellas y que tienen un AGN (la línea de “Kauffmann”)

De esta forma, Como tenemos un ejemplo típico de una galaxia con resolución espacial, podemos hacer un diagrama BPT sólo para una galaxia y por lo tanto cada punto representa un zona en nuestra galaxia. La figura A.2 representa la gráfica de $[\text{O III}] \lambda 5007 / H_\beta$ vs $[\text{N II}] \lambda 6584 / H_\alpha$ de un diagrama BPT para UGC11680. En este gráfico podemos ver dos líneas curvas diferentes. Los puntos por encima y a la derecha de la línea de puntos representa zonas ionizadas por el AGN, mientras que los puntos de abajo y hacia la izquierda para la línea de trazos representan zonas de formación de estrellas. Los puntos en el medio representan zonas que tienen características de ambas regiones ionizadas por AGN y de formación de estrellas HII. Observamos entonces que para UGC11680 las regiones centrales, se encuentran ionizadas por procesos no estelares, lo que puede ser la presencia de un AGN. Obsérvese también que esta galaxia tiene presencia de regiones HII en las afueras, lo que implica que esta galaxia sigue formando estrellas.

Resumiendo, el espectro de la zona central, así como su diagrama BPT, nos indican que UGC11680 es una galaxia con AGN tipo II, y que a pesar de no ser notorio en sus imágenes en el óptico, esta galaxia sigue formando estrellas aunque a una tasa baja, debido a la presencia de regiones HII en las zonas exteriores dadas por el radio efectivo. Este resultado, coincide con los resultados que se obtuvieron por análisis de poblaciones estelares, es decir, aunque la galaxia tiene un color rojo en el óptico, esta sigue formando estrellas, aunque a una tasa baja.

Detalles Técnicos

Para obtener este valor de $AJ(\chi^2_\nu)$ se iteró 3 veces con 2 lenguajes de programación diferentes (PERL y PYTHON) para mejores resultados y estos se muestran en la tabla B.1

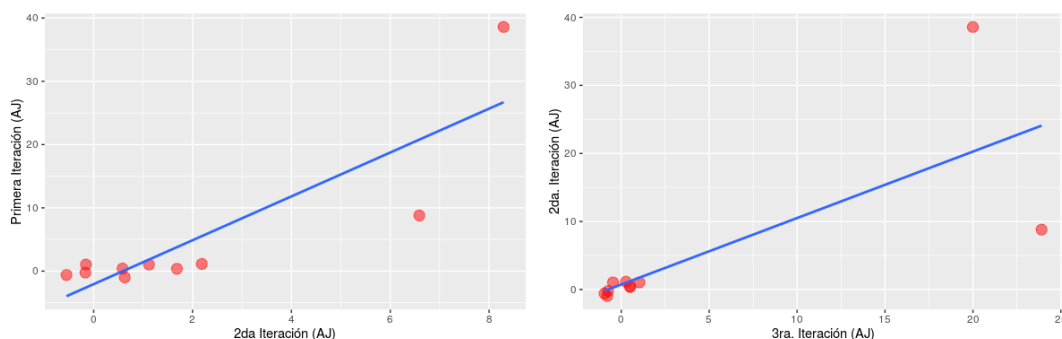


Figura B.1: Correlación entre las diferentes iteraciones para calcular el valor de ajuste $|AJ(\chi^2_\nu)|$ para la χ^2_ν de UGC11680 con respecto a los promedios de cada categoría. Nótese que la dispersión para los valores mas grandes con respecto a la galaxia UGC11680 corresponden también a una χ^2_ν grande, por lo que estos valores son de poca importancia estadística dentro del análisis.

Observando los valores de la tabla B.1 aunque son del orden entre las diferentes categorías lo que se muestra en la figura B.1 existe una cierta discrepancia entre los datos que se obtienen; esto se debe probablemente a la naturaleza de la definición para el ajuste $|AJ(\chi^2_\nu)|$ así como la sensibilidad de los diferentes algoritmos en el truncamiento de valores cuando se define el logaritmo natural en diferentes lenguajes de programación. Obsérvese que los valores que más se dispersan en las Figuras en B.1 corresponde a las categorías que contienen menos objetos y esto en sí mismo podría ser la causa de la dispersión. Sin embargo, esta discrepancia esta dentro del orden de los valores que se obtienen para cada ajuste, además de que la χ^2_ν de UGC11680 esta muy alejada en realidad de la media de su distribución para las categorías con menos objetos, por lo que en sí mismo, este ajuste no es tan significativo como los obtenidos para las otras categorías.

Técnicamente hablando, no podemos afirmar cual valor es el correcto para las iteraciones del

B. DETALLES TÉCNICOS

ajuste de las χ^2_ν de las historias de formación estelar, por lo que para obtener el valor más cercano que nos indique el número más cercano para comparar estas historia de formación de UGC11680 con respecto a sus diferentes categorías, usamos el valor medio de cada ajuste obtenido, generando así el que mejor se acerca a la χ^2_ν de la historia de formación para la galaxia en cuestión. Estos valores se muestran para las distribuciones χ^2_ν para cada categoría estudiada en la Tabla 3.4. Los resultados se colocaron en orden descendente con respecto a $|AJ(\chi^2_\nu)|$, de menor a mayor, donde el valor menor corresponde a un mejor ajuste de UGC11680 con respecto a la categoría indicada.

Categoría	Primera Iteración	2da. Iteración	3era. Iteración
$(8 < M_\odot < 9)_{1 < g-r < 2}$	8.293	38.58	19.997
$(9 < M_\odot < 10)_{1 < g-r < 2}$	1.118	1.035	1.032
$(10 < M_\odot < 11)_{1 < g-r < 2}$	0.583	0.408	0.495
$(10 < M_\odot < 11)_{2 < g-r < 3}$	1.684	0.378	0.508
$(10 < M_\odot < 11)_{3 < g-r < 4}$	0.167	0.226	0.749
$(11 < M_\odot < 12)_{1 < g-r < 2}$	2.187	1.139	0.266
$(11 < M_\odot < 12)_{2 < g-r < 3}$	0.628	0.986	0.798
$(11 < M_\odot < 12)_{3 < g-r < 4}$	0.550	0.599	0.953
$(11 < M_\odot < 12)_{4 < g-r < 5}$	6.589	8.792	23.90
AGNs	0.158	1.037	0.469

Tabla B.1: Valores para el ajuste $AJ(\chi^2_\nu)$ en tres diferentes iteraciones, utilizando mismo algoritmo pero en dos lenguajes de programación diferentes (PERL y PITHON). Nótese que la única discrepancia entre los diferentes ajustes corresponde a las categorías que contienen menos objetos. LA primera iteración corresponde a la reducción 1.5 de los datos de **CALIFA** y para los DR2 de los mismos. Las iteraciones 2 y 3 corresponden a la versión 2.2 de los datos, DR3, usando PERL PDL para la segunda y PYTHON NumPy para la tercera.

Tabla de conversión

Look back in time (Gyrs)	Edad (Gyrs)	\sim redshift z
1.122	13.0	0.070
1.259	12.8	0.080
1.42	12.2	0.083
2.0	11.8	0.15
2.5	11.4	0.19
3.55	10.6	0.3
4.5	9.4	0.4
6.3	8.4	0.65
8.0	6.2	0.8
10.0	4.1	1.7
12.6	1.5	4.7
14.2	0.1	19

Tabla C.1: Tabla de conversión entre edades para el estudio de la historia de formación estelar usada en la tesis así como su aproximación en redshift z , usando los datos cosmológicos $\Omega_m = 0.317$, $\Omega_\Lambda = 0.683$ y $H_0 = 67.15$ km/s/Mpc (Planck Collaboration et al. 2014)

Bibliografía

- Andrae, R., Schulze-Hartung, T., & Melchior, P. 2010, ArXiv e-prints, arXiv:1012.3754 [48](#)
- Antonucci, R. 1993, ARA&A, 31, 473 [4](#)
- Arp, H. 1977, ApJ, 218, 70 [9](#)
- Baade, W. 1957, The Observatory, 77, 165 [25](#)
- Baldry, I. K., Glazebrook, K., Brinkmann, J., et al. 2004, ApJ, 600, 681 [5](#), [18](#), [22](#)
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5 [62](#)
- Bamford, S. P., Rojas, A. L., Nichol, R. C., et al. 2008, MNRAS, 391, 607 [8](#)
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1996, ApJ, 471, 115 [5](#)
- Barrera-Ballesteros, J. K., García-Lorenzo, B., Falcón-Barroso, J., et al. 2015, A&A, 582, A21 [10](#)
- Bell, E. F., Wolf, C., Meisenheimer, K., et al. 2004, ApJ, 608, 752 [5](#)
- Bluck, A. F. L., Mendel, J. T., Ellison, S. L., et al. 2014, MNRAS, 441, 599 [6](#)
- Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, PASP, 118, 517 [6](#)
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, MNRAS, 351, 1151 [6](#)
- Brinchmann, J., & Ellis, R. S. 2000, ApJ, 536, L77 [12](#)
- Bundy, K., Scarlata, C., Carollo, C. M., et al. 2010, ApJ, 719, 1969 [9](#)
- Bundy, K., Bershady, M. A., Law, D. R., et al. 2015, ApJ, 798, 7 [13](#)
- Burbidge, G. R., Burbidge, E. M., & Sandage, A. R. 1963, Reviews of Modern Physics, 35, 947 [62](#)
- Butcher, H., & Oemler, Jr., A. 1984, ApJ, 285, 426 [5](#)
- Cano-Díaz, M., Sánchez, S. F., Zibetti, S., et al. 2016, ArXiv e-prints, arXiv:1602.02770 [6](#), [23](#), [24](#), [37](#), [49](#)
- Cappellari, M., McDermid, R. M., Alatalo, K., et al. 2012, Nature, 484, 485 [13](#)
-

BIBLIOGRAFÍA

- Cattaneo, A., Dekel, A., Devriendt, J., Guiderdoni, B., & Blaizot, J. 2006, MNRAS, 370, 1651 [6](#)
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Storchi-Bergmann, T., Martins, L. P., & Schmitt, H. 2005, MNRAS, 356, 270 [12](#)
- Cid Fernandes, R., Pérez, E., García Benito, R., et al. 2013, A&A, 557, A86 [V](#), [13](#), [25](#), [27](#), [28](#), [39](#)
- Cortese, L., Ciesla, L., Boselli, A., et al. 2012, A&A, 540, A52 [9](#)
- Croom, S. M., Lawrence, J. S., Bland-Hawthorn, J., et al. 2012, MNRAS, 421, 872 [13](#)
- Croton, D. J., Springel, V., White, S. D. M., et al. 2006, MNRAS, 365, 11 [6](#), [7](#)
- de Vaucouleurs, G. 1961, ApJS, 5, 233 [2](#), [5](#)
- Dekel, A., & Birnboim, Y. 2006, MNRAS, 368, 2 [6](#)
- Di Matteo, T., Springel, V., & Hernquist, L. 2005, Nature, 433, 604 [V](#)
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, ApJ, 136, 748 [5](#)
- Elbaz, D., Daddi, E., Le Borgne, D., et al. 2007, A&A, 468, 33 [6](#)
- Faber, S. M., Willmer, C. N. A., Wolf, C., et al. 2007, ApJ, 665, 265 [5](#)
- Fabian, A. C., Celotti, A., & Erlund, M. C. 2006, MNRAS, 373, L16 [7](#)
- Falcón-Barroso, J., Sánchez-Blázquez, P., Vazdekis, A., et al. 2011, A&A, 532, A95 [25](#)
- Firmani, C., & Avila-Reese, V. 2010, ApJ, 723, 755 [24](#)
- Gallazzi, A., Charlot, S., Brinchmann, J., White, S. D. M., & Tremonti, C. A. 2005, MNRAS, 362, 41 [12](#)
- Gonçalves, T. S., Martin, D. C., Menéndez-Delmestre, K., Wyder, T. K., & Koekemoer, A. 2012, ApJ, 759, 67 [5](#)
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., et al. 2014, A&A, 562, A47 [16](#)
- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2016, ArXiv e-prints, arXiv:1603.00874 [39](#)
- Gunn, J. E., & Gott, III, J. R. 1972, ApJ [6](#), [8](#)
- Gunn, J. E., Carr, M., Rockosi, C., et al. 1998, AJ, 116, 3040 [4](#)
- Haines, C. P., Pereira, M. J., Smith, G. P., et al. 2015, ApJ, 806, 101 [6](#)
- Hasinger, G., Cappelluti, N., Brunner, H., et al. 2007, ApJS, 172, 29 [6](#)
- Heckman, T. M., Kauffmann, G., Brinchmann, J., et al. 2004, ApJ, 613, 109 [6](#)
- Hewitt, A., & Burbidge, G. 1991, ApJS, 75, 297 [10](#)
- Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., et al. 2006, ApJS, 163, 1 [6](#)
-

- Howard, S., & Byrd, G. G. 1990, *AJ*, 99, 1798 [9](#)
- Hubble, E. P. 1936, *Realm of the Nebulae* [1](#)
- Ibarra-Medel, H. J., Sánchez, S. F., Avila-Reese, V., et al. 2016, *MNRAS*, 463, 2799 [4](#), [13](#), [24](#), [39](#), [45](#)
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., De Lucia, G., et al. 2006, *MNRAS*, 367, 1394 [5](#), [6](#), [12](#)
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, *MNRAS*, 341, 33 [5](#), [63](#)
- Kennicutt, R. C. 2006, *Nature*, 442, 753 [2](#)
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, *ARA&A*, 36, 189 [7](#), [24](#)
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556, 121 [63](#)
- Klimanov, S. A., & Reshetnikov, V. P. 2001, *A&A*, 378, 428 [10](#)
- Kong, X., Zhou, X., Chen, J., et al. 2000, *AJ*, 119, 2745 [12](#)
- Larson, R. B., Tinsley, B. M., & Caldwell, C. N. 1980, *ApJ*, 237, 692 [8](#)
- Lintott, C. J., Schawinski, K., Slosar, A., et al. 2008, *MNRAS*, 389, 1179 [8](#)
- Maller, A. H., Berlind, A. A., Blanton, M. R., & Hogg, D. W. 2009, *ApJ*, 691, 394 [9](#)
- Martig, M., Bournaud, F., Teyssier, R., & Dekel, A. 2009, *ApJ*, 707, 250 [6](#)
- Martin, D. C., Small, T., Schiminovich, D., et al. 2007, *ApJS*, 173, 415 [V](#), [5](#)
- Martins, F., Schaerer, D., & Hillier, D. J. 2005, *A&A*, 436, 1049 [25](#)
- Masters, K. L., Mosleh, M., Romer, A. K., et al. 2010, *MNRAS*, 405, 783 [9](#)
- Mendez, A. J., Coil, A. L., Lotz, J., et al. 2011, *ApJ*, 736, 110 [5](#)
- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Nature*, 379, 613 [6](#)
- Moustakas, J., & Kennicutt, Jr., R. C. 2006, *ApJS*, 164, 81 [10](#)
- Nandra, K., Georgakakis, A., Willmer, C. N. A., et al. 2007, *ApJ*, 660, L11 [V](#), [6](#)
- Noeske, K. G., Faber, S. M., Weiner, B. J., et al. 2007, *ApJ*, 660, L47 [V](#), [6](#)
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* [17](#), [63](#)
- Peng, Y.-j., Lilly, S. J., Kovač, K., et al. 2010, *ApJ*, 721, 193 [V](#), [6](#)
- Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., et al. 2013, *ApJ*, 764, L1 [4](#), [13](#), [16](#), [39](#), [45](#)
- Pérez-González, P. G., Rieke, G. H., Villar, V., et al. 2008, *ApJ*, 675, 234 [12](#), [39](#)
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014, *A&A*, 566, A54 [14](#), [67](#)
- Richards, G. T. 2006, *ArXiv Astrophysics e-prints*, astro-ph/0603827 [3](#)
-

BIBLIOGRAFÍA

- Robaina, A. R., Hoyle, B., Gallazzi, A., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 3006 [9](#)
- Rosario, D. J., Santini, P., Lutz, D., et al. 2012, *A&A*, 545, A45 [3](#)
- Salim, S., Rich, R. M., Charlot, S., et al. 2007, *ApJS*, 173, 267 [V](#), [6](#)
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161 [25](#)
- Sánchez, S. F., Jahnke, K., Wisotzki, L., et al. 2004, *ApJ*, 614, 586 [6](#)
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *A&A*, 538, A8 [V](#), [10](#), [13](#), [15](#), [22](#), [26](#)
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., et al. 2013, *A&A*, 554, A58 [22](#)
- Sánchez, S. F., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2015, ArXiv e-prints, arXiv:1509.08552 [25](#), [27](#)
- . 2016, ArXiv e-prints, arXiv:1602.01830 [25](#), [26](#)
- Sánchez-Blázquez, P., Gorgas, J., Cardiel, N., & González, J. J. 2006, *A&A*, 457, 787 [25](#)
- Sánchez-Blázquez, P., Rosales-Ortega, F. F., Méndez-Abreu, J., et al. 2014, *A&A*, 570, A6 [V](#), [10](#), [13](#)
- Sandage, A. 2005, *ARA&A*, 43, 581 [3](#)
- Santini, P., Rosario, D. J., Shao, L., et al. 2012, *A&A*, 540, A109 [3](#)
- Schawinski, K., Thomas, D., Sarzi, M., et al. 2007, *MNRAS*, 382, 1415 [V](#)
- Schawinski, K., Urry, C. M., Simmons, B. D., et al. 2014, *MNRAS*, 440, 889 [6](#), [19](#), [22](#)
- Schiminovich, D., Wyder, T. K., Martin, D. C., et al. 2007, *ApJS*, 173, 315 [5](#)
- Scoville, N., Aussel, H., Brusa, M., et al. 2007, *ApJS*, 172, 1 [9](#)
- Seyfert, C. K. 1941, *PASP*, 53, 231 [62](#)
- Silverman, J. D., Green, P. J., Barkhouse, W. A., et al. 2008, *ApJ*, 679, 118 [6](#)
- Singh, R., van de Ven, G., Jahnke, K., et al. 2013, *A&A*, 558, A43 [10](#)
- Strateva, I., Ivezić, Ž., Knapp, G. R., et al. 2001, *AJ*, 122, 1861 [5](#)
- Strauss, M. A., Weinberg, D. H., Lupton, R. H., et al. 2002, *AJ*, 124, 1810 [4](#)
- Thean, A., Pedlar, A., Kukula, M. J., Baum, S. A., & O’Dea, C. P. 2000, *MNRAS*, 314, 573 [10](#)
- Thomas, D., Maraston, C., Bender, R., & Mendes de Oliveira, C. 2005, *ApJ*, 621, 673 [24](#)
- Toomre, A., & Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623 [6](#), [9](#), [10](#)
- Tran, H. D. 2003, *ApJ*, 583, 632 [10](#)
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803 [3](#)
- van den Bergh, S. 1976, *IAU Circ.*, 2952 [8](#)
-

- Vanden Berk, D. E., Richards, G. T., Bauer, A., et al. 2001, *AJ*, 122, 549 [4](#)
- Vazdekis, A., Sánchez-Blázquez, P., Falcón-Barroso, J., et al. 2010, *MNRAS*, 404, 1639 [25](#)
- Veilleux, S., & Osterbrock, D. E. 1987, *ApJS*, 63, 295 [63](#)
- Verheijen, M. A. W., Bershady, M. A., Andersen, D. R., et al. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 151 [15](#)
- Véron-Cetty, M.-P., & Véron, P. 2010, *A&A*, 518, A10 [10](#)
- Vorontsov-Vel'Yaminov, B. A. 1957, *AZh*, 34, 8 [9](#)
- Vorontsov-Vel'Yaminov, B. A. 1975, *AZh*, 52, 692 [9](#)
- Vorontsov-Velyaminov, B. A. 1977, *A&AS*, 28, 1 [9](#)
- Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraité, S., et al. 2014, *A&A*, 569, A1 [15](#)
- Weinmann, S. M., Kauffmann, G., van den Bosch, F. C., et al. 2009, *MNRAS*, 394, 1213 [6](#)
- Wolf, C., Aragón-Salamanca, A., Balogh, M., et al. 2009, *MNRAS*, 393, 1302 [8](#)
- Wyder, T. K., Martin, D. C., Schiminovich, D., et al. 2007, *ApJS*, 173, 293 [5](#)
- York, D. G., Adelman, J., Anderson, Jr., J. E., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579 [1](#), [4](#)
- Yuan, T.-T., Kewley, L. J., & Sanders, D. B. 2010, *ApJ*, 709, 884 [10](#)
-