



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE MAESTRÍA EN ASTROFÍSICA

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

TESIS
QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:
MAESTRÍA EN CIENCIAS

PRESENTA:
JEFFREY ELIUD BÁRCENAS MOSQUEDA

TUTOR PRINCIPAL
DR. SEBASTIÁN FRANCISCO SÁNCHEZ SÁNCHEZ

MÉXICO, D.F., 2016

JURADO ASIGNADO:

Presidente: Dr. 1

Secretario: Dr. 2

Vocal: Dr. 3

1er. Suplente: Dr. 4

2o. Suplente: Dr. 5

La tesis se realizó en el Instituto de Astronomía, UNAM.

TUTOR DE TESIS:

Dr. Sebastián Francisco Sánchez Sánchez

Reconocimientos

Índice general

Índice de figuras	VI
Índice de tablas	VII
1. Introducción	1
1.1. Clasificación de Hubble	2
1.2. AGNs	3
1.3. Bimodalidad	5
1.3.1. El Valle Verde	6
1.4. Bimodalidad y Apagado en la Formación Estelar	7
1.5. El AGN como regulador de la formación estelar	8
1.6. Espirales Rojas: La Excepción a la Regla	9
1.7. UGC11680	11
1.8. Objetivos	12
1.8.1. Estructura de la tesis	14
2. Estudio de las poblaciones estelares	16
2.1. Espectroscopía De Campo integral	16
2.1.1. CALIFA	16
2.1.2. Enrojecimiento por Polvo	18
2.1.3. Tasa de formación estelar	20
2.1.4. La secuencia de galaxias formadoras de estrellas	22
2.2. Análisis de poblaciones estelares	22
2.2.1. El Mapa de Historia de Formación Estelar	26
3. Análisis de Resultados	30
3.1. Los Datos y sus Promedios	30
3.2. Promedios de los $SFH(t, R)$	31
3.3. Parámetros Analizados	34
3.3.1. Perfil Radial de Densidad de Masa Estelar ($PR\Sigma_*$)	34
3.3.2. Historia de Crecimiento de Masa ($HCM(t)$)	35

3.3.3. Distribución Radial de la Densidad Superficial de la Tasa de Formación Estelar	38
3.4. Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν	40
3.4.1. Ajuste de $\chi^2_{UGC11680}$ con respecto a las Distribuciones Categóricas	41
4. Conclusiones	49
A. Regiones Ionizadas	51
A.1. Diagramas BPT	51
B. Tabla de conversión	55
Bibliografía	56

Índice de figuras

1.1. Diagrama de Hubble	2
1.2. Imagen de UGC11680	11
2.1. Cubo de Datos	17
2.2. Diagrama Color-Magnitud con UGC11680	19
2.3. Diagrama de Tasa de Formación estelar	21
2.4. Densidad de masa estelar superficial, que define el mapa de Historia de Formación Estelar de UGC11680	27
2.5. Mapas de Densidad de masa superficial	28
2.6. Mapas de densidad superficial de luminosidad para UGC11680 . .	29
3.1. Diagrama Color-Masa para la muestra de CALIFA	32
3.2. Historias de Formación estelar, para UGC11680 y AGNs	33
3.3. Perfil radial de masa estelar acumulativa de UGC11680 y AGNs . .	36
3.4. MGHs para UGC11680 y AGNs	36
3.5. Historia de Crecimiento de Masa con tiempo lineal, UGC11680 y AGNs tipo 2	38
3.6. Tasas De formación Estelar Radiales	39
3.7. Distribuciones χ^2_ν para AGNs tipo 2	41
3.8. Diagrama de distribuciones χ^2_ν en Color-Masa	42
3.9. Diagrama de distribuciones Log-Normal para χ^2_ν en Color-Masa .	43
3.10. Correlación entre ajustar	44
A.1. Espectro central UGC11680	52
A.2. Diagrama bpt UGC11680	53

Índice de tablas

1.1. Datos de UGC11680	13
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.	31
3.2. 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 corrsponden a la versión 2.2 de los datos, DR3, usando PERL PDL para la segunda y PYTHON NumPy para la tercera.	45
3.3. Tabla de los valores estadísticos para la comparación de UGC11680 con respecto a las categorías que se indican, comenzando con la dispersión, la media el valor χ^2_ν de UGC11680 y finalmente el ajuste de su valor χ^2_ν con respecto a cada una de ellas. El orden de los valores esta dado por $ AJ(\chi^2_\nu) $ del menor a mayor que corresponderian al grado de mejor a menor ajuste de UGC11680 con respecto a las categorías indicadas. Todos los datos estadísticos se encuentran en escala logarítmica	46
B.1. Tabla de conversión entre edades para el estudio de la historia de formación estelar usada en la tesis asi como su aproximación en redshift z , usando los datos cosmologicos $\Omega_m = 0.317$, $\Omega_\Lambda = 0.683$ y $H_0 = 67.15$ km/s/Mpc (Planck Collaboration et al. 2014)	55

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.

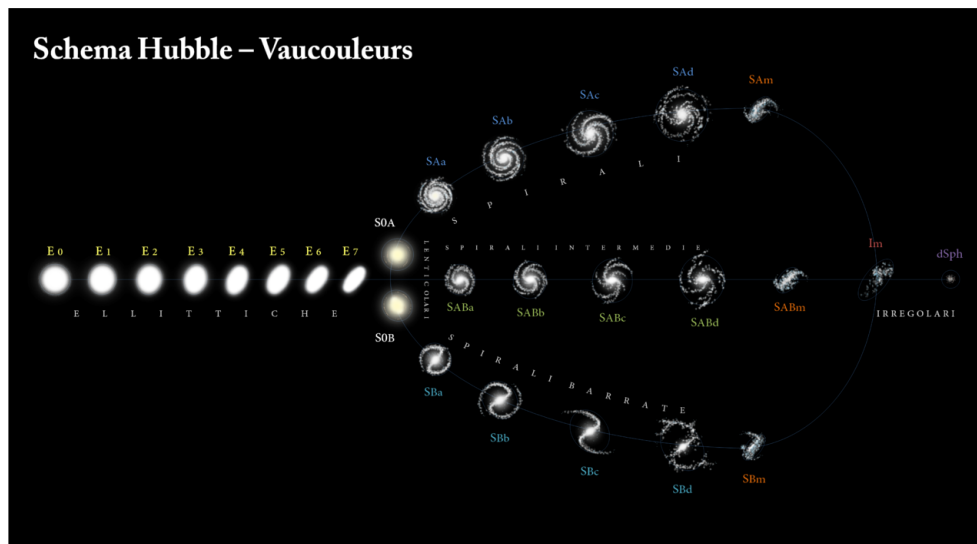


Figura 1.1: Diagrama de bifurcación mostrando la clasificación de Hubble con las modificaciones propuestas por De Vaucouleurs.

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, $n = 10 \times (a - b)/a$, 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

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.

se señalan con la letra S ; las de la rama inferior son las galaxias llamadas espirales barradas, denotadas con el acrónimo 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 como 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.

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 Galácticos” (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 una 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 finales 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 ($\sigma \sim 2000\text{-}10,000$ 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; 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 $z \sim 0.2$ se consideran cuasáres (Vanden Berk et al. 2001). Para añadir mas complejidad (o confusión), varios nombres se han propuesto en los últimos años 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 si contiene una hoyo negro con acreción en su centro y si se cumple al menos una de las siguientes características:

- Contiene una región nuclear compacta con emisión significativa, más allá de lo 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.

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 presión 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 formación 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. Submitted).

Un salto importante para entender las diferencias en las propiedades de las galaxias debido a su morfología, se produjo con la llegada del llamado *Sloan Digital Sky 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; el SDSS permitió el análisis estadístico de estas poblaciones. De esta forma se logró clasificar a una gran cantidad de galaxias en un diagrama que llamamos de color-magnitud (CMD) y este 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

¹También Conocidas equivalentemente en la literatura como *Quiescentes*

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, 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?

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 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.

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 esta 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.

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-movil, 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 ¹ 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

¹De vez en cuando usaremos la frase masa bariónica para referirnos a las simulaciones, mientras que masa estelar define a las observaciones

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 bariónico 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 super-masivo 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.

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 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) uso datos del COSMOS survey (Scoville et al. 2007) para estudiar la secuencia roja de galaxias con morfología

de disco a altos *redshifts* y concluyó 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.

UGC11680

La galaxia espiral UGC11680 pertenece al tipo de galaxias tardías que se menciona en la sección anterior. Su color rojo podría ser indicador de que ha dejado de formar estrellas y aún conservar su morfología espiral, por lo que puede ser un laboratorio para analizar el proceso que llevo a ese color.



Figura 1.2: Imagen en el óptico de UGC11680 (SDSS8).

UGC11680 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.

Objetivos

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

Aunque es solo una galaxia, los resultados de su estudio nos darán pistas para continuar resolviendo y tratando de entender la evolución galáctica 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.

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

Valores Principales	UGC11680NED01
Centroide	36.840,31.753
Redshift	0.025887
R_e (kpc)	8.189
Log Masa St sin corregir	11.337
H_α/H_β	4.052
Promedio A_v	1.092 (mag)
A_v ponderado	1.674 (mag)
SFR	4.143 (M_\odot/yr^2)
log SFR	0.617 \log_{10} (M_\odot/yr^2)
Ionización Central	sAGN > Kewley y $ EW(H_\alpha) > 6$
Velocidad Sist Gas	7771.840 km/s
Velocidad sistemica SSP	7749.618 km/s

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

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 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. Submitted).

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 UGC11680 durante su evolución.

Aunque solo se trata de una galaxia, 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.

Estructura de la tesis

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

- El primer capítulo incluye la introducción, donde incluimos los antecedentes generales del estudio de objetos extra-galactico, la definición de AGN y sus propiedades esenciales; una breve discusión sobre la bimodalidad y el estado del arte como diagrama evolutivo. Presentamos además a la galaxia UGC11680 y sus características principales.
 - En el siguiente capitulo 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 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 este parámetro.

- El capítulo final incluirá el análisis sobre la historia de formación estelar espacialmente resuelta para la galaxia UGC11680 y para diferentes tipos de galaxias, promediadas en diferentes categorías. Se compararán estas historias en base al parámetro χ^2 y esto nos indicará a que promedios se parece ó ajusta más UGC11680 con respecto a su historia de formación estelar.
- Finalmente incluimos un breve apéndice en donde se incluye por que sabemos que UGC11680 es una galaxia con AGN.

La galaxia de estudio UGC11680 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 $0.5 < R/R_e < 1.25$ y las zonas externas o las “afueras” a $1.25 < R/R_e < 2.0$.

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.

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](#)

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

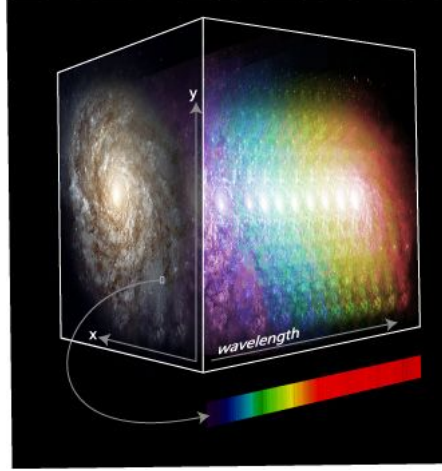


Figura 2.1: Representación esquemática de un cubo de datos.

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 son seleccionadas 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, mas 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.

Enrojecimiento por Polvo

Antes de avanzar en el estudio de las poblaciones estelares de la galaxia UGC11680, revisamos la atenuación por polvo en ella, ya que es posible que solo sea este lo que la vuelve mas roja. 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 6562.8 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

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

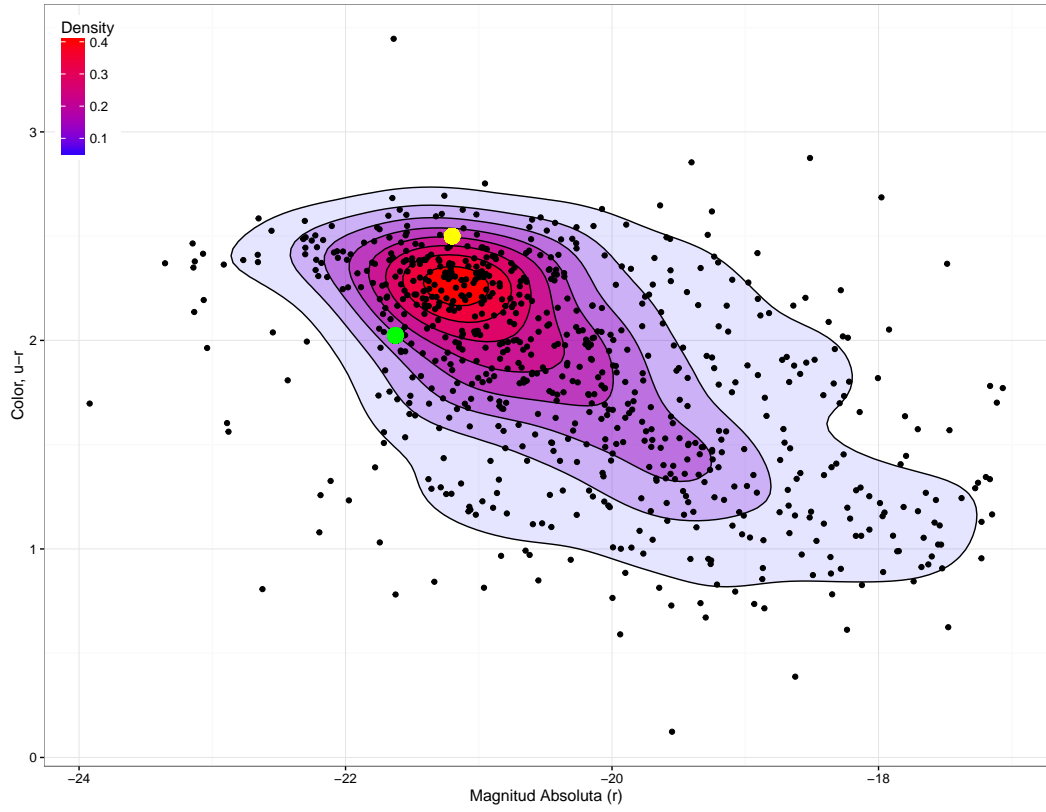


Figura 2.2: Diagrama en Color Magnitud para las galaxias de la muestra de **CALIFA**. Marcamos las posiciones de la galaxia UGC11680 por dos puntos. El punto amarillo representa a UGC11680 sin corregir por polvo y el punto verde lo muestra ya corregido. Nótese que a pesar de que el polvo la enrojece, ese enrojecimiento no es suficiente para sacarla de la secuencia roja.

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. El resultado se muestra con el diagrama de color magnitud de la Figura 2.2. La posición de UGC11680 se muestra con puntos en el diagrama y su corrección también se muestra en este. El diagrama también muestra la secuencia roja en nuestra muestra. Hay que notar que la galaxia UGC11680 perdió posición dentro de esta densidad corregida, sin embargo no es suficiente para que salga de la secuencia roja.

Esto nos da una idea de lo que esta pasando. En general, (Sánchez et al. 2012) para las galaxias de cara con morfología Sb-Scd, la extinción esta en el rango de $A_V \sim 1.3$ mag. 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 y no es suficiente para sacarla de la secuencia roja de la muestra y así lo indica la Figura 2.2. Esto ya elimina la extinción como causante de que UGC11680 se encuentre en la secuencia roja.

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 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)

$$SFR(Myr^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{H\alpha}(\text{ergs}^{-1}) \quad (2.4)$$

Para el caso de la galaxia UGC11680 la tasa de formación estelar estimada con esta relación resultó ser $\log SFR \sim 0.6 \log_{10} (M_\odot/yr^2)$ ó $SFR \sim 4.1 (M_\odot/yr^2)$.

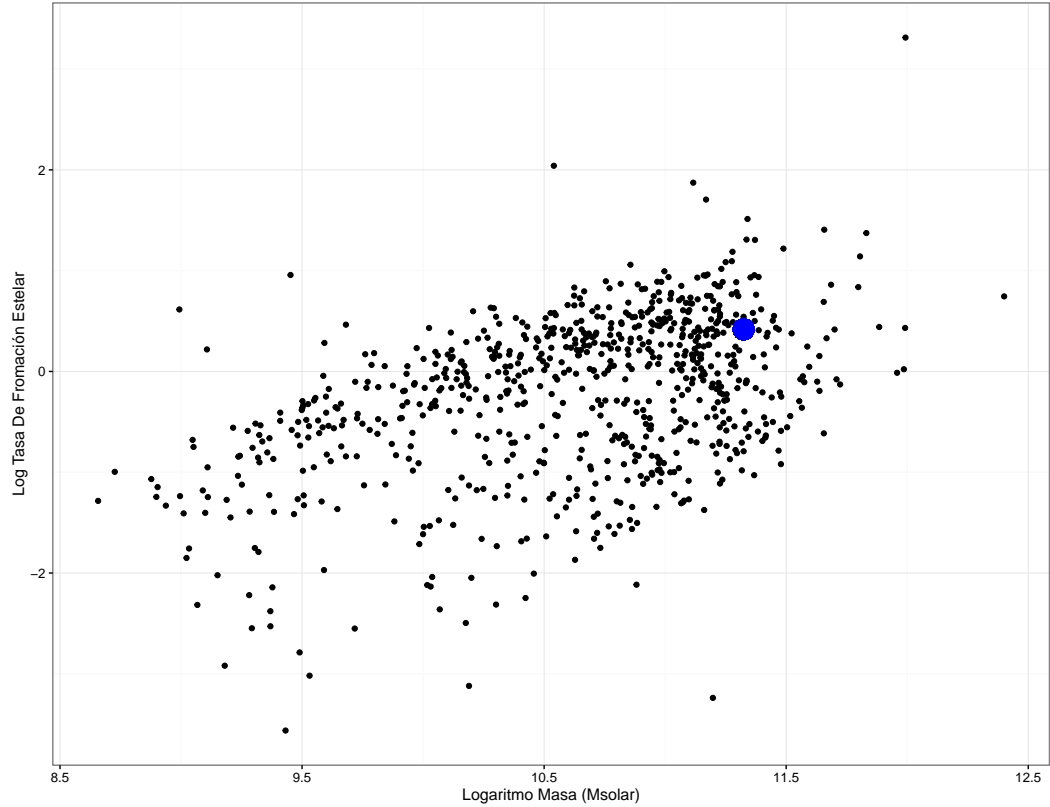


Figura 2.3: Tasa de Formación estelar con respecto a la masa estelar para la muestra de **CALIFA** en escala logarítmica. En este diagrama La posición de la galaxia UGC11680 dentro del diagrama se marca con el punto azul. En este diagrama se observa lo reportado en [Cano-Díaz et al. \(2016\)](#), la existencia de dos secuencias: la de las galaxias formadoras de estrellas y las retiradas. Nótese que la galaxia UGC11680 se encuentra debajo de la secuencia de galaxias formadoras de estrellas y sobre la secuencia de las retiradas.

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 2.3 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 UGC11680 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 2.3. 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.

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” (Courteau et al. 2014) (Ibarra-Medel, et al. Submitted).

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 la 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 Å)
- 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:

$$F_{AV}(\lambda) = \sum_i \omega_i SSP_i(\lambda) \times 10^{-4A_\lambda} \times G(\nu, \sigma) \quad (2.5)$$

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. 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 .

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 2.5, 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

$$\Sigma(X, Y) = I(X, Y) \mathbf{ML}(\mathbf{X}, \mathbf{Y}) \quad (2.6)$$

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 2.5 correspondiente a cada *spaxel*

$$SFH_{i,j} = \sum_{k=0}^{Met} f_k \omega_{i,j,k} \mathbf{ML}_k L \quad (2.7)$$

El índice i denota la posición de cada *spaxels* (el colapso azimutal en anillos normalizados al radio efectivo), j la edad de la plantilla SSP y k identifica la metalicidad de cada SSP (Se incluye la luminosidad total L 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,

$$SFH(t, R) = \sum_i f_i \omega_i(t, R) \mathbf{ML}_i L. \quad (2.8)$$

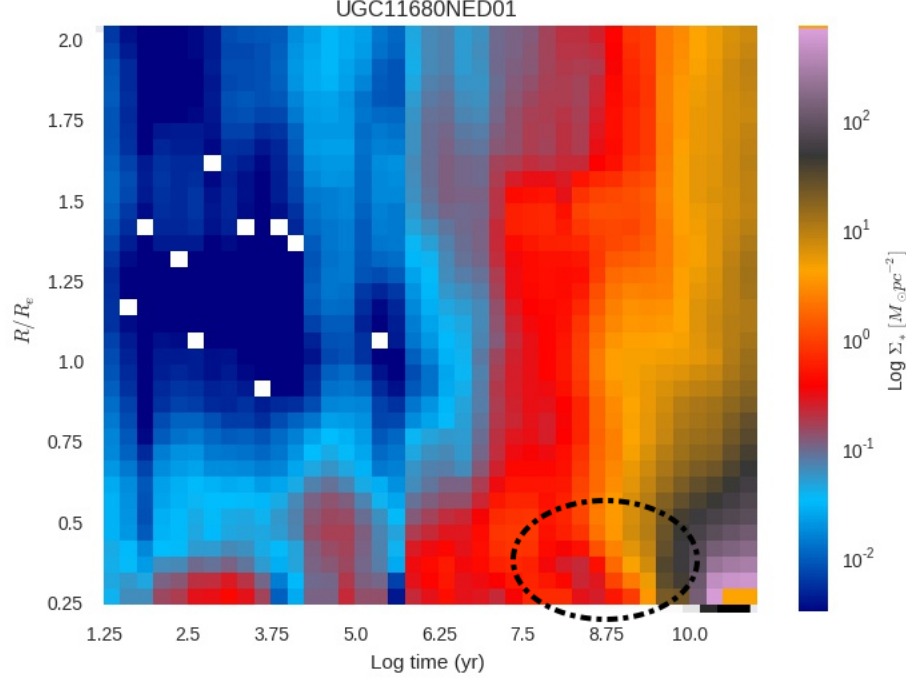


Figura 2.4: Densidad de masa estelar superficial, que define el mapa de Historia de Formación Estelar de UGC11680. Se colocó un círculo punteado alrededor de la zona que tiene un “corte” en el gradiente de color, lo que implica un apagado que corre diagonalmente desde el centro galáctico hasta recorrer las zonas externas de la misma. Este corte no se observa en los promedios que se analizarán en la siguiente sección

El resultado final, la historia de formación estelar espacialmente resuelta, dado por la densidad de masa estelar superficial o simplemente el mapa $SFH(t, R)$ para UGC11680, será el principal objeto de nuestro análisis. En la figura 2.4 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.

Aunque no los utilizaremos, es interesante lo que muestran las Figuras 2.5 y 2.6. Estas muestran los mapas de la distribución espacial en luz (banda V) y densidad superficial de masa de la galaxia UG11680 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

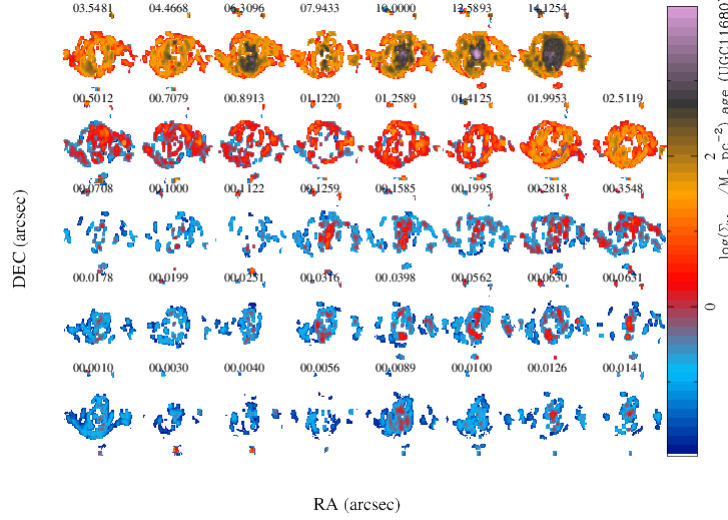


Figura 2.5: Mapas de densidad de masa estelar temporal acumulativa para UGC11680 antes de la compresión de los ejes XY . La lectura de ellos comienza en la esquina superior derecha y termina en la esquina inferior izquierda

había mas formación estelar en el centro y más en las partes externas en edades recientes.

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.

La riqueza de información de este mapa es de suma importancia y muestra claras diferencias entre galaxias o promedios de ellas; además, el mapa SFH de la Figura 2.4 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

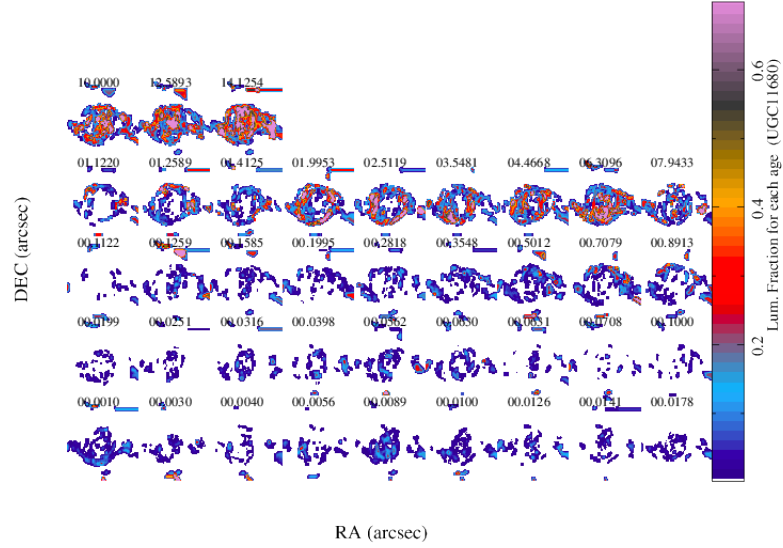


Figura 2.6: Disposición de mapas de luminosidad superficial para UGC11680 para cada SSP. Estos mapas temporales inician desde la esquina superior derecha y terminan en la esquina inferior izquierda.

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 de ensamblaje “dentro fuera” 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*). Observamos también que la galaxia ensambló prácticamente toda su masa en aproximadamente ~ 9 Gyrs. Nótese también que la galaxia tiene moderados brotes de formación estelar en su centro y cerca de sus zonas medias, y 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.

En este capítulo se mostró que el polvo no enrojece lo suficiente a esta galaxia 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 de UGC11680. En lo restante, analizaremos este mapa, comparándolo con diferentes mapas promediados, para que cualitativamente, decidamos en cual de estos encaja mejor y así dar algunas hipótesis del apagado estelar.

Análisis de Resultados

UN método para investigar que sucedió con la galaxia UGC11680, 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 viceversa. Para esto, nos interesará saber si la historia de formación estelar se parece a algún tipo de historia promediada de otras galaxias o tipos de galaxias.

Así mismo, podemos comparar con promedios de diferentes tipos de galaxias, dada la característica principal de la galaxia UGC11680: con el promedio de los AGNs tipo dos, y con promedios en categorías color-masa. Estos promedios se contrastan con la galaxia que estamos estudiando 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 $SFH(t, R)$

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.
- 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. El número de galaxias en cada categoría se muestran en la Tabla 3.1. Para cada división, se utilizó su mapa $SFH(t, R)$.

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. UGC11680 se excluyó del promedio de los AGNs, pero se incluyó en su categoría correspondiente en color-masa ($3 \leq g - r \leq 4$; $11 \leq M_\odot \leq 12$) .

Color / log Masa	$8 < M_\odot < 9$	$9 < M_\odot < 10$	$10 < M_\odot < 11$	$11 < M_\odot < 12$
$0 < (g - r) < 1$	1	1	—	—
$1 < (g - r) < 2$	8	15	18	28
$2. < (g - r) < 3$	—	63	114	67
$3 < (g - r) < 4$	—	87	70	96
$4 < (g - r) < 5$	—	—	—	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.

Promedios de los $SFH(t, R)$

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

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

Entonces, el $SFH_{cat}(t, R)$ es la suma de i — objetos en cada categoría. Por ejemplo, para el caso del grupo de AGNs, $cat=$ 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

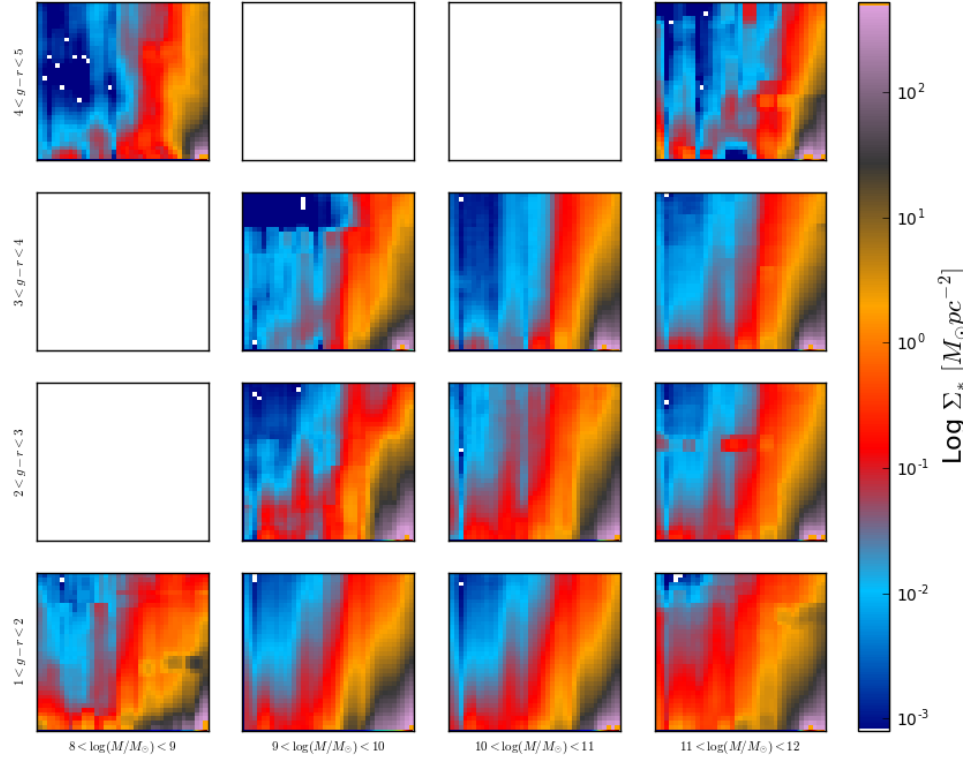
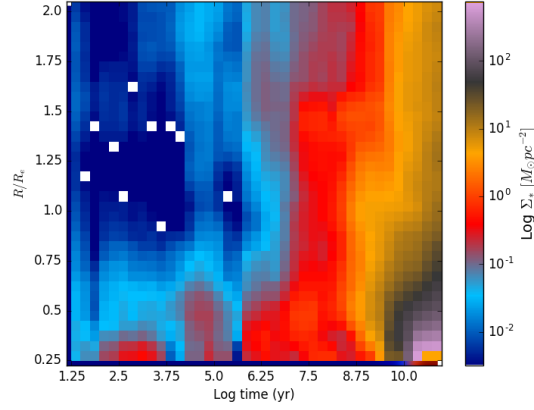
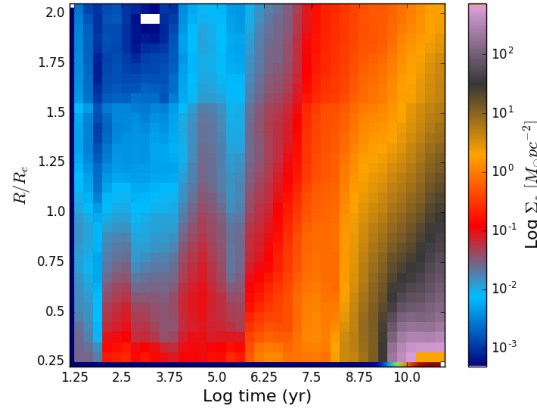


Figura 3.1: Diagrama Color-Masa para las $SFH(t, R)$ pertenecientes a su intervalo correspondiente. Cada $SFH(t, R)$ de la muestra de **CALIFA** individual fue promediado con todos los de su categoría, por lo que cada una de ellas muestra un promedio para el intervalo de color-masa correspondiente. En la esquina superior izquierda, esta 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 UG11680, mas notorio debido al escalamiento.



(a) *UGC11680*



(b) *Todos los AGNs Promediados*

Figura 3.2: Historias de Formación estelar, para UGC11680 y AGNs tipo 2. Comparando cada mapa, ya es clara la diferencia entre UGC11680 y este promedio, ya que UGC11680 muestra un abrupto cambio en su densidad de masa estelar, en forma de corte diagonal, que parte de su centro y que comienza en ~ 10 Gyrs. Nótese también en ensamblaje de dentro hacia afuera de los 3 mapas.

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. Submitted) . 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. Nótese igualmente que aunque los AGNs no muestran ese corte tan notorio como UGC11680, si muestran una evolución temporal de densidad de masa estelar más abrupto que UGC11680.

Parámetros Analizados

En esta sección obtendremos parámetros básicos para el análisis de $SFHs$ ya sean individuales o de promedios. 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) y González Delgado et al. (2016) Ibarra-Medel, et al. (Submitted) . En nuestro caso, estos parámetros son importantes ya que nos dirán si la galaxia de nuestro estudio creció de dentro hacia afuera y si detuvo su formación estelar. De esta forma, al compararla con los promedios sabremos si su comportamiento es atípico para galaxias con sus características o es algo común en el grupo seleccionado.

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

A partir del mapa SFH también 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 $PR\Sigma_*$ 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 acumuló masa a diferentes radios, desde las partes centrales hasta las afueras. Así mismo, se podría integrar la formula a todo tiempo y sacar un $PR\Sigma_*$ promedio actual para la galaxia en cuestión. Los valores esperados de esta acumulación de masa serían gradientes con pendiente negativa 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 4 épocas cosmológicas, para una comparación más sencilla.

Observamos que los AGNs tipo 2 muestran la caída típica (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 notamos que a épocas ~ 14 Gyrs tiene una acumulación de masa mayor en las partes centrales que va cayendo conforme se aproxima a sus zonas externas. Sin embargo, esta acumulación cambia su gradiente en las partes centrales tanto en ~ 12 Gyrs como en ~ 8 Gyrs. Esto nos indica que UGC11680 dejó de acumular masa en esas zonas para después tener la caída típica hacia las afueras que vuelve a cambiar en las zonas medias, para caer finalmente en las partes externas. Estos cambios se notan en $z \sim 0$ en la parte media. Esto cambios de pendiente implican que la galaxia roja efectivamente tiene a diferentes épocas momentos en que ensambla masa, pero vuelve a tener caídas de acumulación con respecto a los promedios. Algo parece regular la acumulación de masa, y que es un proceso que comienza en las partes centrales.

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

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

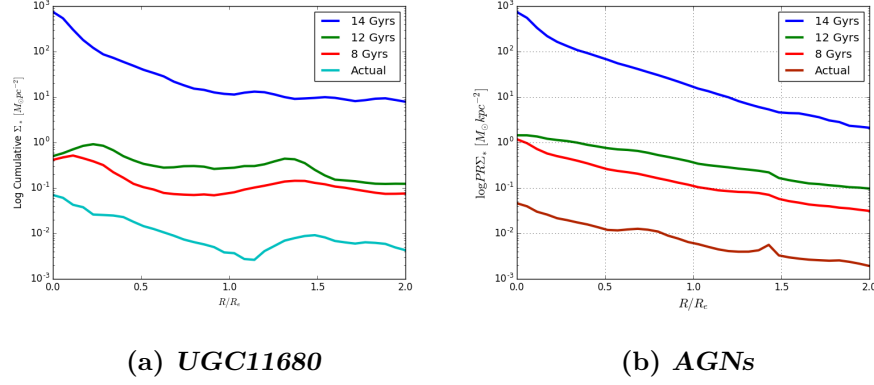


Figura 3.3: Perfil Radial de densidad de masa superficial acumulativa de UGC11680 y los AGNs tipo 2. Cada color muestra diferentes épocas, escogidas para una mejor disposición visual. El aplanamiento en el gradiente de densidad radial para la espiral roja en épocas intermedias, mientras que los AGNs mantienen un gradiente una densidad de masa estelar casi constante en su historia de formación estelar

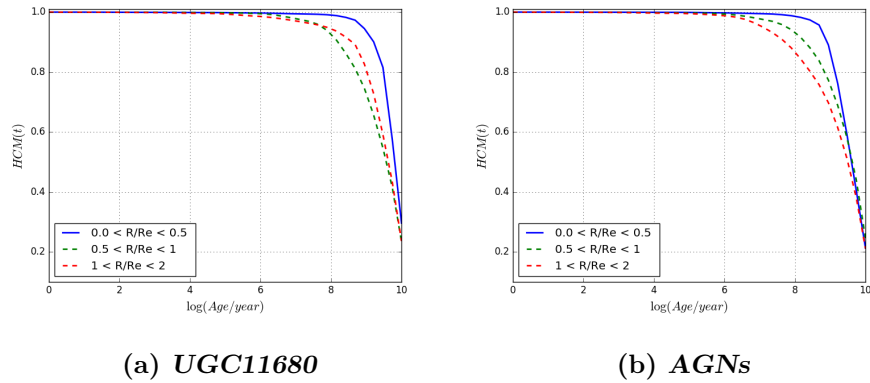


Figura 3.4: Gráfica de ensamblaje de masa acumulativa de UGC11680 y los AGNs tipo 2. La línea azul corresponde a la parte central medida por su radio efectivo, la verde a la parte media y la roja a las afueras, normalizadas a la masa actual. Aunque no es concluyente para el apagado, si lo es para demostrar que UGC11680 y los AGNs ensamblaron su masa de dentro hacia afuera.

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 3.4.

Observamos que en los dos casos ya podemos decir que para los AGNs y UGC11680 el crecimiento en todos los casos es de dentro hacia afuera dado que la línea azul que representa la parte central, tiene la pendiente más pronunciada, (Al menos desde los últimos 3-4 Gyrs) seguido por sus partes medias y terminando en sus afueras, algo observado por Pérez et al. (2013) y por Ibarra-Medel, et al. (Submitted) , por ejemplo. Obsérvese también que en los dos casos, el ensamblaje de su masa final termina en ~ 1 Myr. Sin embargo, la bondad de la escala logarítmica-temporal para determinar el crecimiento dentro-fuera, carece de detalle para saber si existió un apagado en su acumulación masa. Para eso simplemente cambiamos el tiempo a escala lineal, este cambio se muestra en la Figura 3.5.

Estas figuras ya muestran diferentes resultados según se observen los promedios ó la galaxia UGC11680. Para esta última vemos que en todo momento, la galaxia ensambla su masa desde el centro hacia afuera, es decir, un crecimiento “dentro-fuera”. Sin embargo algo sucede en épocas ~ 6 Gyrs: el ensamblaje se vuelve mas lento con respecto a las afueras, hasta que finalmente se ensambla primero la masa estelar en las afueras de la galaxia para finalmente terminar con las partes medias. Parece ser entonces que la zona media detiene (pero no completamente) su ensamblaje de masa estelar. En el caso de UGC11680, esta ensambla el 50 % de su masa estelar a ~ 4 Gyrs y finalmente el promedio de los AGNs a ~ 3 Gyrs.

Podemos decir entonces que la galaxia espiral roja, en todo momento, ensambla su masa estelar desde dentro hacia afuera, pero las partes centrales pierden intensidad en la acumulación de masa frente a las partes externas hasta que estas

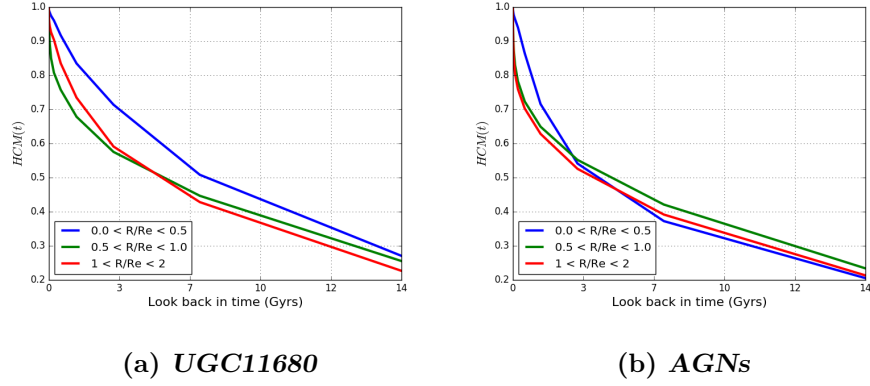


Figura 3.5: Gráfica de Ensamblaje de masa acumulativa de UGC11680 y AGNs tipo 2, con los mismos colores que la figura 3.4 pero ahora a una escala temporal lineal. Nótese que ya es evidente el apagado en formación estelar comparado con los otros promedios. Esta gráfica y la figura 3.4 ya son muestras del apagado de dentro hacia afuera de UGC11680.

ensamblan primero su masa estelar antes que las partes medias. Esto junto con el perfil radial de densidad de masa analizado en la sección anterior, así como el mapa *SFH* nos dicen que el ensamblaje de masa estelar de UGC11680 muestra que las zonas tanto centrales como medias detuvieron parcialmente su ensamblaje, aún frente los AGNs promediados. En todos los casos, el crecimiento es de dentro hacia fuera en ciertas épocas cosmológicas.

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 masa estelar con respecto al tiempo, es decir

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

El resultado de esta ecuación para distintos tiempos se muestra en la Figura 3.6. La interpretación de la gráfica es muy parecida a la de perfil radial, donde igualmente se consideran diferentes épocas cosmológicas para mayor interpreta-

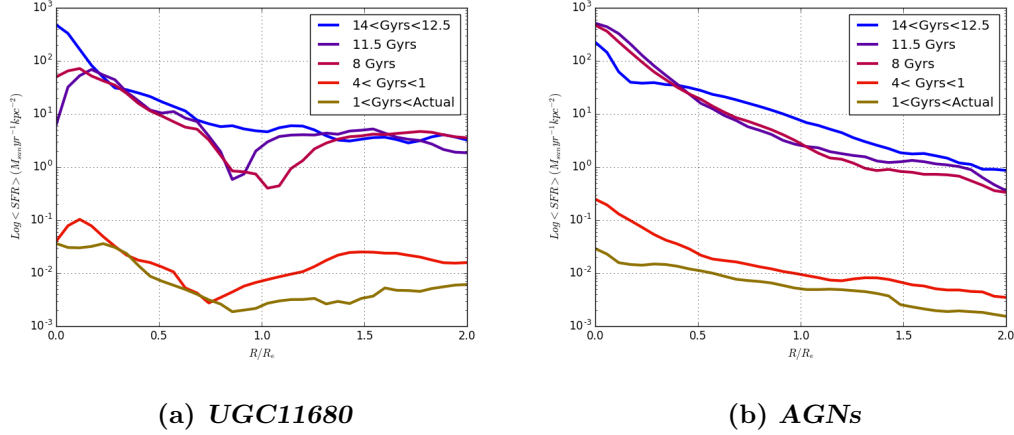


Figura 3.6: Distribución Radial de la densidad de formación estelar a diferentes edades para la galaxia de estudio, UGC11680 y los AGNs.

ción 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 de acumulación de masa, tanto radial como temporal-porcentual: UGC11680 detuvo su formación estelar comenzando en las zonas centrales (El cambio a pendiente negativa). 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, la parte central aparecen eventos secuenciales de apagado y encendido, en lugar de detener completamente la formación estelar en el caso de UGC11680, 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 que ya habían notado en los otros parámetros así como en la inspección visual.

Podemos decir que estos tres análisis combinados, ya nos dicen que el comportamiento de UGC11680 es atípico con respecto a los promedios utilizados. los perfiles radiales nos dicen que efectivamente, se detuvo la formación estelar en las partes centrales, aunque no de manera sostenida. El perfil temporal nos dice que este proceso es dentro hacia afuera. Es decir. la masa y el AGN son algo fundamental en este proceso. Ahora podemos preguntarnos, ¿Que tan atípico es con respecto a los promedios que se utilizaron? Esto nos permitirá saber si la

SFH encaja en con algún otro promedio de galaxias y por lo tanto determinar a que grupo de galaxias pertenece su historia de formación estelar.

Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν

Una vez analizados los parámetros para la galaxia UGC11680 y los diferentes promedios, podemos comparar el SFH de UGC11680 con los demás SFH 's promediados por categorías. 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 comparamos historias de formación estelar, además de que esto nos dirá (en promedio) como ha sido la evolución de ensamblaje estelar de las demás de la muestra.

Entonces para poder hacer una comparación cuantitativa entre SFH s utilizamos el parámetro χ^2_ν que representa un valor χ^2 reducido por el número de grados de libertad. 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

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

Donde n_t , n_R son las dimensiones temporales y radiales respectivamente, $SFH_{data}(t, R)$ es el flujo de la imagen a comparar (Σ_* , para los mapas SFH); $\langle SFH_{cat}(t, R) \rangle$ es el mapa promedio definido anteriormente y finalmente $\sigma(t, R)_{cat}^2$ es el mapa de dispersión de los datos por cada categoría definido como

$$\sigma(t, R)^2 = \frac{1}{m-1} \sum_{i=1}^m [SFH_i(t, R) - \langle SFH_{cat}(t, R) \rangle]^2. \quad (3.7)$$

Una vez definido el parámetro χ^2_ν lo usamos para definirlo en 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 3.7 que es el caso de la distribución de las

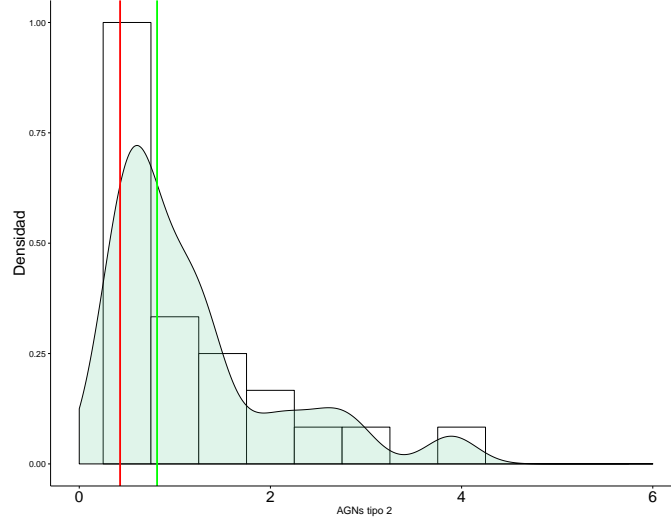


Figura 3.7: Distribuciones χ^2_ν los AGNs tipo 2 en la muestra. La línea roja corresponde a la χ^2_ν de UGC11680 con respecto a la categoría señalada. La línea verde corresponde a la media de la distribución para esta categoría

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 3.8, donde como en el caso anterior, se representa la χ^2_ν de UGC11680 con una línea roja y la media con una línea verde. 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.

Ajuste de $\chi^2_{UGC11680}$ con respecto a las Distribuciones Categóricas

Como se mencionó anteriormente, la idea principal es buscar un ajuste de UGC11680 con respecto a cada χ^2_ν de las categorías de la muestra tal que nos diga a que categoría se “parece” o ajusta mejor en su historia de formación estelar. Esto implicaría historias de formación estelar comunes para las categorías que ajustan mejor con nuestra galaxia. Observamos entonces que en la Figura 3.8 al ser χ^2_ν una

3.4 Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν

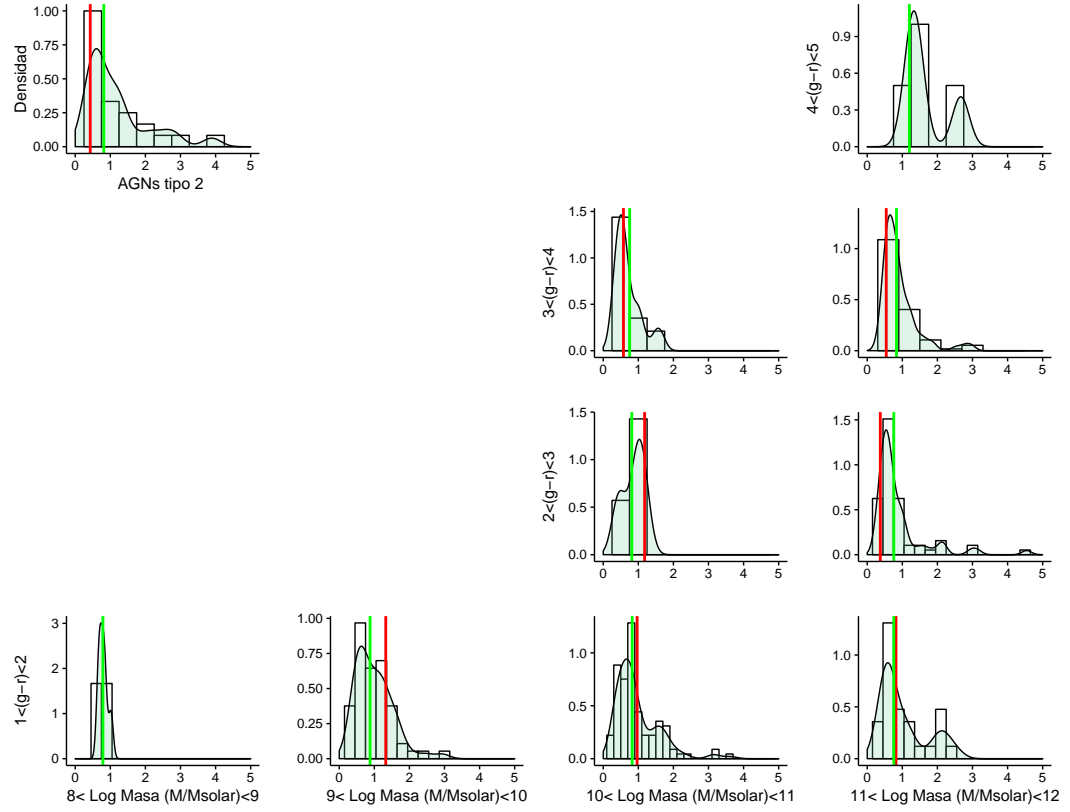


Figura 3.8: Representación del Diagrama Color-Masa con las distribuciones χ^2_ν pertenecientes a su intervalo correspondiente. Cada distribución χ^2_ν de la muestra de **CALIFA**. La línea roja es la χ^2_ν de UGC11680 para cada una de su categoría y la línea verde corresponde a la media de las distribuciones. En la esquina superior izquierda se colocaron las χ^2_ν de los AGNs tipo 2 como referencia

3.4 Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν

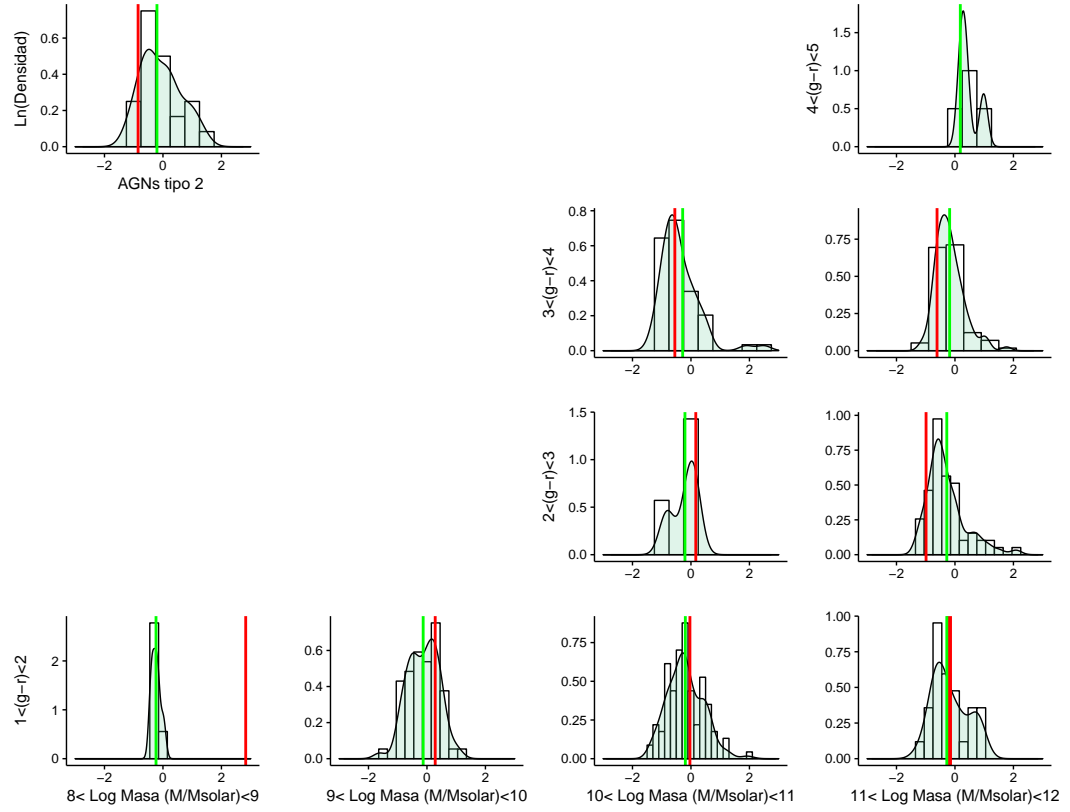


Figura 3.9: Diagrama Log-Normal para las distribuciones Color-Masa de las χ^2_ν pertenecientes a su intervalo correspondiente. La línea roja es la Log-Normal χ^2_ν de UGC11680 para cada una de su categoría y la línea verde corresponde a la media Log-Normal de las distribuciones. En la esquina superior izquierda se colocaron las Log-Normal χ^2_ν para los AGNs tipo 2 para referencia

distribución no simétrica por construcción, el máximo no coincide necesariamente con la media de los datos. Además, la dispersión es un valor que oscila para cada categoría, por lo que para definir un ajuste que dependa de la media y su dispersión, consideramos que la distribución χ^2_ν que construimos es una aproximación a la distribución Log-Normal, por lo que a todos los valores χ^2_ν los escalamos tomando el logaritmo a cada uno de ellos. El resultado de estas distribuciones logarítmicas se muestran en la Figura 3.9, donde la χ^2_ν de UGC11680 es la línea roja y la media la línea verde. Los rangos de las distribuciones son los mismos para todas las figuras. Debido a la transformación, obtenemos una distribución cuasi-Gaussiana para cada categoría y esto ya nos permitirá definir un ajuste con respecto a valores conocidos de una distribución normal. Teniendo en cuenta esto, para determinar a qué categoría se asemeja más el mapa *SFH* de UGC11680 comparamos ahora los valores de χ^2_ν en escala logarítmica con respecto a la χ^2_ν de UGC11680, normalizados a la dispersión logarítmica de los datos por categoría. Definimos entonces el ajuste de UGC11680 con respecto a estas como

$$AJ(\chi^2_\nu) = \frac{\ln(\chi^2_{UGC11680}) - \ln(\chi^2_{cat})}{\sigma_{\ln(\chi^2_{cat})}} \quad (3.8)$$

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 3.2

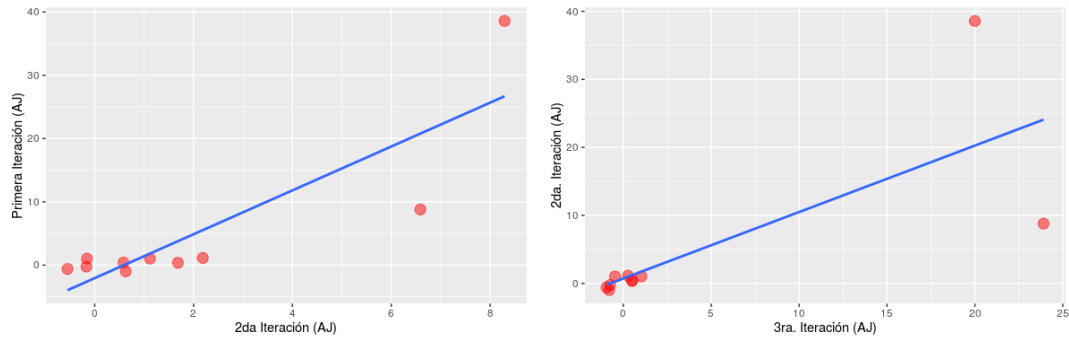


Figura 3.10: Correlación entre las diferentes iteraciones para calcular el valor de ajuste $|AJ(\chi^2_\nu)|$ para la χ^2_ν de UGC11680 con respecto a los promedios de cada categoría. Nótese que la dispersión para los valores mas grandes con respecto a la galaxia UGC11680 corresponden también a una χ^2_ν grande, por lo que estos valores son de poca importancia estadística dentro del análisis.

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 3.2: Valores para el ajuste $AJ(\chi^2_\nu)$ en tres diferentes iteraciones, utilizando mismo algoritmo pero en dos lenguajes de programación diferentes (PERL y PYTHON). 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.

Observando los valores de la tabla 3.2 aunque son del orden entre las diferentes categorías lo que se muestra en la figura 3.10 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 3.10 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 si mismo, este ajuste no es tan significativo como los obtenidos para las otras categorías.

3.4 Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν

Técnicamente hablando, no podemos afirmar cual valor es el correcto para las iteraciones del 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 3.3. 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	$\sigma_{\ln \chi^2_\nu}$	$< \ln(\chi^2_{cat}) >$	$\ln \chi^2_{UGC11680}$	$ AJ(\chi^2_\nu) $
$(10 < \log M_\odot < 11)_{3 < g-r < 4}$	0.712	-0.283	-0.551	0.226
AGNs	0.540	-0.205	0.445	0.469
$(10 < \log M_\odot < 11)_{1 < g-r < 2}$	0.608	-0.192	-0.035	0.495
$(10 < \log M_\odot < 12)_{2 < g-r < 3}$	0.596	-0.205	0.058	0.508
$(11 < \log M_\odot < 12)_{3 < g-r < 4}$	0.501	-0.181	-0.612	0.599
$(11 < \log M_\odot < 12)_{2 < g-r < 3}$	0.648	-0.278	-0.988	0.798
$(9 < \log M_\odot < 10)_{1 < g-r < 2}$	0.528	-0.129	0.282	1.035
$(11 < \log M_\odot < 12)_{1 < g-r < 2}$	0.606	-0.278	-0.199	1.139
$(11 < \log M_\odot < 12)_{4 < g-r < 5}$	0.503	0.183	11.55	8.792
$(8 < \log M_\odot < 9)_{1 < g-r < 2}$	0.157	-0.237	2.83	19.997

Tabla 3.3: Tabla de los valores estadísticos para la comparación de UGC11680 con respecto a las categorías que se indican, comenzando con la dispersión, la media el valor χ^2_ν de UGC11680 y finalmente el ajuste de su valor χ^2_ν con respecto a cada una de ellas. El orden de los valores esta dado por $|AJ(\chi^2_\nu)|$ del menor a mayor que corresponderian al grado de mejor a menor ajuste de UGC11680 con respecto a las categorías indicadas. Todos los datos estadísticos se encuentran en escala logarítmica

Antes de interpretar los valores obtenidos, debemos recordar que estamos com-

parando historias de formación estelar por medio del mapa SFH , por lo que un parecido entre promedios por categorías y UGC11680 es un parecido en este contexto, de como los promedios de historia de formación estelar estudiadas de la muestra de **CALIFA** y separadas por categorías coinciden con la galaxia espiral roja. De esta forma, con los valores de la tabla podemos Observamos el orden en que ajusto mejor la galaxia UGC11680:

- El mejor ajuste resulto ser para las galaxias rojas y masivas correspondientes a la categoría a la que pertenece UGC11680 $\sim 10^{10} \log M_\odot$, $3 < \text{color} < 4$, esto nos indicaría que UGC11680 ajusta en su historia de formación estelar con las de su categoría.
- El segundo mejor ajuste corresponde a el grupo de los AGNs. Esto nos indicaría que el AGN de alguna forma influye o altera la formación estelar, al menos para las galaxias de la muestra.
- El tercer y cuarto mejor ajuste corresponde al grupo de de galaxias de masa intermedia, que se encuentran en el valle verde ($10 < \log M_\odot < 11$ color $1 < g - r < 2$) y ($10 < \log M_\odot < 11$ color $2 < g - r < 3$). Este resultado es interesante ya que la galaxia aun siendo de color rojo en el óptico, coincide en formación estelar con las galaxias en la llamada zona de transición.
- Por último, los últimos mejores ajustes corresponden a las galaxias más masivas y rojas masivas comenzando por las mas rojas ($10 < \log M_\odot < 11$) color $3 < g - r < 4$) seguidas por las menos rojas que las nteriores ($11 < \log M_\odot < 12$ color $2 < g - r < 3$).

Los demás valores del ajuste corresponden a las galaxias que menos encajan con UGC11680, que en general son las galaxias que estan en la nube azul, ya sean masivas o no, asi como las galaxias mas masivas y rojas de toda la muestra, que aunque contiene pocos objetos, la discrepancia es demasiada como para ser estadisticamente relevante. Podríamos decir que el ajuste en historia de formación estelar de UGC11680 coincide con las de su categoría, las galaxias de masa intermedia en el rango del color rojo, los AGNs tipo 2, las galaxias de masa intermedia en la zona de transición conocida como el valle verde y finalmente a las galaxias masivas en los límites entre la secuencia roja y la zona de transición. Los demás ajustes se alejan de un valor relevante para el estudio de la galaxia por lo que su valor no nos indican alguna semejanza en historia de formación estelar para que pueda considerarse como un “parecido” dentro de la definición que hemos estado manejando. Estos resultados ya nos indican que UGC11680 es una galaxias peculiar, en donde el AGN y su masa juegan un papel importante

3.4 Comparación y ajuste usando la distribución χ^2_ν

y que fueron determinantes para detener la formación estelar desde dentro hacia afuera, empezando a épocas cosmológicas tempranas (~ 9 Gyrs).

Conclusiones

Basados en los resultados en las secciones anteriores, podemos describir la historia de formación estelar de UGC11680 como sigue: los primeros resultados, el mapa *SFH* de la Figura 2.4 nos muestran un apagado de formación estelar en las zonas centrales de esta galaxia ya que el gradiente temporal de su densidad de masa superficial tiene un cambio abrupto a edades tempranas, en forma de corte, y conforme se avanza a edades cosmológicas actuales este corte corre diagonalmente, lo que implica un apagado en formación a radios más grandes y por lo tanto a zonas más externas.

El perfil de densidad de masa radial a diferentes tiempos de la Figura 3.3 nos indica que en efecto, el apagado es interno (cambio en gradientes), comparado con promedios de diferentes tipos de galaxias. El ensamblaje de masa además se comporta en UGC11680 con lo encontrado en trabajos anteriores (Pérez et al. 2013) y como se muestra en la Figura 3.4. Por lo tanto, la galaxia acumuló masa de dentro hacia afuera y el apagado comienza internamente, lo que también se muestra en su tasa de formación estelar temporal.

En todos los casos, el registro fósil señala crecimiento dentro-fuera y apagado de la misma forma, además de gradientes radiales que señalan que las partes internas tienen procesos que detienen este proceso de acumulación de masa estelar. Los promedios en cambio, muestran ensamblajes encontrados en otros trabajos Pérez et al. (2013) (Ibarra-Medel, et.al. (Submitted)).

Los promedios de la Figura 3.1 muestran también que la masa 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 de la Figura 3.8 y los resultados de la tabla 3.3 que UGC11680 encaja con las galaxias rojas y de masa intermedia (las galaxias con masa $\sim 10^{10} M_{\odot}$, con colores entre $3 < g - r < 4$), con el grupo de AGNs, las galaxias de masa intermedia en el valle verde ($\sim 10^{10} M_{\odot}$, con colores entre $1 < g - r < 2$ y $2 < g - r < 3$) y las galaxias masivas en el valle verde ($\sim 10^{11} M_{\odot}$ colores entre $2 < g - r < 3$).

Estos resultados son interesantes ya que entonces tenemos evidencia espacialmente resuelta de que UGC11680, siendo una galaxia espiral roja, ensambló su masa de dentro hacia afuera, con un apagado abrupto de la misma forma y que su historia de formación estelar es parecida o coincide mejor con galaxias de su masa y color, pero tambien con galaxias con AGN asi como las que se encuentran en el valle verde.

También es interesante notar que el ajuste de la sección de comparación por medio de la distribución χ^2_{ν} la masa parece ser un factor importante para que UGC11680 ensamblara y apagara su formación estelar rapidamente, ya que comienza con un ajuste con las galaxias de masa intermedia, seguidas de las galaxias más masivas, lo que nos indica que la masa es determinante en la formación y posterior ensamblaje de UGC11680, algo encontrado en trabajos anteriores para galaxias de la muestra de **CALIFA** (Pérez et al. 2013).

Esto claro, no implica que sólo el AGN haya contribuido para el apagado de la formación estelar de UGC11680, sino que pudo iniciarlo para que procesos seculares como alguna interacción no violenta ó algún otro proceso físico haya continuado con el proceso, debido a que la galaxia siguió formando estrellas, pero a una tasa baja, lo que la colocó debajo de las galaxias SF pero sobre las galaxias retiradas de la Figura 2.3.

Finalmente, por el análisis en la sección de poblaciones estelares, podemos excluir el polvo como causante de su color UGC11680: entonces, debido al apagado rápido en formación estelar desde dentro hacia afuera, la galaxia pasó por el valle verde y se situó en su posición dentro de la secuencia roja sólo por formación estelar promedio que mide el diagrama color-magnitud. Esto nos indica que UGC11680 es una galaxia peculiar con un ensamblaje de masa de dentro hacia afuera y que su color en el óptico resulta de una combinación de procesos internos de apagado abrupto en las zonas centrales, aunque sus poblaciones espacialmente resueltas indican que este apagado no fue total, sino de alguna forma regulado desde dentro hacia afuera, ya que la galaxia continua formando estrellas aunque a una tasa baja a diferentes épocas cosmológicas en 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.

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 primeros 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

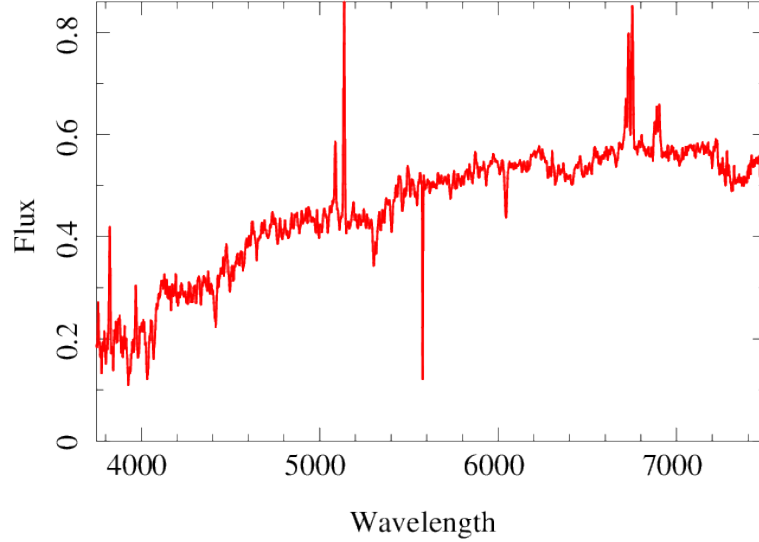


Figura A.1: Espectro en el óptico de la region central de UGC11680 sacado directamente de su cubo de datos, en **CALIFA**. Las longitudes de onda están en sus valores en el marco de referencia del laboratorio. Notese la ausencia de componentes de líneas anchas y las líneas prohibidas del oxígeno ($[\text{O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

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

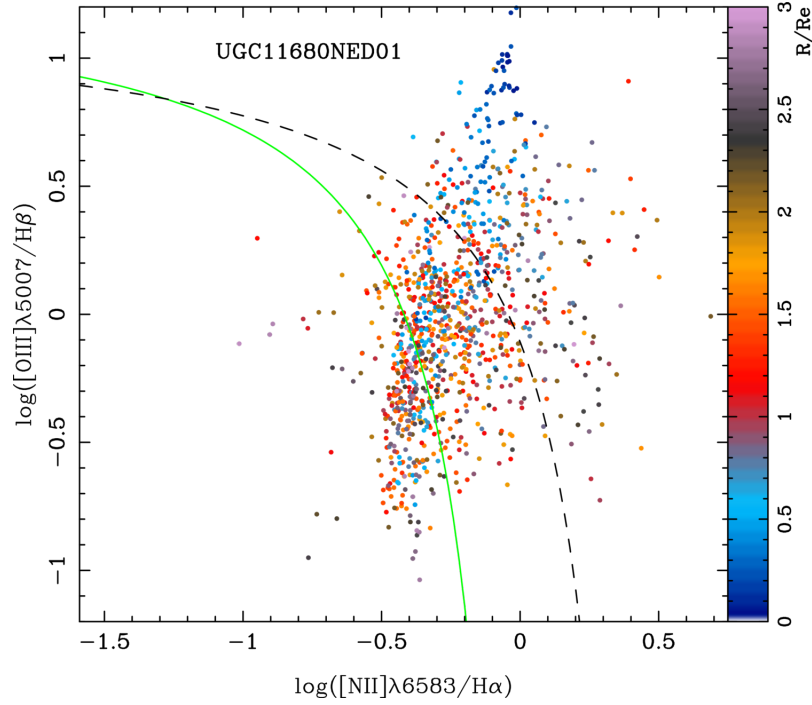


Figura A.2: Diagrama BPT de UGC11680, usando las líneas ya corregidas de $[\text{O III}]\lambda 5007/H\beta$ vs. $[\text{N II}]\lambda 6583/H\alpha$. Los puntos azules indican zonas galactrocentricas amarillas a rojas la zona media y moradas las afueras. La line solida representa un modelo de region 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 linea 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.

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.

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 B.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

- Antonucci, R. 1993, ARA&A, 31, 473 [4](#)
- Baade, W. 1957, The Observatory, 77, 165 [23](#)
- Baldry, I. K., Glazebrook, K., Brinkmann, J., et al. 2004, ApJ, 600, 681 [5](#)
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., & Terlevich, R. 1981, PASP, 93, 5 [51](#)
- Bamford, S. P., Rojas, A. L., Nichol, R. C., et al. 2008, MNRAS, 391, 607 [10](#)
- Barnes, J. E., & Hernquist, L. 1996, ApJ, 471, 115 [6](#)
- Barrera-Ballesteros, J. K., García-Lorenzo, B., Falcón-Barroso, J., et al. 2015, A&A, 582, A21 [12](#)
- Bell, E. F., Wolf, C., Meisenheimer, K., et al. 2004, ApJ, 608, 752 [6](#)
- Bluck, A. F. L., Mendel, J. T., Ellison, S. L., et al. 2014, MNRAS, 441, 599 [8](#)
- Boselli, A., & Gavazzi, G. 2006, PASP, 118, 517 [7](#)
- Brinchmann, J., Charlot, S., White, S. D. M., et al. 2004, MNRAS, 351, 1151 [7](#)
- Brinchmann, J., & Ellis, R. S. 2000, ApJ, 536, L77 [12](#)
- Bundy, K., Scarlata, C., Carollo, C. M., et al. 2010, ApJ, 719, 1969 [10](#)
- Bundy, K., Bershad, 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 [51](#)
- 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 [7](#), [21](#), [22](#)
- Cappellari, M., McDermid, R. M., Alatalo, K., et al. 2012, *Nature*, 484, 485 [13](#)
- Cattaneo, A., Dekel, A., Devriendt, J., Guiderdoni, B., & Blaizot, J. 2006, *MNRAS*, 370, 1651 [7](#)
- Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., Storch-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 [13](#), [23](#), [26](#), [28](#), [34](#)
- Cortese, L., Ciesla, L., Boselli, A., et al. 2012, *A&A*, 540, A52 [10](#)
- Courteau, S., Cappellari, M., de Jong, R. S., et al. 2014, *Reviews of Modern Physics*, 86, 47 [22](#)
- 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 [7](#), [9](#)
- de Vaucouleurs, G. 1961, *ApJS*, 5, 233 [2](#), [5](#)
- Dekel, A., & Birnboim, Y. 2006, *MNRAS*, 368, 2 [7](#)
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 748 [6](#)
- Elbaz, D., Daddi, E., Le Borgne, D., et al. 2007, *A&A*, 468, 33 [7](#)
- Faber, S. M., Willmer, C. N. A., Wolf, C., et al. 2007, *ApJ*, 665, 265 [6](#), [7](#)
- Fabian, A. C., Celotti, A., & Erlund, M. C. 2006, *MNRAS*, 373, L16 [9](#)
- Falcón-Barroso, J., Sánchez-Blázquez, P., Vazdekis, A., et al. 2011, *A&A*, 532, A95 [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., & Koeckemoer, A. 2012, *ApJ*, 759, 67 [7](#)
- González Delgado, R. M., Pérez, E., Cid Fernandes, R., et al. 2014, *A&A*, 562, A47 [18](#)
-

- González Delgado, R. M., Cid Fernandes, R., Pérez, E., et al. 2016, ArXiv e-prints, arXiv:1603.00874 [34](#)
- Gunn, J. E., & Gott, III, J. R. 1972, ApJ [7](#)
- Haines, C. P., Pereira, M. J., Smith, G. P., et al. 2015, ApJ, 806, 101 [7](#)
- Hasinger, G., Cappelluti, N., Brunner, H., et al. 2007, ApJS, 172, 29 [7](#)
- Heckman, T. M., Kauffmann, G., Brinchmann, J., et al. 2004, ApJ, 613, 109 [8](#)
- Hewitt, A., & Burbidge, G. 1991, ApJS, 75, 297 [12](#)
- Hopkins, P. F., Hernquist, L., Cox, T. J., et al. 2006, ApJS, 163, 1 [7](#)
- Hubble, E. P. 1936, Realm of the Nebulae [1](#), [2](#)
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., De Lucia, G., et al. 2006, MNRAS, 367, 1394 [6](#), [8](#), [12](#)
- Kauffmann, G., Heckman, T. M., White, S. D. M., et al. 2003, MNRAS, 341, 33 [6](#), [7](#), [52](#)
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, ARA&A, 36, 189 [8](#), [20](#)
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, ApJ, 556, 121 [52](#)
- Klimanov, S. A., & Reshetnikov, V. P. 2001, A&A, 378, 428 [12](#)
- Kong, X., Zhou, X., Chen, J., et al. 2000, AJ, 119, 2745 [12](#)
- Lintott, C. J., Schawinski, K., Slosar, A., et al. 2008, MNRAS, 389, 1179 [10](#)
- Maller, A. H., Berlind, A. A., Blanton, M. R., & Hogg, D. W. 2009, ApJ, 691, 394 [10](#)
- Martig, M., Bournaud, F., Teyssier, R., & Dekel, A. 2009, ApJ, 707, 250 [7](#)
- Martin, D. C., Small, T., Schiminovich, D., et al. 2007, ApJS, 173, 415 [7](#)
- Martins, F., Schaerer, D., & Hillier, D. J. 2005, A&A, 436, 1049 [23](#)
- Masters, K. L., Mosleh, M., Romer, A. K., et al. 2010, MNRAS, 405, 783 [10](#), [11](#)
- Mendez, A. J., Coil, A. L., Lotz, J., et al. 2011, ApJ, 736, 110 [7](#)
-

- Moore, B., Katz, N., Lake, G., Dressler, A., & Oemler, A. 1996, *Nature*, 379, 613 [7](#)
- Moustakas, J., & Kennicutt, Jr., R. C. 2006, *ApJS*, 164, 81 [12](#)
- Nandra, K., Georgakakis, A., Willmer, C. N. A., et al. 2007, *ApJ*, 660, L11 [7](#)
- Noeske, K. G., Faber, S. M., Weiner, B. J., et al. 2007, *ApJ*, 660, L47 [7](#)
- Osterbrock, D. E. 1989, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei* [18](#), [51](#)
- Peng, Y.-j., Lilly, S. J., Kovač, K., et al. 2010, *ApJ*, 721, 193 [7](#)
- Pérez, E., Cid Fernandes, R., González Delgado, R. M., et al. 2013, *ApJ*, 764, L1 [5](#), [14](#), [18](#), [34](#), [37](#), [49](#), [50](#)
- Pérez-González, P. G., Rieke, G. H., Villar, V., et al. 2008, *ApJ*, 675, 234 [12](#), [34](#)
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014, *A&A*, 566, A54 [VII](#), [15](#), [55](#)
- Richards, G. T. 2006, *ArXiv Astrophysics e-prints*, astro-ph/0603827 [3](#)
- Robaina, A. R., Hoyle, B., Gallazzi, A., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 3006 [11](#)
- 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 [7](#)
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161 [23](#)
- Sánchez, S. F., Jahnke, K., Wisotzki, L., et al. 2004, *ApJ*, 614, 586 [7](#)
- Sánchez, S. F., Kennicutt, R. C., Gil de Paz, A., et al. 2012, *A&A*, 538, A8 [12](#), [13](#), [16](#), [20](#), [24](#)
- Sánchez, S. F., Rosales-Ortega, F. F., Jungwiert, B., et al. 2013, *A&A*, 554, A58 [20](#)
- Sánchez, S. F., Pérez, E., Sánchez-Blázquez, P., et al. 2015, *ArXiv e-prints*, arXiv:1509.08552 [23](#), [25](#)
- . 2016, *ArXiv e-prints*, arXiv:1602.01830 [23](#), [24](#)
- Sánchez-Blázquez, P., Gorgas, J., Cardiel, N., & González, J. J. 2006, *A&A*, 457, 787 [23](#)
-

- Sánchez-Blázquez, P., Rosales-Ortega, F. F., Méndez-Abreu, J., et al. 2014, *A&A*, 570, A6 [12](#), [14](#)
- Santini, P., Rosario, D. J., Shao, L., et al. 2012, *A&A*, 540, A109 [3](#)
- Schawinski, K., Urry, C. M., Simmons, B. D., et al. 2014, *MNRAS*, 440, 889 [8](#)
- Schiminovich, D., Wyder, T. K., Martin, D. C., et al. 2007, *ApJS*, 173, 315 [7](#)
- Scoville, N., Aussel, H., Brusa, M., et al. 2007, *ApJS*, 172, 1 [10](#)
- Seyfert, C. K. 1941, *PASP*, 53, 231 [51](#)
- Silverman, J. D., Green, P. J., Barkhouse, W. A., et al. 2008, *ApJ*, 679, 118 [7](#)
- Singh, R., van de Ven, G., Jahnke, K., et al. 2013, *A&A*, 558, A43 [12](#)
- 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 [5](#)
- Thean, A., Pedlar, A., Kukula, M. J., Baum, S. A., & O’Dea, C. P. 2000, *MNRAS*, 314, 573 [12](#)
- Toomre, A., & Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623 [7](#)
- Tran, H. D. 2003, *ApJ*, 583, 632 [12](#)
- Urry, C. M., & Padovani, P. 1995, *PASP*, 107, 803 [4](#)
- van den Bergh, S. 1976, *IAU Circ.*, 2952 [9](#)
- 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 [23](#)
- Veilleux, S., & Osterbrock, D. E. 1987, *ApJS*, 63, 295 [51](#)
- Verheijen, M. A. W., Bershady, M. A., Andersen, D. R., et al. 2004, *Astronomische Nachrichten*, 325, 151 [17](#)
- Walcher, C. J., Wisotzki, L., Bekeraitė, S., et al. 2014, *A&A*, 569, A1 [17](#)
- Weinmann, S. M., Kauffmann, G., van den Bosch, F. C., et al. 2009, *MNRAS*, 394, 1213 [7](#)
- Wolf, C., Aragón-Salamanca, A., Balogh, M., et al. 2009, *MNRAS*, 393, 1302 [10](#)
-

BIBLIOGRAFÍA

Wyder, T. K., Martin, D. C., Schiminovich, D., et al. 2007, ApJS, 173, 293 [7](#)

York, D. G., Adelman, J., Anderson, Jr., J. E., et al. 2000, AJ, 120, 1579 [1](#), [5](#)