



VICERRECTORÍA DE INVESTIGACIÓN Y POSTGRADO
DIRECCIÓN DE POSTGRADOS Y POSTÍTULOS

FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE ASTRONOMÍA

**Corrientes estelares en simulaciones de galaxias
similares a la Vía Láctea**

Tesis presentada para optar al Grado Académico de Magíster en Astronomía.
--

AUTOR: ALEX DANIEL VERA CASANOVA

LA SERENA, CHILE, ABRIL 2021

CONSTANCIA

Don

HACE CONSTAR:

Que el trabajo correspondiente a la presente Tesis de Magíster, titulada “Corrientes estelares en simulaciones de galaxias similares a la Vía Láctea”, ha sido realizada por Don Alex Daniel Vera Casanova, bajo mi dirección.

Para que conste y en cumplimiento de las normativas vigentes de la Universidad de la Serena, Chile, firmo el presente documento en La Serena, Chile, Abril de 2021

**TESIS PARA OPTAR AL GRADO DE MAGÍSTER EN
ASTRONOMÍA**

TÍTULO: CORRIENTES ESTELARES EN SIMULACIONES DE
GALAXIAS SIMILARES A LA VÍA LÁCTEA

PRESENTADA POR: ALEX DANIEL VERA CASANOVA

DIRECTOR DE TESIS : FACUNDO ARIEL GÓMEZ

CO-DIRECTORA DE TESIS : ANTONELA MONACHESI

TRIBUNAL CALIFICADOR

El tribunal de tesis, conformado por:

PRESIDENTE :

MIEMBROS DEL TRIBUNAL: *

*

*

ACUERDAN OTORGARLE LA CALIFICACIÓN DE:

La Serena, Chile, **Abril de 2021**

“Sigán ustedes sabiendo que mucho más temprano que tarde, de nuevo se abrirán las grandes alamedas, por donde pase el hombre libre, para construir una sociedad mejor. ” - Salvador Allende

AGRADECIMIENTOS

Creo firmemente en que pude llegar a este punto por todas las experiencias que sucedieron y las personas que conocí. Dicho esto pretendo ser breve, preciso y conciso. No hay favoritismos en el orden. Aunque se dice que siempre el de arriba tiene preferencias, aunque nadie cree en dichos de lugares con mucha diferencia horaria. Probablemente no nombre a todos porque como siempre hago estas a ultima hora, así que no piensen que los olvide aunque si lo hice.

En primer lugar, quiero dedicar esta Tesis a mi familia, mis padres y hermanos que confiaron en mi por tantos años entregándome apoyo y comprensión a pesar de la distancia y la poca presencia, para mi siempre son importantes aunque no los pueda ver tan seguido, tampoco es que quiera pero se entiende. Para ustedes wns ridículos, ‘el que la raja, el que la rompe y el sucio’. Hicieron que cualquier momento difícil fuera opacado por una gran amistad y alcohol. Siempre quedara el recuerdo de *‘la cochiná’*. Un especial gracias al sucio por haberme ayudado al principio de este proyecto, olvidarse después y llegar al final, un clásico. Los cabros compartimos muchos buenos momentos, aunque ahora estemos separados se sabe que la amistad queda. Quiero agradecer a amigos que me conocí en la licenciatura y magíster, a pesar que no todos sigamos el mismo camino, nadie quitara el sufrimiento vivido juntos, compañeros de oficina y clases con los que sufrimos y compartimos muchas cosas. En especial gracias a Dania, tu apoyo me ayudo a cerrar esta etapa. También agradecer especialmente a amigos, que siempre me han apoyado, en especial a Andrés y Alma por haberme acogido, todas las salidas y los carretes presenciales y online, todos los buenos tiempos. Espero con ansias poder visitarlos después y ver cuanto han crecido los monos chicos para compartir sus buenas pilsen o su tintos. Gracias chiquillos son muy buenos amigos.

Agradecer a mis guías Facundo y Antonela en este proceso su apoyo comprensión fueron fundamentales. Agradezco el apoyo económico por parte del proyecto ANID Fondecyt 1181797 y Agradecer el financiamiento brindado por DIDULS PTE192137 para posgrado y también al ‘Partner Group’ la Sociedad Max Planck.

Resumen

Según el actual paradigma de formación de estructuras en el Universo, las interacciones entre galaxias, en especial la fusión, desempeñan un papel importante en la formación de las galaxias actuales, los restos de esta actividad de fusión pueden utilizarse para restringir los modelos de formación de galaxias. En esta Tesis utilizamos una muestra de treinta simulaciones cosmológicas magneto-hidrodinámicas de halos con masa similar a la Vía Láctea, procedentes del proyecto Auriga, con el objetivo de detectar corrientes estelares de bajo brillo superficial y restringir la historia de acreción a través de las corrientes estelares más brillantes. Para cada galaxia simulada, generamos mapas de brillo superficial en la banda-r, variando la magnitud límite (μ_r^{lim}) en un rango de 22 a 31 mag arcsec⁻², con la finalidad de detectar la corriente estelar más brillante para cada halo a un μ_r^{lim} dado. Encontramos que en ninguno de los modelos se detectan señales de corrientes estelares a $\mu_r^{lim} \leq 25$ mag arcsec⁻². Nuestros resultados muestran que la detección de corrientes aumenta significativamente entre 27 y 28 mag arcsec⁻², independientemente de la orientación del disco, sean estas proyecciones de canto ('edge-on') y proyecciones de frente ('face-on'). Sin embargo, el 13 % de nuestros 30 modelos no muestran corrientes detectables incluso a $\mu_r^{lim} = 30$ mag arcsec⁻², lo que no descarta la existencia de corrientes con brillos superficiales más débiles (Johnston et al. 2008). Estudiamos además, las propiedades de las galaxias satélites progenitoras de las corrientes estelares más brillantes (BSP, del inglés Brightest Stream Progenitor) es decir, la primera corriente detectada en los mapas de brillos superficiales. Para identificar la BSP, seleccionamos el área que contiene una sección de

la corriente estelar, encontrando que las partículas que componen dicha corriente, pertenecieron a la BSP. De esta manera, es posible identificar el satélite acretado y analizar sus propiedades. Encontramos que las BSP son acretados dentro de un amplio rango de *tiempos de caída* (‘infall time’), desde 1,6 hasta 10 Gyrs atrás, con sólo el 25 % de los BSP acretados durante los últimos 5 Gyrs. Por lo tanto, la mayoría de los BSP corresponden a eventos de acreción relativamente tempranos. También encontramos que el 37 % de los BSP se mantienen hasta el día de hoy, es decir, podemos encontrarlos como galaxias enanas visibles en los mapas de brillo superficial. La mediana de los tiempos de caída de las mismas BSP que antes y de las destruidas es de 5,6 y 6,7 Gyrs, respectivamente. Por otro lado, los satélites supervivientes tienden a ser menos masivos que los destruidos, en tiempos de acreción similares. Al estudiar la muestra de corrientes estelares detectadas por primera vez con brillos superficiales $\mu_r^{lim} \leq 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$, encontramos una distribución de tiempos de caída de las BSP correspondientes es bastante acotado, con una mediana de 5 Gyr, mientras que la distribución de tiempos de caída de BSP para corrientes detectadas por primera vez a $\mu_r^{lim} > 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ es más amplia con una mediana de 7 Gyr. Encontramos una clara relación entre el tiempo de caída y la masa máxima de las BSP, de manera que las BSP más masivos tienden a ser acretados recientemente. Es importante notar que las BSP encontrados no son, en la mayoría de los casos, los principales contribuyentes del halo estelar acretado de cada galaxia, aunque sí contribuyen con el 90 % de la masa del halo estelar. Al comparar nuestros resultados respecto a la detección de corrientes estelares en trabajos observacionales, encontramos que hay un acuerdo general, a pesar de que nuestros modelos muestran una mayor tasa de detección y estos no han tomado en cuenta los sesgos de observación como el polvo o el cirrus Galáctico. Incorporar estos sesgos proporcionarían una comparación más legítima.

Summary

According to the current paradigm of structure formation in the Universe, mergers and interactions play an important role in shaping present-day galaxies. The remnants of this merger activity can be used to constrain galaxy formation models. In this Thesis we used a sample of thirty cosmological magneto-hydrodynamical simulations of Milky Way-mass halos, from the AURIGA project, with the aim of detecting low surface brightness stellar streams. We generate for each simulated galaxy surface brightness maps in r-band, at different limiting magnitudes, μ_r^{lim} , from 22 to 31 mag arcsec⁻², from which we find the brightest stellar stream for each halo. We find that none of the models shows signatures of stellar streams at $\mu_r^{lim} \leq 25$ mag arcsec⁻². The stream detection increases significantly between 27 and 28 mag arcsec⁻², regardless of the disc orientation, where edge-on and face-on projections were considered. Nevertheless, even at 30 mag arcsec⁻², 13 percent of our 30 models shows no detectable streams. This does not mean that they do not exist, as they could be found in even lower surface brightnesses (Johnston et al. 2008). We study the properties of the progenitor satellites of the brightest stellar streams (BSPs), that is the first stream detected in the surface brightness maps. To identify the BSP, a spatial area is selected that contains the part of it that was detected. The particles inside this spatial area, that covers part of the stellar stream, were mostly part of the progenitor satellite. In this way it is possible to identify the accreted satellite and extract its properties. We find that the BSPs are accreted within a broad range of infall times, from 1.6 to 10 Gyr ago, with only 25 percent accreted within the last 5 Gyrs. Therefore, most of the BSPs co-

respond to relatively early accretion events. We also find that 37 percent of the BSPs survive to the present day, in other words, we can find them as dwarf galaxies visible in surface brightness maps. The median infall times for surviving and disrupted BSPs are 5.6 and 6.7 Gyr, respectively. The surviving satellites tend to be less massive than those destroyed, at similar accretion times. When the sample is separated for stellar streams detected for the first time at surface brightnesses $\mu_r^{lim} \leq 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$, we found a rather narrow distribution of BSPs infall times, with a median of 5 Gyr. On the other hand, the distribution of BSPs infall times for streams detected at $\mu_r^{lim} > 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ is broader with a median of 7 Gyr. Additionally, we find a clear relation between the infall time and the peak mass of the BSPs, so that more massive BSPs tend to be accreted at later times. It is important to note that the BSPs are not, in most cases, the dominant contributor to the accreted stellar halo of each galaxy, although they belong to the significant progenitor, i.e. those that make up 90 per cent of the stellar halo mass. We compare our results on stream detection rates with observational studies and find a good agreement, although we typically find higher detection rates in our models. However, we note that observational biases such as dust or Galactic cirrus have not been taken into account in the models. Incorporating these biases would provide a better comparison.

Índice general

1	Introducción	1
1.1	El Modelo estándar de formación de galaxias	1
1.1.1	Acreción de satélites	3
1.2	Interacciones de Galaxias	4
1.2.1	Fricción Dinámica	5
1.2.2	Encuentros de alta velocidad:	8
1.2.3	Fuerzas de marea	8
1.3	Simulaciones Hidrodinámicas	10
1.4	Observaciones de corrientes estelares en halos de galaxias	13
1.4.1	Muestra observacional de Atkinson et al. (2013)	15
1.4.2	Muestra observacional de Morales et al. (2018)	17
1.4.3	Datos claves	19
2	Objetivos	20
3	Datos	22
3.1	Simulación Auriga	22
3.2	Manipulación de datos	25
4	Análisis	28
4.1	Corrientes Estelares Más Brillantes	29
4.1.1	Identificación de corrientes estelares más brillantes	29

4.1.2	Cuantificación de las corrientes estelares más brillantes	32
4.2	Propiedades de Satélites Progenitores	37
4.2.1	Tiempos de caída	38
4.2.2	Masas de satélites progenitores	42
5	Resultados y Conclusiones	48
5.1	Detección de subestructuras	49
5.2	Satélites progenitores de las corrientes más brillantes	50
5.3	Trabajo Futuro	51
A	Mapas de Brillo Superficial	58
B	Historia de fusión de los BSPs	74

Índice de figuras

1.1	Un mapa de las regiones exteriores de la Vía Láctea.	6
1.2	Contornos del potencial efectivo.	9
1.3	Distribución de corrientes estelares identificadas por GAIA.	10
1.4	Ejemplo de teselaciones usadas en simulaciones.	12
1.5	Imágenes de galaxias cercanas procedentes del Stellar Tidal Stream Surveys .	14
1.6	Histograma de detecciones Atkinson et al. (2013)	16
1.7	Histograma de candidatos en relación a su rango de masa estelar Morales et al. (2018)	18
3.1	Evolución temporal de una galaxia Auriga (Halo 12).	24
4.1	Mapas de brillo superficial en banda-r.	30
4.2	Mapa de brillo superficial para Au2.	31
4.3	Mapas de brillo superficial en banda-r, con diferentes μ_r^{lim}	33
4.4	Fracción acumulativa de las detecciones.	34
4.5	Distribución de partículas en función de la corriente identificada.	39
4.6	Distribución del tiempo de caída para todos los progenitores.	42
4.7	Distribución del tiempo de caída, para muestras separadas según $\mu_{\text{lim}} < 27.5$ mag arcsec ⁻²	43
4.8	Correlación entre las propiedades de los BSP.	47
A.1	Mapas de Brillo superficial Auriga 1. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	58
A.2	Mapas de Brillo superficial Auriga 2. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	59

ÍNDICE DE FIGURAS

A.3	Mapas de Brillo superficial Auriga 3. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	59
A.4	Mapas de Brillo superficial Auriga 4. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	60
A.5	Mapas de Brillo superficial Auriga 5. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	60
A.6	Mapas de Brillo superficial Auriga 6. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	61
A.7	Mapas de Brillo superficial Auriga 7. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	61
A.8	Mapas de Brillo superficial Auriga 8. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	62
A.9	Mapas de Brillo superficial Auriga 9. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	62
A.10	Mapas de Brillo superficial Auriga 10. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	63
A.11	Mapas de Brillo superficial Auriga 11. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	63
A.12	Mapas de Brillo superficial Auriga 12. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	64
A.13	Mapas de Brillo superficial Auriga 13. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	64
A.14	Mapas de Brillo superficial Auriga 14. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	65
A.15	Mapas de Brillo superficial Auriga 15. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	65
A.16	Mapas de Brillo superficial Auriga 16. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	66

ÍNDICE DE FIGURAS

A.17 Mapas de Brillo superficial Auriga 17. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	66
A.18 Mapas de Brillo superficial Auriga 18. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	67
A.19 Mapas de Brillo superficial Auriga 19. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	67
A.20 Mapas de Brillo superficial Auriga 20. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	68
A.21 Mapas de Brillo superficial Auriga 21. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	68
A.22 Mapas de Brillo superficial Auriga 22. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	69
A.23 Mapas de Brillo superficial Auriga 23. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	69
A.24 Mapas de Brillo superficial Auriga 24. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	70
A.25 Mapas de Brillo superficial Auriga 25. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	70
A.26 Mapas de Brillo superficial Auriga 26. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	71
A.27 Mapas de Brillo superficial Auriga 27. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	71
A.28 Mapas de Brillo superficial Auriga 28. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	72
A.29 Mapas de Brillo superficial Auriga 29. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	72
A.30 Mapas de Brillo superficial Auriga 30. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	73

B.1	Historia de BSP para Aurigas 1,2,3 y 4. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	75
B.2	Historia de BSP para Aurigas 5,6,7 y 8. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	76
B.3	Historia de BSP para Aurigas 9,10,11 y 12. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	77
B.4	Historia de BSP para Aurigas 13,14,15 y 16. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	78
B.5	Historia de BSP para Aurigas 17,18,19 y 20. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	79
B.6	Historia de BSP para Aurigas 21,22,23 y 24. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	80
B.7	Historia de BSP para Aurigas 25,26,27 y 28. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	81
B.8	Historia de BSP para Aurigas 29 y 30. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)	82

Capítulo 1

Introducción

1.1. El Modelo estándar de formación de galaxias

Una galaxia es un sistema complejo gravitacionalmente ligado. En las partes internas de una galaxia, el potencial gravitatorio se encuentra dominado por la materia visible, también llamada ‘materia bariónica’. Las observaciones, sobre la rotación en galaxias de disco, han mostrado que existe una componente de materia oscura más extendida y masiva que su contraparte visible (Navarro et al. 1996). La materia bariónica está compuesta principalmente por hidrógeno y helio, y se encuentra en forma de estrellas, gas, polvo y planetas (Ferrerias 2019). A pesar que la materia oscura domina la contribución de masa significativamente, los bariones al estar formados por núcleos de átomos y electrones, son capaces de emitir dentro del espectro electromagnético (Schneider 2006). Por lo tanto, hay una diferencia sustancial entre la masa y la luz en las galaxias.

El paradigma cosmológico vigente nos permite comprender y describir como las galaxias evolucionaron a lo largo del tiempo para adquirir las propiedades que observamos e inferimos hoy en día (Eggen et al. 1962; Searle & Zinn 1978; Baugh et al. 1996, 1998). Este modelo es conocido como Modelo Lambda Cold Dark Matter (o Λ CDM), y sugiere que la materia oscura fría domina la densidad de materia. El termino ‘fría’ hace referencia a que luego del Big Bang (Hoyle 1950; Hoyle & Narlikar 1963; Peebles & Yu 1970), dicha materia oscura presentaba velocidades de dispersión no relativistas. es por esto que, en un campo de partículas hipotéticas, las fluctuaciones iniciales en el campo de densidad logran

sobrevivir. Subsecuentemente, y gracias a la atracción generada por su potencial gravitatorio, estas pequeñas fluctuaciones en densidad comienzan a crecer en masa, dando como resultado la formación de halos de materia oscura (Frenk et al. 1988). A medida que las primeras galaxias se van formando, como indica el modelo, comienzan a interactuar de manera gravitacional entre si. El resultado final de estas interacciones es la fusión de las galaxias involucradas, donde la masa de ambas, tanto bariónica como no bariónica, pasa a ser parte de una nueva galaxia, más grande y masiva. Con el tiempo, el gas residual de dicha fusión se vuelve a enfriar y colapsar, alimentando la resultante galaxia central con el gas fresco que generara las subsiguientes generaciones de estrellas (Cen & Ostriker 1993). Este mecanismo es el que da el nombre de “Crecimiento Jerárquico” al actual modelo de formación de galaxias (White & Rees 1978).

Una confirmación importante de este modelo cosmológico es el Fondo Cósmico de Microondas (Cosmic Microwave Background, CMB) descubierto por Penzias & Wilson (1965). Considerando un universo en expansión, que en sus primeras etapas era opaco a la radiación y al expandirse se enfría, la radiación se ve afectada por el redshift cosmológico, pero mantiene las características de un cuerpo negro, lo que hace posible observar sus fluctuaciones en el CMB (Gamow 1948; Penzias & Wilson 1965; Peebles 1965). Los parámetros cosmológicos derivados a partir del tiempo de Hubble y la temperatura del CMB, nos permite estimar las densidades de materia en el universo (Gamow 1948; Penzias & Wilson 1965; Peebles 1965; Peebles & Yu 1970; Gunn & Gott 1972; Press & Schechter 1974; Padmanabhan 2003).

La misión Planck¹. Se dedica a estudiar el Universo primitivo y su posterior evolución mediante el mapeo de anisotropías en la radiación del fondo cósmico de microondas (CMB). ha obtenido las medidas más precisas hasta el momento de las fluctuaciones del CMB, lo que permite restringir los parámetros del modelo Λ CDM. La densidad de energía oscura $\Omega_\Lambda = 0.693$, la densidad de materia oscura $\Omega_m = 0.307$ y la densidad materia barionica $\Omega_b = 0.048$, medidos en relación a la constante de Hubble ($H_0 = 67.3 \pm 1.2 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), obtenidos en Planck Collaboration et al. (2014).

¹La misión Planck (<http://www.esa.int/Planck>) es un proyecto de la Agencia Espacial Europea (ESA) con instrumentos proporcionados por dos consorcios científicos financiados por los estados miembros de la ESA, en particular los países líderes Francia e Italia

1.1.1. Acreción de satélites

Una predicción bien comprobada del paradigma actual de formación de galaxias, es que estas aumentan en masa mediante la acreción del material circundante (Searle & Zinn 1978; White & Frenk 1991). Además del crecimiento en masa, la acreción de satélites juega un papel fundamental en la formación de las galaxias que observamos en la actualidad (Eggen 1977; Freeman 1987; Ibata et al. 1995; Helmi et al. 1999; Freeman & Bland-Hawthorn 2002).

La interacción y fusión con objetos masivos puede inducir una gran variedad de perturbaciones en las regiones galácticas centrales, las cuales pueden ir desde la destrucción de discos preexistentes en los casos más extremos, hasta la excitación de perturbaciones no asimétricas como barras, brazos espirales, deformaciones y asimetrías (por ejemplo, Jog & Combes 2009; Quillen et al. 2009; Gómez et al. 2016; Grand et al. 2016; Gómez et al. 2017b, 2020). Los satélites más pequeños, es decir, los que tienen una relación de masa entre el anfitrión y satélite de 1 : 10 o mayor, son menos probables a dejar perturbaciones duraderas en las regiones galácticas interiores, sin embargo, estos contribuyen significativamente a la formación del componente galáctico esferoidal y extendido, conocido como el halo estelar (por ejemplo, Searle & Zinn 1978; White & Rees 1978; Bullock & Johnston 2005). Los satélites de baja masa, a diferencia de sus homólogos más masivos, no se ven tan afectados por la fricción dinámica que ejerce una fuerza de arrastre y transfiere momento a un campo de partículas de menor masa (ver Sec.1.2). Como resultado, estos objetos pueden pasar largos períodos en la región galáctica exterior donde son perturbados por fuerzas de mareas, dejando atrás subestructuras extendidas de bajo brillo superficial conocidas como corrientes estelares de marea (Johnston et al. 1996; Majewski et al. 1999; McConnachie et al. 2009; Martínez-Delgado et al. 2010). Profundizaremos sobre las corrientes estelares de marea en la Sec. 1.4.

Las subestructuras dejadas en los halos por los satélites de cualquier masa, son consideradas huellas fósiles de eventos de acreción, pues proporcionan información detallada sobre la historia de fusión de la galaxia anfitriona (Eggen 1977; Freeman 1987; Lacey & Cole 1993; Helmi et al. 1999; Freeman & Bland-Hawthorn 2002; Johnston 2016; Helmi 2020). Por ello, se buscan activamente corrientes estelares no sólo en la Vía Láctea, sino también en galaxias cercanas utilizando diferentes técnicas. En la Vía Láctea es posible utilizar mediciones del espacio de fase

completo de seis dimensiones de las estrellas, haciendo posible incluso identificar subestructuras en la región galáctica central, donde los tiempos dinámicos son cortos y las corrientes suelen estar bien mezcladas en el espacio de configuración.

Tras el trabajo pionero de Helmi et al. (1999), se han dedicado varios estudios a cuantificar las subestructuras en la vecindad solar estelar. Recientemente, gracias a la llegada del satélite Gaia (Gaia Collaboration et al. 2018, 2020), el número de corrientes conocidas ha crecido ampliamente (ver figuras 1.1 y 1.3). La combinación de esta información con el mapeo del halo exterior con estudios fotométricos y espectroscópicos nos ha permitido, por primera vez, reconstruir la historia de la fusión de nuestra Galaxia (Helmi 2020).

1.2. Interacciones de Galaxias

Las galaxias inicialmente se forman a partir del gas atrapado en los halos de materia oscura, como mencionamos en la Sec.1.1. Pasan por un proceso evolutivo en el que el gas se compacta y subsiguientemente, se enfría de forma radiativa, dando lugar a regiones de formación estelar. Estas primeras estrellas, masivas y de gas prístino dan lugar a las primeras supernovas del Tipo II, las cuales enriquecerán el medio con elementos químicos que facilitan el enfriamiento del gas intergaláctico (White & Frenk 1991). Como consecuencia del modelo estándar Λ CDM, estos sistemas continuarán con su crecimiento de manera jerárquica: sistemas pequeños colisionan y se fusionan, una y otra vez, para dar origen a sistemas cada vez más complejos y masivos (White & Rees 1978; White & Frenk 1991; Cen & Ostriker 1993; Lacey & Cole 1993). los modelos indican que este proceso se da en la formación de galaxias a toda escala, desde enanas hasta galaxias ultra masivas, como las galaxias BCG (Brightest Cluster Galaxy) en cúmulos de galaxias.

Un encuentro entre galaxias de masas similares se conoce como una fusión mayor (‘major merger’)(Yin et al. 2009; Hammer et al. 2010). Un ejemplo puede ser la inevitable colisión de nuestra Galaxia y la galaxia de Andrómeda (M31) (Yin et al. 2009; Vilardell, F. et al. 2010; Hammer et al. 2010), donde la velocidad relativa entre estas galaxias no es suficiente para escapar del encuentro. Durante este tipo de fusiones, el violento cambio que se da en el campo gravitatorio del sistema, da lugar a un remanente que tiene un aspecto morfológico y cinemático diferente de cualquiera de sus progenitores. El proceso involucra la transferencia de energía orbital de ambos sistemas en fusión hacia energía interna del sistema

resultante, lo cual da como resultado un significativo aumento en la dispersión de velocidad. El resultado final de este proceso, conocido como relajación violenta, es difícil de predecir sin recurrir a las simulaciones numéricas.

Por otro lado, una fusión menor (minor merger) es aquella en la que las galaxias que interactúan presentan una gran diferencia de masas. Predomina la mezcla de fases y el resultado de la fusión tiende a ser similar al progenitor más masivo.

Las galaxias raramente se encuentran aisladas (Oort 1983; ?; Arbabi-Bidgoli & Müller 2002), es común que posean compañeras o un grupo de galaxias enanas como satélites. El proceso de interacción se da cuando una galaxia comienza a sentirse afectada por alguna característica de la otra, proceso que puede perturbar o modificar la morfología de la galaxia afectada (ver Sec.1.1.1). En el caso de las galaxias satélites, existen diferentes tipos de interacciones a las que pueden ser sometidas. Suponiendo el caso de alguna galaxia satélite acretada, el halo del satélite orbita dentro del halo de la galaxia anfitriona, en una trayectoria que decaerá constantemente por la fricción dinámica (ver Sec. 1.2.1). A medida que la órbita decae, el satélite se ve sometido a perturbaciones de creciente intensidad. Entre ellos se encuentran las fuerzas de marea de la galaxia anfitriona, las cuales varían rápidamente cuando el halo más pequeño pasa por el punto más cercano al foco de su órbita (pericentro). A medida que las estrellas se escapan del satélite se extienden en “colas de marea”, un ejemplo de estas corrientes estelares, observadas con Sloan Digital Sky Survey (Ahumada et al. 2020) en la Vía Láctea, se ve en la figura 1.1, proporcionando una evidencia de la perturbación en curso.

Las características de la cola formada son importantes para restringir las propiedades del satélite progenitor (ver Sec. 1.2.3, Ibata et al. (2019) y Amorisco (2017)). Finalmente, el satélite se desintegra por completo, donde sus estrellas y materia oscura se mezclan con las del sistema anfitrión. Las interacciones más relevantes son: Fricción Dinámica, Encuentros de alta velocidad y Fuerzas de marea. Describiremos brevemente estos procesos en las próximas secciones.

1.2.1. Fricción Dinámica

Una característica de las colisiones de dos sistemas, es la transferencia sistemática de energía desde su movimiento orbital relativo a los movimientos aleatorios de sus partículas constituyentes (la interacción entrega energía a las partículas del sistema). Este proceso es más sencillo de entender en el caso límite de las

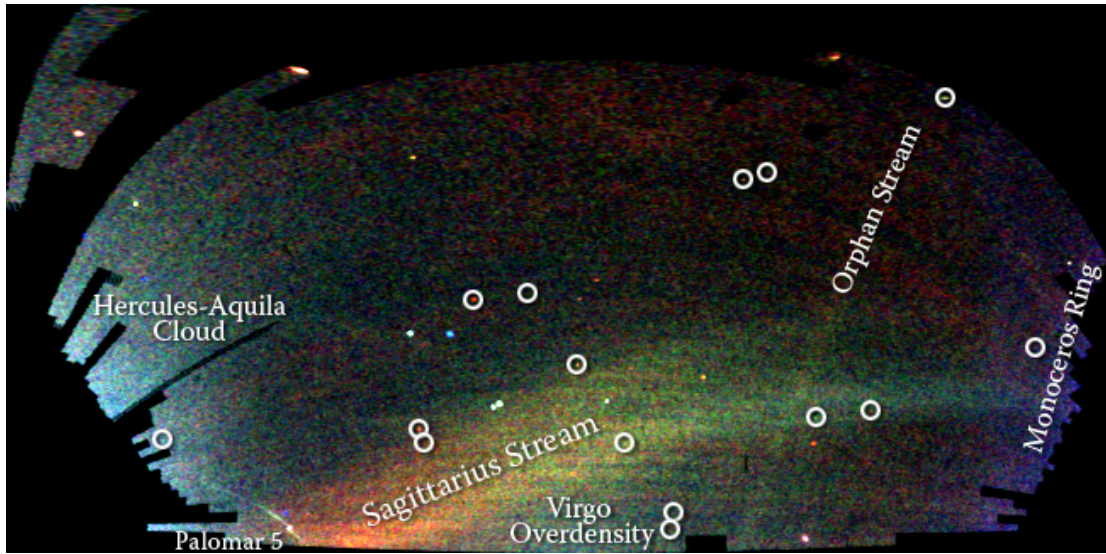


Figura 1.1: Un mapa de estrellas en las regiones exteriores de la Vía Láctea, derivado de las imágenes de Sloan Digital Sky Survey (SDSS) del cielo del hemisferio norte. Las estructuras visibles en este mapa incluyen corrientes de estrellas arrancadas de la galaxia enana de Sagitario, la Corriente Huérfana ('Orphan Stream') más pequeña que cruza la corriente de Sagitario, el Anillo de Monoceros ('Monoceros Ring') que rodea el disco de la Vía Láctea, estelas de estrellas desprendidas del cúmulo globular Palomar 5 y excesos de estrellas encontrados hacia las constelaciones de Virgo y Hércules. Los círculos encierran satélites de la Vía Láctea descubiertos por SDSS; dos de ellos son cúmulos globulares débiles, mientras que los otros son galaxias enanas. Créditos de la imagen: Sloan Digital Sky Survey (SDSS) y Belokurov et al. (2006) + Helmi (2008).

fusiones menores, en las que un sistema es mucho más pequeño que el otro. Considerando el cuerpo de menor masa, como una partícula que se mueve dentro de un campo homogéneo de partículas, atrayendo hacia si mismo las partículas que lo rodean. El efecto es una fuerza resultante en el objeto, la cual se conoce como fricción dinámica y provoca en el cuerpo una aceleración opuesta a la dirección de desplazamiento. Una alternativa para visualizar este efecto es considerar que la masa perturba el campo de partículas donde se mueve, provocando un aumento en la densidad. La estela generada ejerce una atracción gravitatoria, en sentido contrario del movimiento.

Usualmente el sistema es descrito con la fórmula de Chandrasekhar para la fricción dinámica (Chandrasekhar 1943). La ecuación 1.1, considera un objeto de masa M (satélite), que orbita un anfitrión con una masa mucho mayor ($M \gg M$), en un campo uniforme de partículas de menor masa $m_a \ll M$ y velocidad v_a , el objeto entra al campo con una velocidad v_M .

$$\frac{d\mathbf{v}_M}{dt} = -16\pi^2 G^2 M m_a \ln \Lambda \left(\int_0^{v_M} dv_a v_a^2 f(v_a) \right) \frac{\mathbf{v}_M}{v_M^3} \quad (1.1)$$

Donde $\ln \Lambda$ es el logaritmo de Coulomb, dado por los parámetros de impacto y G es la constante universal gravitatoria. A partir de esta ecuación es posible plantearse diferentes escenarios para su estudio y aplicaciones (Binney & Tremaine 2008).

La fricción dinámica que se ejerce sobre un satélite, es principalmente descrita por la ecuación 1.1 donde los siguientes parámetros son los más relevantes:

Masa (M): cuanto mayor masa posee un satélite, mayor es el efecto sobre el campo que lo rodea, por lo que, generaría mayor fricción dinámica.

Velocidad (v_M): a bajas velocidades, el cuerpo se ve afectado en cantidades similares, tanto por las partículas frente a él como por las que ha dejado atrás. Para velocidades altas, las partículas del campo no tienen el tiempo suficiente para ser atraídas al cuerpo.

Densidad: a mayor densidad de partículas en el campo, mayor es la fricción dinámica que se generará, esto se debe a que existen más partículas con masas m_a , que serán atraídas.

1.2.2. Encuentros de alta velocidad:

Entendemos por encuentros de ‘alta velocidad’ aquellos cuya duración (el intervalo durante el cual las fuerzas gravitacionales mutuas son significativas) es corta comparada con el tiempo de cruce dentro de cada sistema. La duración del encuentro es aproximadamente el tiempo que tarda una galaxia en sobrevolar la otra (también se conoce como una interacción ‘fly-by’), el efecto de un encuentro en la estructura interna de un sistema estelar disminuye a medida que la velocidad de encuentro aumenta. Por lo tanto, los encuentros de alta velocidad pueden ser tratados como pequeñas perturbaciones de sistemas (Binney & Tremaine 2008).

Si la velocidad relativa es lo suficientemente alta, entonces: (I) La energía cinética de los dos sistemas es mayor a su energía potencial mutua, por lo que ambos centros viajan a una velocidad casi uniforme durante el encuentro; (II) En el transcurso del encuentro, la mayoría de las estrellas apenas se desplazan de sus posiciones iniciales con respecto al sistema. Por lo tanto, la perturbación puede interpretarse como un impulso de corta duración que modifica la velocidad interna y generar ondas de densidad capaces de expulsar material o generar brotes de formación estelar (Kim et al. 2014; Gómez et al. 2016).

Estos encuentros pueden desencadenar un aumento en las velocidades internas del sistema, lo que puede llevar a que estrellas ligadas puedan escapar del pozo de potencial y con esto producir una pérdida de masa en el sistema, a cambio de un aumento de energía cinética.

1.2.3. Fuerzas de marea

Los satélites acretados no necesariamente caen directamente dentro de la galaxia anfitriona. Algunos pueden presentar órbitas de baja excentricidad y, al no entrar en colisión directa, podrían sobrevivir durante largos períodos de tiempo (Johnston et al. 1996, 2008; Johnston 2016). Sin embargo, las fuerzas de gravedad que actúan sobre la galaxia satélite, tanto la atracción que ejerce la galaxia anfitriona como su propia gravedad, generan una pérdida de sus partículas menos ligadas, éstas se retrasarán en la órbita siguiendo a la galaxia satélite. Esto sucede especialmente en el pericentro (el punto más cercano al foco de la órbita). También llamadas fuerzas de marea, estas despojan las partículas más externas del satélite (menos ligadas), imponiendo un límite máximo para su tamaño.

Para describir este efecto, consideramos a la galaxia anfitriona y a la galaxia

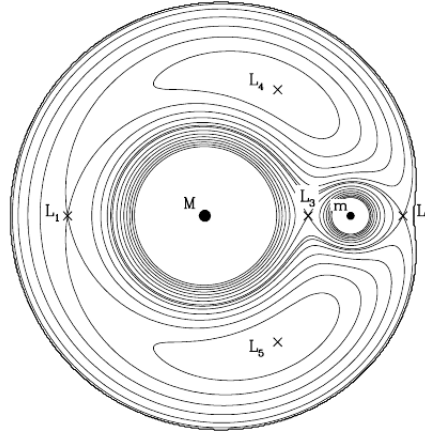


Figura 1.2: Contornos del potencial efectivo generados por las masas M y m . Los puntos $L_1, \dots, L_5$ son puntos de Lagrange donde el potencial efectivo es nulo. Créditos de la imagen: Binney & Tremaine (2008)

satélite como masas puntuales, M y m , respectivamente, con una separación R_0 . Ambas orbitan circularmente el centro de masa del sistema con velocidad angular constante, de tal manera que genera un campo gravitacional estacionario cuando se refiere al sistema coordenado centrado en el centro de masa que gira a velocidad constante. Al considerar las trayectorias posibles para una masa de prueba que orbita el campo gravitacional combinado, se encuentran puntos donde el potencial efectivo es nulo, como se muestra en la figura 1.2. Estos son llamados puntos de Lagrange (Valtonen & Karttunen 2006). El punto de Lagrange que se encuentra entre la galaxia anfitriona y la galaxia satélite, lo podemos estimar como el radio más lejano en el que las orbitas se mantienen ligadas al sistema, por ende, un estimado de su tamaño. A este radio r_J se le conoce como radio de Jacobi.

$$r_J = \left(\frac{m}{3M} \right)^{1/3} R_0 \quad (1.2)$$

Las partículas que son expulsadas de un satélite por las fuerzas de marea, dejan el satélite a través de los puntos de Lagrange más inestables L_3 y L_2 (ver figura 1.2) a lo largo de la órbita del satélite (Helmi et al. 1999), formando dos corrientes estelares de marea. Un brazo en la dirección de movimiento del satélite, conocido como 'leading arm' y otro en dirección contraria llamado 'trailing arm', estructuras simétricas que dirigen y retrasan al satélite en su órbita. Las estrellas fugadas, dependiendo de la configuración de sus órbitas, pueden adoptar formas tales como colas de marea. Por otro lado, los satélites que poseen mayor densidad sobreviven

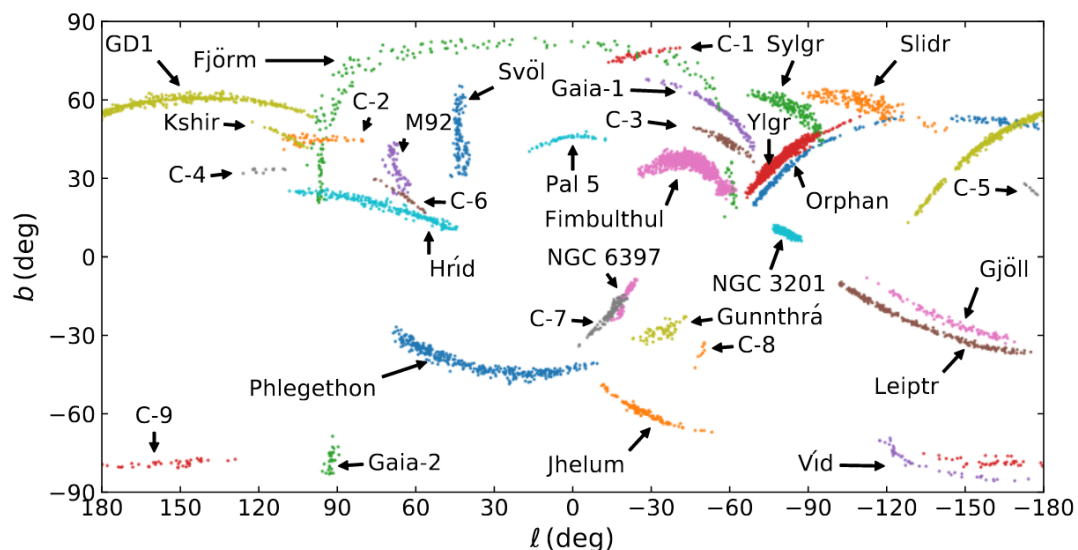


Figura 1.3: Distribución de 5960 estrellas derivadas del catálogo *Gaia* DR2 (Gaia Collaboration et al. 2020). Las corrientes estelares son identificadas por nombre, incluyendo 11 candidatas (señaladas como C-1 a C-9) que requieren información espectroscópica para su confirmación. Las diferentes corrientes se han codificado por colores para distinguirlas visualmente de manera más sencilla en las regiones del cielo en las que se solapan. Imagen obtenida de Ibata et al. (2020)

por más tiempo, debido a que sus partículas están ligadas más fuertemente.

Recientemente, las corrientes estelares han sido estudiadas con gran detalle en la Vía Láctea, gracias a las observaciones hechas por el satélite astrométrico *Gaia* (Gaia Collaboration et al. 2020), las cuales han proporcionado mediciones de posiciones y velocidades para millones de estrellas con exquisita precisión. Podemos notar el gran número de corrientes descubiertas gracias a estas mediciones en la figura 1.3.

1.3. Simulaciones Hidrodinámicas

Esta Tesis esta centrada en el análisis de simulaciones que resuelven la hidrodinámica de un sistema utilizando un modelo relativamente nuevo, en el cual considera grillas en desplazamiento. A continuación describimos brevemente el método utilizado.

Las simulaciones son el proceso y la técnica de diseño de un modelo para representar un fenómeno real y, bajo ciertas condiciones, recrear una evolución temporal de un sistema con la finalidad de comprender su comportamiento. Las

simulaciones numéricas tridimensionales de fluidos autogravitantes se han convertido en una poderosa herramienta para estudiar y evaluar el modelo estándar cosmológico (Λ CDM), empleando métodos para resolver el problema de N-cuerpos sometidos a fuerzas de gravedad.

Existen diferentes métodos numéricos usados para modelar las simulaciones, de los cuales los más usados son aquellas que utilizan partículas hidrodinámicas suavizadas ('smoothed particle hydrodynamics', de ahora en adelante como SPH) y las mallas adaptativas basadas en hidrodinámica Euleriana ('adaptive mesh refinement', de ahora en adelante como AMR). El método SPH divide el fluido modelado en elementos discretos (partículas), separados entre si y la propiedad de cada partícula es ponderada en base a esta separación. De esta manera logra resolver propiedades globales del fluido modelado. Son particularmente adecuados para modelar el crecimiento gravitacional de estructuras, logra aumentar la resolución en las regiones centrales de los halos galácticos, los cuales son objeto de gran interés en cosmología. Sin embargo, el método de SPH necesita una viscosidad artificial para suministrar la inyección de entropía en las perturbaciones. Esto puede generar un problema al momento de establecer una escala para suavizar las colisiones y no pueden resolverse como verdaderas discontinuidades (para más detalles ver Springel 2005). Por otro lado el método AMR adapta la precisión en regiones de mayor interés. Una zona que requiera mayor resolución o precisión, adaptará el tamaño de la grilla para obtener un resultado más preciso, realizando esto de manera dinámica para adaptar la precisión de cálculo en el lugar de interés. Sin embargo, posee dificultades al seguir movimientos con grandes velocidades en relación al marco de referencia adoptado. Los criterios para predecir correctamente el movimiento de un sistema con una grilla son difíciles de modelar.

El código AREPO (Springel 2010), incorporado en las simulaciones del proyecto AURIGA (Grand et al. 2017). Realiza una teselación Voronoi en la distribución de densidad de gas en el sistema, la cual es adaptativa y, a sus elementos se les permite el desplazamiento. Suponiendo un conjunto de puntos, se generan celdas que no se superponen entre si, de modo que el área de cada celda comprenda las distancias más cercanas a cada punto. Esto se ve reflejado en el panel izquierdo de la figura 1.4. Una consecuencia de esta definición es que las celdas son polígonos en 2D y poliedros en 3D, con caras equidistantes a cada celda vecina. Luego de definir la teselación Voronoi, es aplicada una teselación Delaunay, definida para un conjunto de puntos, utilizados como vértices en la generación de triángulos

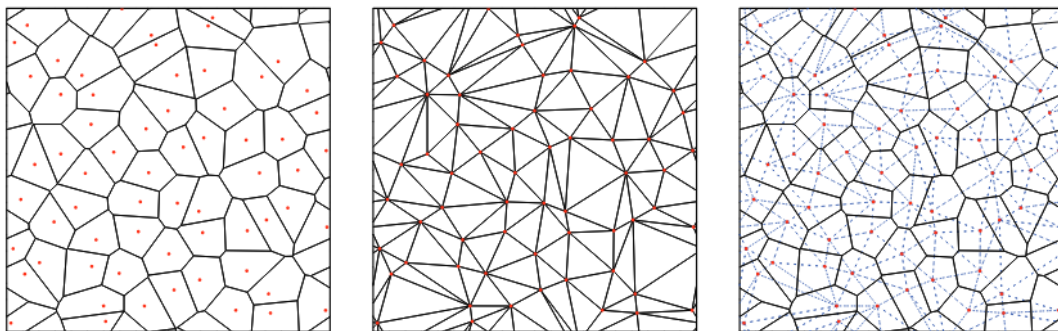


Figura 1.4: Ejemplo de teselación de Voronoi y Delaunay en 2D, con condiciones de contorno periódicas. El panel de la izquierda muestra la teselación de Voronoi para $N = 64$ puntos (mostrados como círculos rojos). El panel del centro muestra una teselación de Delaunay, generada a partir de los 64 puntos utilizados como vértices para generar la grilla. El panel de la derecha muestra ambas teselaciones simultáneamente (las líneas sólidas muestran la teselación de Voronoi y las líneas discontinuas la de Delaunay). Credits de la imagen: Volker Springel, imagen tomada de Springel (2010)

que no se superponen, con caras equidistantes a los vértices de las celdas vecinas para el caso 2D (en el caso de 3D dan lugar a tetraedros). Esto permite la generación de una grilla que se adapta a cualquier posición de partículas. Observamos la teselación Delaunay en el panel central de la figura 1.4, donde una partícula desencadena la formación de triángulos, siendo el vértice de donde se despliegan aristas a los puntos más cercanos, obteniendo una nueva grilla triangular, que adaptará más aristas en caso de que no se cumplan las condiciones de distancia. Estas celdas a través de las ecuaciones de estado permiten su movimiento. Para condensar las leyes de conservación de masa, momentum y energía es introducido un vector de estado, U , para el fluido. El vector contiene la información de la densidad de masa, el campo de velocidad y la energía total por unidad de masa, en el caso de una gas ideal esto es determinado por su temperatura. Las cantidades del fluido quedan en función de las coordenadas espaciales y el tiempo, $U = U(\mathbf{x}, t)$. De este modo es posible describir el estado del fluido mediante el promedio de las cantidades conservadas en estas celdas. El código comprende la combinación de métodos para lograr mejores resultados.

1.4. Observaciones de corrientes estelares en halos de galaxias

Uno de los principales objetivos de esta Tesis es el de proporcionar estimaciones teóricas sobre la cantidad y las propiedades de las corrientes estelares observadas en galaxias del tipo tardío que pueden ser utilizadas para interpretar observaciones. La información sobre las estrellas individuales situadas dentro de un área significativa del halo estelar sólo puede obtenerse para las galaxias cercanas (Greggio et al. 2014; Crnojević et al. 2016; Smercina et al. 2020). Por lo tanto, para la gran mayoría de las galaxias donde no es posible resolver las estrellas, podemos estudiar el halo estelar utilizando mapas de brillo superficial obtenidos a partir de la fotometría integrada. Varios estudios observacionales han aprovechado esta técnica para estudiar las historias de acreción de varias galaxias (por ejemplo, Martínez-Delgado et al. 2010; Atkinson et al. 2013; van Dokkum et al. 2014; Morales et al. 2018). Gracias a observaciones muy profundas (> 26 mag arcsec $^{-2}$), estudios han comenzado a realizar censos de las corrientes estelares en el Universo cercano. Un ejemplo de ello se puede ver en la figura 1.5, en la que se muestra un mosaico de imágenes de galaxias cercanas donde cada una de ellas presenta subestructuras con brillos superficiales típicos de 26 mag arcsec $^{-2}$ en la banda-r (Martínez-Delgado 2019). Un objetivo común en este tipo de estudios es evaluar la frecuencia con la que se pueden observar estas corrientes estelares extendidas en función del brillo superficial límite y, por tanto, restringir la actividad de fusión que han sufrido estas galaxias. Sin embargo, a pesar de los largos tiempos de exposición, las observaciones de luz integrada de los halos estelares suelen alcanzar niveles de brillo superficial de $\mu \lesssim 28$ mag arcsec $^{-2}$ (aunque véase Merritt et al. 2016; Trujillo & Fliri 2016 para observaciones más profundas de algunas galaxias individuales). Debido a esto los estudios suelen ser capaces de detectar sólo las corrientes estelares más brillantes.

Las resultados de esta Tesis, obtenidos a través del análisis de simulaciones de galaxias del tipo tardío, fueron comparados con trabajos y muestras observacionales de galaxias cercanas. A continuación, describimos brevemente dichas muestras.

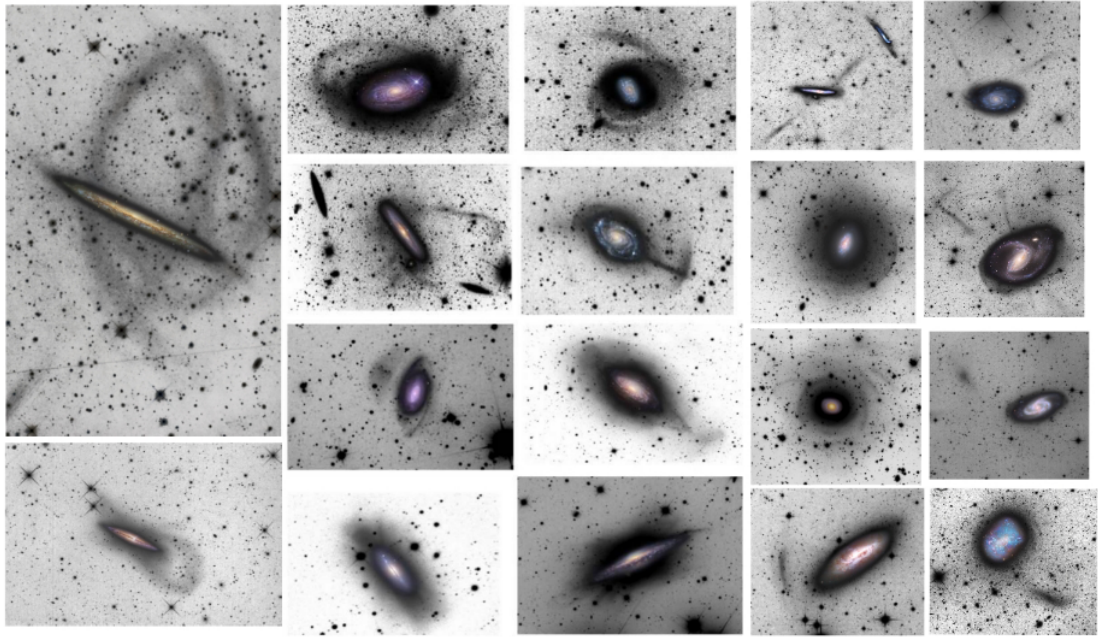


Figura 1.5: Imágenes de galaxias cercanas procedentes del Stellar Tidal Stream Surveys que muestran grandes estructuras de luz difusa en sus alrededores. Se ha superpuesto una imagen a color del disco de cada galaxia como referencia. El brillo superficial típico (en banda-r) de estas corrientes es $\sim 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Todas estas imágenes fueron tomadas con telescopios robóticos de aficionado con un rango de apertura de $0.1 - 0.5$ metros. Créditos de la imagen: David Martínez Delgado de Martínez-Delgado (2019)

1.4.1. Muestra observacional de Atkinson et al. (2013)

En este trabajo se presenta un análisis de la detección de corrientes estelares de marea en halos de galaxias. Se utilizaron las imágenes del Canada–France–Hawaii Telescope Legacy Survey (CFHTLS), que es el producto de 450 noches de observación con el Telescopio Canada–France–Hawaii (CFHT), entre los años 2003 y 2009. La muestra consta de 1781 galaxias luminosas ($M_r < -19.3$ mag), observadas en cinco filtros (u,g',r',i',z'). El catálogo está restringido a un rango de redshift de $0.04 < z < 0.2$ y la mayoría de las galaxias se encuentra en el rango de $-23 < M_{r'} < -29$ mag. Para la banda g', determinan que el límite en brillo superficial alcanza ~ 27.7 mag arcsec $^{-2}$ con una desviación estándar de ~ 0.5 mag arcsec $^{-2}$. Este límite entrega una representación de la profundidad en la que se detectaron las corrientes de marea. El límite para la banda g' es más débil que para bandas rojas, pero con menor señal ruido.

Las imágenes obtenidas se analizaron visualmente y fueron clasificadas en cinco niveles de confianza como se muestra en la figura 1.6, en base a una detección clara. El nivel de confianza 4 corresponde a un 100 % de seguridad de que la galaxia en cuestión contiene una corriente estelar de marea. El nivel de confianza 3 corresponde a una galaxia que muy probablemente contiene una subestructura, con una certeza de 75 %. El nivel de confianza 2 indica una probabilidad del 50 % de que haya una corriente de marea. El nivel de confianza 1 corresponde a la presencia de un indicio de subestructura de marea, mientras que el nivel 0 indica que no hay subestructuras de marea visibles.

Como resultado principal del trabajo de Atkinson et al. (2013) representados en el histograma de la figura 1.6, encuentra que un 11.6 % de la muestra presenta subestructuras de marea, para el nivel de confianza más alto (nivel 4). El porcentaje de detección aumenta añadiendo el nivel 3 a un 17.6 % y a un 25.2 % si se incluye el nivel 2 de confianza. Se encuentra una fuerte dependencia entre la fracción de detección de subestructuras y la masa estelar de las galaxias, habiendo más detecciones en galaxias con masas estelares mayores a $10^{10.5} M_{\odot}$. Por otro lado, las galaxias rojas tienen el doble de probabilidad de mostrar corrientes estelares de marea que las galaxias azules.

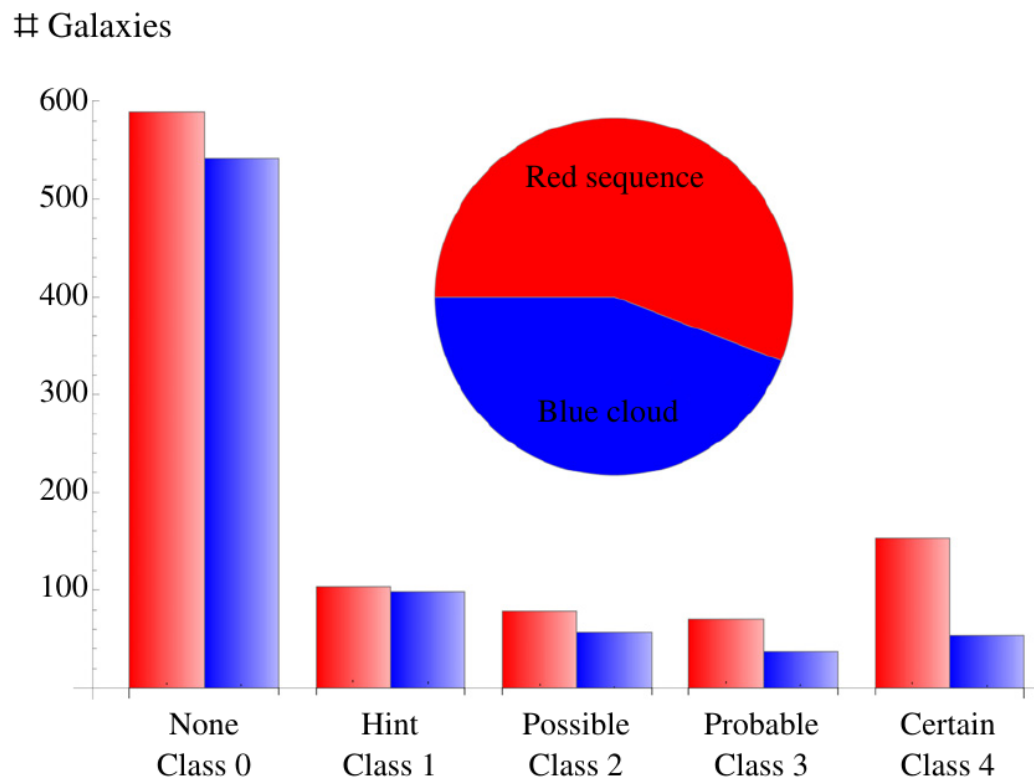


Figura 1.6: Distribución de las clasificaciones de las subestructuras detectadas en intervalos de confianza. Cada clase de esta separada en según el color de las galaxias. Créditos: Atkinson et al. (2013)

1.4.2. Muestra observacional de Morales et al. (2018)

En el trabajo observacional de Morales et al. (2018) se estudia de manera sistemática la frecuencia de aparición de las corrientes estelares de mareas alrededor de galaxias cercanas. Los autores presentan una clasificación visual de subestructuras difusas en una muestra de galaxias de volumen y masa limitado. Como primer paso seleccionan una muestra de galaxias objetivos utilizando el Spitzer Survey of Stellar Structure in Galaxies (S⁴G), el cual cuenta con una muestra de 2352 galaxias observadas con Spitzer Space Telescope (Werner et al. 2004). Una vez que la muestra de galaxias objetivo fue seleccionada, se procedió al uso de imágenes del Sloan Digital Sky Survey (SDSS) para realizar la búsqueda de sobredensidades difusas. Los autores obtuvieron una muestra, limitada en masa y volumen, que cuenta con 297 galaxias en los filtros *g*, *r* & *i* con un rango de masas estelares $10.0 < \log M_{\odot} < 11.3$ como se muestra en la figura 1.7 (adaptada de la publicación original). Los sesgos observacionales, como la emisión del cielo, dificultan la detección de sobredensidades alrededor de las galaxias. De tal manera que encuentran un límite de brillo superficial en banda-*r* para minimizar estos efectos, $\mathbf{SB}_{r,lim} \approx 28.1 \text{ mag arcsec}^{-2}$. De esta manera aseguran que los sesgos como la emisión de cielo y cirrus Galáctico, no interfiera con la confianza de las detecciones.

Utilizando niveles de confianza similares a los de Atkinson et al. (2013), Morales et al. (2018) presentan las certezas de sus detecciones (niveles de detección de 0 a 4). De las 297 galaxias analizadas, 51 presentan claras subestructuras de bajo brillo superficial. De estos 51 objetos, 28 muestran corrientes estelares de marea confirmadas con otras observaciones más profundas, distribución en rojo de la figura 1.7. Los restantes 23 objetos, representados con puntos azules en la figura 1.7 no poseen observaciones más profundas muestran subestructuras que son probables candidatos a corrientes estelares de marea. Teniendo en consideración las detecciones con niveles 3 y 4 de confianza, representada por la distribución verde en la figura 1.7 se obtienen 41 galaxias con probables detecciones. Se estima un 17% para las detecciones de corrientes estelares de marea en la muestra de Morales et al. (2018).

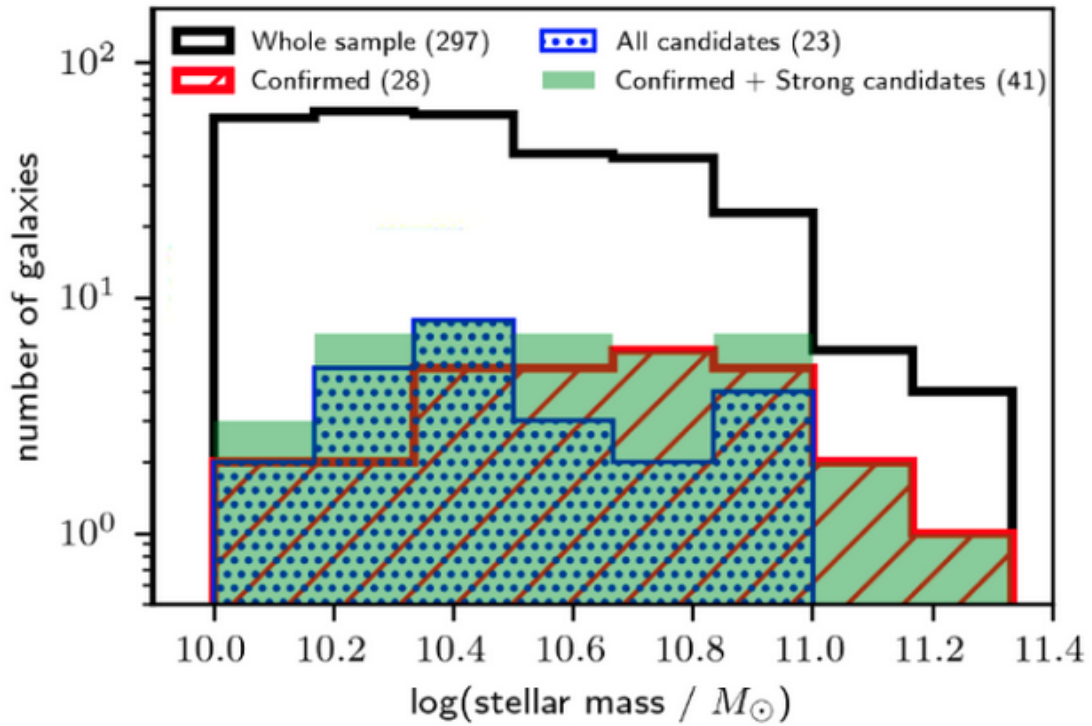


Figura 1.7: Histograma de los candidatos de subestructuras débiles en función de su masa estelar. La distribución roja representa 28 candidatos confirmados, previamente conocidos y nuevos. Los candidatos con detecciones no confirmadas están representados por histogramas de puntos azules. Las corrientes confirmadas y los candidatos más probables de tener detecciones, es decir, con niveles de confianza 3 y 4 son agrupados en el histograma verde sólido (41 objetivos). Para un brillo superficial límite de $28.1 \pm 0.3 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Créditos: Morales et al. (2018)

1.4.3. Datos claves

En esta sección describimos algunos términos y unidades de medida utilizados a lo largo de esta Tesis que pueden facilitar la comprensión del análisis desarrollado:

Unidades de medida: la unidad de medida de la masa y la luminosidad es usada en referencia al sol ($\odot$), donde $1 M_{\odot} = 1.99 \times 10^{30} kg$ y $1 L_{\odot} = 3.84 \times 10^{26} W$. La unidad utilizada para las distancias es el pársec (pc), donde $1 pc = 3.086 \times 10^6 m$ y un kilopársec (kpc) son mil pársec: $1 kpc = 10^3 pc$. La unidad de tiempo utilizada son los giga-años (Gyr) que corresponden a 10^9 años ($1 Gyr = 10^9 yr$).

Brillo superficial (SB): es la cantidad de flujo recibido en un cierto ángulo solido ($arcsec^2$). Se deriva de las siguientes expresiones:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (1.3)$$

$$\alpha = \frac{D}{d} \quad (1.4)$$

$$I \equiv \frac{F}{\alpha^2} = \frac{L}{4\pi D^2} \quad (1.5)$$

$$\mu(I) = -2.5 \log I \quad (1.6)$$

Donde F es el flujo y L es la luminosidad del objeto ($L_{\odot}$), D es el diámetro angular del objeto a una distancia d . α es el ángulo subtendido por D y d . I es la intensidad o densidad de luminosidad, es independiente de la distancia d a la que se encuentra el objeto. De la ecuación 1.6 obtenemos la expresión para brillo superficial, generalmente se mide para una banda específica. Los centros de las galaxias luminosas pueden alcanzar brillos superficiales en la banda azul de hasta $\mu_B \sim 18 \text{ mag arcsec}^{-2}$, mientras que en la banda roja $\mu_r \sim 16 \text{ mag arcsec}^{-2}$.

Radio virial: definimos este radio r_{vir} para un volumen esférico, donde la densidad media es Δ veces la cantidad crítica. Si tomamos en cuenta solo interacciones gravitacionales, el radio de virial debe contener $\Delta = 200$ veces la densidad crítica $\rho_{crit} = 3H^2(z)/(8\pi G)$. También conocido como r_{200} .

Capítulo 2

Objetivos

Las interacciones y fusiones entre galaxias anfitrionas y satélites juegan un rol fundamental en la determinación de la estructura cinemática y morfológica de las galaxias que observamos hoy. Durante el proceso de fusión las galaxias satélites son sometidas a fuerzas de marea, lo que genera importantes desprendimientos de sus poblaciones estelares. Como resultado de este proceso son generadas las corrientes estelares. Es por esto que las corrientes estelares pueden ser usadas para restringir la historia de interacción reciente de galaxias cercanas. Debido a que estas estructuras no son auto gravitantes, con el tiempo tienden a dispersarse y mezclarse con las distribuciones de poblaciones estelares preexistentes. Las corrientes estelares presentan un muy bajo brillo superficial en comparación al disco o el núcleo de la galaxia anfitriona. Es por esto que dichas corrientes son difíciles de detectar.

En esta tesis se analizaron los datos del proyecto Auriga, un conjunto de simulaciones hidrodinámicas de vanguardia, y muy alta resolución. La detección de las corrientes, en estos modelos, junto con la historia de acreción de las galaxias simuladas, nos permite establecer ciertas correlaciones para obtener predicciones sobre la historia de acreción de las galaxias cercanas. En la actualidad ya se han comenzado campañas de observación para detectar subestructuras de bajo brillo superficial, por lo que este estudio puede generar un punto de comparación entre la predicción teórica y las observaciones. En el trabajo de esta Tesis, usamos treinta halos de masa similar a la de la Vía Láctea. Estos modelos fueron utilizados para generar mapas de brillo superficial y obtuvimos un censo de las detecciones de corrientes estelares ‘más brillantes en cada halo’. Además, analizamos los satélites progenitores de estas corrientes estelares y determinamos sus propiedades

al momento de cruzar el radio virial, con el objetivo de comprender que tipo de satélites originan las corrientes estelares más brillantes y por lo tanto más simples de detectar. Para completar este estudio, se desarrollaron los siguientes objetivos específicos:

- Generar mapas de brillo superficial para cada galaxia.
- Cuantificar las corrientes estelares más brillantes.
- Identificar los satélites progenitores de las corrientes estelares más brillantes (BSP).
- Determinar las propiedades de los BSP, tales como las masas y tiempos de acreción.
- Correlacionar las propiedades de los satélites progenitores con la historia de fusión de las galaxias simuladas y la formación de su halo estelar.

Capítulo 3

Datos

3.1. Simulación Auriga

El Proyecto Auriga consiste en un conjunto de simulaciones cosmológicas magneto-hidrodinámicas de galaxias como la Vía Láctea, como la presentada en la figura 3.1. Estas simulaciones son generadas con la técnica de re-simulación ‘zoom-in’ de los sistemas elegidos, como se explica a continuación. Primero son seleccionados los halos de materia oscura que albergan estas galaxias, fueron escogidos del proyecto EAGLE (Schaye et al. 2015), estos se generaron con una resolución capaz de resolver la formación de galaxias y procesos evolutivos seculares. Las condiciones iniciales se generan muestreando la región donde se forma la galaxia principal con un alto número de partículas de baja masa y las regiones circundantes con partículas que crecen progresivamente en masa con el aumento de la distancia a la galaxia principal. Una vez establecidas las condiciones iniciales de distribución de las partículas de materia oscura, se añade gas dividiendo cada partícula de materia oscura original en una partícula de materia oscura y dos partículas de gas. Las masas asignadas a cada una se determinan a partir de la fracción de masa bariónica cosmológica (Grand et al. 2017). Los halos analizados en este trabajo fueron seleccionados para tener un estrecho rango de masas de $1 < M_{200}/10^{12}M_{\odot} < 2$. Cada simulación se ejecutó asumiendo la cosmología Λ CDM, con parámetros $\Omega_m = 0.307$, $\Omega_b = 0.048$, $\Omega_{\Lambda} = 0.693$, y la constante de Hubble $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $h = 0.6777$ (Planck Collaboration et al. 2014). Las resimulaciones ‘zoom-in’ de multi-masa se realizaron en un cubo periódico de lado $100h^{-1}\text{Mpc}$ utilizando el código de malla móvil magneto-hidrodinámico de N cuerpos AREPO (ver Sec. 1.3; Springel 2010; Pakmor et al. 2016). Para las simu-

laciones analizadas aquí, la resolución de la materia oscura y la masa bariónica es $\sim 3 \times 10^5 M_\odot$ y $\sim 5 \times 10^4 M_\odot$, respectivamente. La distancia de suavizado gravitacional para las partículas estelares y de materia oscura crece con el factor de escala hasta un máximo de 369 pc. Para las celdas de gas, la distancia de suavizado escala con el radio medio de la celda, pero no se permite caer por debajo de la distancia de suavizado estelar.

AREPO incluye un modelo completo de formación de galaxias (Vogelsberger et al. 2013), incluyendo procesos bariónicos como el enfriamiento de líneas primordiales y metálicas, una prescripción para un campo de fondo uniforme ultra violeta para la reionización, un modelo de sub-grilla para la formación de estrellas (Springel & Hernquist 2003), un modelo de sub-grilla representando un medio interestelar bifásico en equilibrio de presión (Springel & Hernquist 2003), campo magnético (Pakmor & Springel 2013; Pakmor et al. 2014), acreción de gas en los agujeros negros y la retroalimentación energética por AGN y supernovas de tipo II (SNII) (para más detalles ver Springel et al. 2005; Vogelsberger et al. 2013; Marinacci et al. 2014; Grand et al. 2017). Los parámetros que regulan la eficiencia de cada proceso físico se eligieron comparando los resultados obtenidos en simulaciones de regiones cosmológicamente representativas con una amplio rango de observaciones de poblaciones de galaxias.

En nuestros modelos, cada partícula estelar representa una única población estelar de una masa, edad y metalicidad determinadas. La pérdida de masa y el enriquecimiento metálico asociado con las supernovas de tipo Ia (SNIa) y estrellas de la rama asintótica de las gigantes (AGB) se modelan calculando en cada paso de tiempo la masa que se desplaza fuera de la secuencia principal para cada partícula estelar de acuerdo con una distribución de tiempo de retardo. Utilizando los modelos de síntesis de población estelar de Bruzual & Charlot (2003), la luminosidad de cada partícula estelar se estimó en múltiples bandas fotométricas. Como resultado, nuestros modelos tienen estimaciones detalladas de la luminosidad fotométrica en las bandas U, B, V, g, r, i, z, K, todo ello sin tener en cuenta los efectos de la extinción del polvo. Aunque todos nuestros modelos de Auriga se ejecutaron en halos de características similares, las galaxias resultantes presentan una gran variedad de propiedades, principalmente debido al proceso estocástico asociado a las historias de fusión posibles, inherentes al modelo cosmológico de formación y evolución de las galaxias (Bullock & Johnston 2005; Cooper et al. 2010; Tumlinson 2010; Grand et al. 2017; Monachesi et al. 2019).

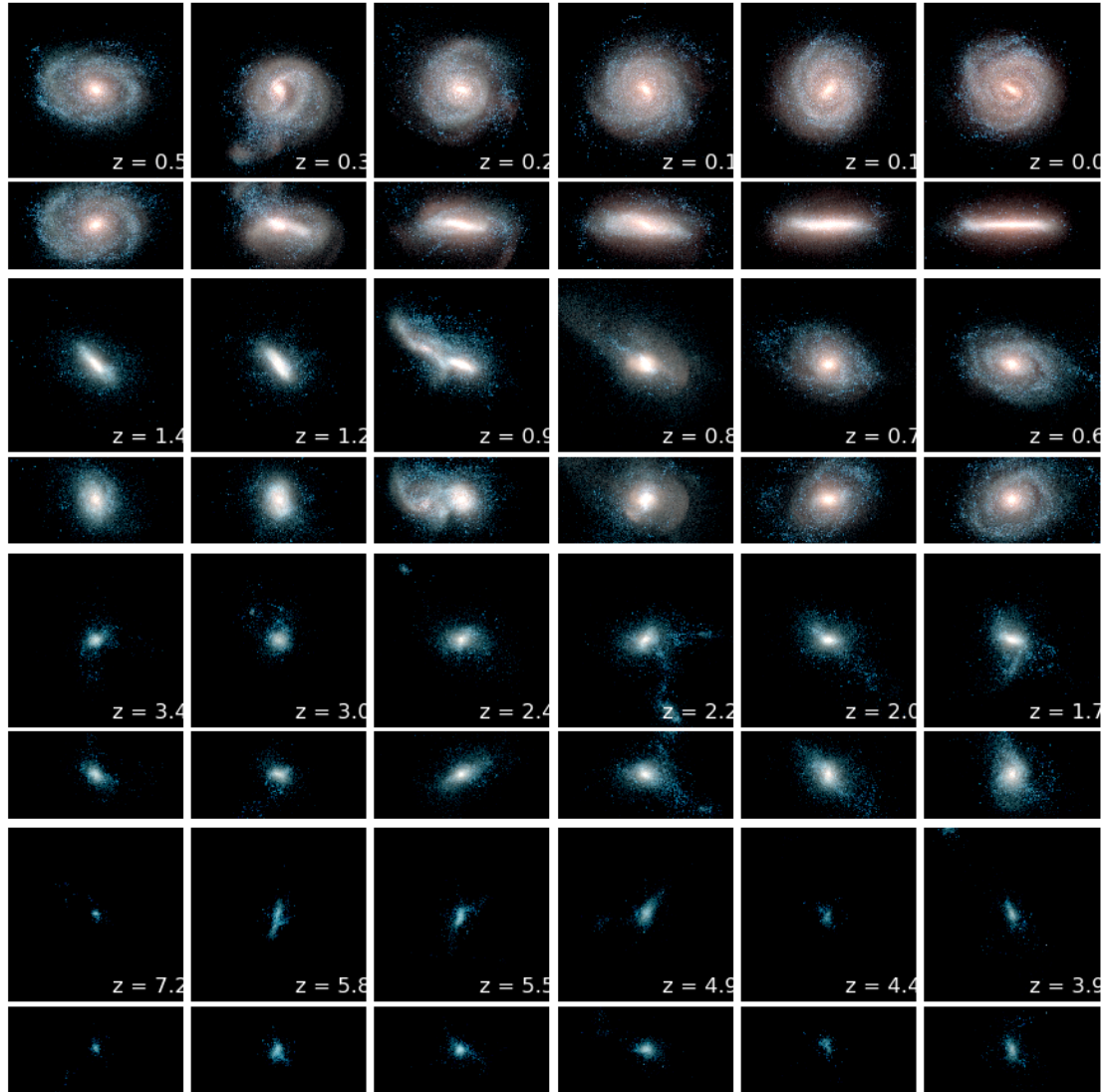


Figura 3.1: Evolución temporal de la componente estelar de una galaxia Auriga (Halo 12). La imagen mapea las luminosidades de las bandas K, B y U a los canales para el color rojo, verde y azul, respectivamente. El momento más temprano es el panel inferior izquierdo aumentando hacia la derecha y luego hacia arriba. Créditos de la imagen: Robert Grand y Proyecto Auriga. Tomada de <http://auriga.h-its.org>.

3.2. Manipulación de datos

Los datos originales se encuentran y son entregados por The Max Planck Computing and Data Facility (MPCDF). Los archivos fueron manipulados mediante códigos escritos para Python 2.7.16. El tipo de formato en que vienen los archivos puede ser modificado para facilitar su uso si es que se considera necesario.

Extracción de Datos

El proyecto Auriga almacena sus datos en un computador de Garching, Alemania, denominado Virgo. Los datos se encuentran divididos por cada halo y para cada uno presenta un conjunto de datos por cada salto temporal, en total son 128 instantáneas (de ahora en adelante ‘snapshots’), cada una con z diferentes. A su vez, podemos encontrar un condensado de las propiedades más importantes en archivos denominados ‘snapshot reduced halo’ los cuales fueron utilizados para el desarrollo de esta Tesis. El análisis principal se basa en los datos que se encuentran a $z = 0$. Para obtener la información sobre los procesos de fusión que suceden en el halo necesitaremos los datos obtenidos a través de los llamados ‘Merger Trees’. Estos principalmente se utilizan para concatenar la información de todos los snapshots. Al igual que con los ‘snapshot reduced halo’, existe un merger tree por cada halo. La manera más eficiente para la extracción de datos es mediante un túnel ssh que descargará estos datos a nuestro computador local. Para acceder y copiar archivos realizamos (comandos alterados para representar la manera más genérica):

```
>> ssh -L virgo.bc:22 user@gate.rzg.mpg.de
>> scp -r -P user@122.0.1.2:/simulations/Auriga/level4/MergerTrees
```

Nota: realizar la descarga masiva de archivos en un ordenador requiere una cantidad considerable de memoria, por lo que, se recomienda informarse bien sobre el tamaño de los archivos antes de cualquier descarga.

Rotación de Halos

Las simulaciones son escogidas dentro de cajas cosmológicas de $100h^{-1}$ Mpc de lado y vienen orientadas de manera aleatoria. En nuestro análisis es necesario considerar los efectos que distintas inclinaciones de las galaxias puedan tener en

las detecciones de corrientes estelares, ya que los discos galácticos, con brillos superficiales muy altos, pueden ocultar fácilmente corrientes estelares de marea débiles. En esta Tesis consideramos las proyecciones más extremas de las galaxias: la proyección de canto (más conocida por su nombre en inglés ‘edge-on’) y la proyección de frente (más conocida por su nombre en inglés ‘face-on’). Para rotar los halos de canto, buscamos que los ejes coordenados queden alineados con el disco de la galaxia y el momento angular del disco sea alineado con el eje Z del marco de referencia. El ángulo a rotar se obtiene calculando el producto punto entre el vector $\hat{Z}$ y el vector momento angular resultante, este último calculado a partir de considerar aquéllas partículas estelares jóvenes de edades menores a 5 Gyr dentro de un volumen cilíndrico (ver Gómez et al. 2013). Una vez rotada en configuración de canto, se utiliza una rotación trivial de 90 grados para posicionarlas de frente. El proceso de rotación se hace iterativamente, considerando partículas dentro de un cilindro con radio decreciente en cada iteración. En caso de querer una orientación diferente, es posible introducir ángulos diferentes dependiendo de las inclinaciones que se quieran analizar.

Mapas de Brillo Superficial

En esta Tesis generamos mapas de brillo superficial (SB de su siglas ‘surface brightness’), para las proyecciones de canto y de frente. Las dos orientaciones del disco que representan las configuraciones más extremas para identificar corrientes estelares de bajo brillo superficial. En la proyección galáctica de frente las corrientes estelares pueden quedar ocultas por la presencia de un disco mucho más brillante hasta grandes radios (r_{25}^1). Mientras que en una proyección de canto la contaminación del disco es mínima más allá de 5-10 kpc a lo largo del eje menor.

Para cada galaxia centramos una grilla bidimensional sobre un área de $150 \times 150 \text{ kpc}^2$ en ambas proyecciones, utilizando intervalos de $1 \times 1 \text{ kpc}^2$ para generar la grilla. Dentro de cada celda que fue generada por la grilla, calculamos la magnitud total en banda-r integrando los flujos de todas las partículas estelares incluidas. Como se mencionó en la Sec. 3.1, la luminosidad en banda-r de cada galaxia se modeló utilizando los modelos de síntesis de población estelar de Bruzual & Charlot (2003) (Grand et al. 2017). Nos centramos en esta banda sintética por las siguientes razones:

¹Radio al cual el brillo superficial de un disco galáctico llega a la isofota $\mu_B = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$.

I: Es un trazador relativamente bueno de la distribución global de masa estelar.

II: Es una banda típica empleada para observar estructuras de bajo brillo superficial (LSB de sus siglas en inglés Low Surface Brightness, Atkinson et al. (2013); Martínez-Delgado (2019))

III: Es menos afectada por la extinción del polvo que otras bandas fotométricas más azules.

Se generó, para cada modelo de Auriga, varios mapas de brillo superficial que alcanzan diferentes magnitudes límite (Apéndice A), emulando observaciones con diferentes profundidades. La magnitud límite del brillo superficial, μ_r^{lim} , oscila entre $22 \text{ mag arcsec}^{-2}$ a $31 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Tal y como discute Morales et al. (2018), para niveles de brillo superficial más profundos que $28 \text{ mag arcsec}^{-2}$ la contaminación del cirrus Galáctico se vuelve muy significativa. En esta Tesis no tendremos en cuenta los efectos del cirrus Galáctico y no se modela la extinción interna del polvo. Nuestro objetivo es el de estimar de mejor manera las subestructuras que presentan estos modelos y generar, así, un punto de comparación para futuros trabajos donde se introduzcan sesgos observacionales a las detecciones. La inclusión de este tipo de efectos en nuestro análisis sera considerado en un trabajo subsiguiente.

Capítulo 4

Análisis

En esta Tesis, fueron analizados los mapas de brillos superficial (Ver Sec. 3.2) generados para las galaxias simuladas del proyecto Auriga. La figura 4.1 muestra los mapas de brillo superficial más profundos, para una proyección de canto (‘edge-on’), de cada modelo Auriga. Estos fueron generados considerando un brillo superficial límite de $\mu_r^{\text{lim}} = 31 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Podemos ver que, en la mayoría de los halos, se pueden identificar corrientes estelares, que toman la forma de brazos extendidos, nubes o cascarones. Sin embargo, encontramos excepciones como los casos de Au9 y Au10, que no muestran ningún rasgo claro de estructura de bajo brillo superficial. Como se discute en Karademir et al. (2019) y sus referencias, la morfología que presentan las subestructuras que se encuentran en estos halos está relacionada con la masa y las propiedades de las órbitas de los satélites atraídos. El parámetro de impacto α es el ángulo entre la dirección del satélite y el anfitrión. En general, las corrientes estelares extendidas, como los bucles, suelen estar relacionadas con satélites con grandes parámetros de impacto (con ángulos de impactos mayores, $\alpha \sim 40^\circ$) y momentos angulares. Por otro lado, las estructuras en forma de cascarón se asocian a la acreción de satélites en órbitas casi radiales (Cooper et al. 2011). Estos últimos tienden a mostrar tiempos de vida más cortos que los bucles (ver Johnston et al. 2008). También es posible encontrar restos de satélites en el plano del disco. Estas corrientes son el resultado de la acreción de satélites en órbitas de baja inclinación, o de la alineación de los momentos angulares del sistema disco central-satélite, debido al torque ejercido por un satélite masivo que esta siendo acretado (Véase, por ejemplo Gómez et al. 2017b,a).

A continuación, procedemos a inspeccionar distintos mapas de brillo superficial de cada galaxia simulada. Para cada modelo, consideramos mapas con distinta

profundidad con el objetivo de determinar el brillo superficial más alto en que una corriente estelar puede ser detectada. Una vez identificada dicha corriente y su correspondiente μ_r^{lim} , se extraen y analizan las propiedades de su galaxia satélite progenitora.

4.1. Corrientes Estelares Más Brillantes

Los mapas de brillo superficial de los modelos, mostrados en la figura 4.1 presentan una proyección de canto. Los diferentes paneles muestran los mapas de brillo superficial resultantes obtenidos para diferentes valores de μ_r^{lim} . Como era de esperar, los mapas poco profundos, $\mu_r^{\text{lim}} \lesssim 24 \text{ mag arcsec}^{-2}$, sólo revelan la presencia del disco estelar brillante. Notar además la presencia de los satélites más brillantes. En general, a $\mu_r^{\text{lim}} \sim 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ alcanzamos los bordes exteriores de todos los discos estelares. Las partículas estelares que están ligadas a la galaxia anfitriona desde el primer snapshot y las estrellas nacidas del gas extraído de las galaxias satélites son definidas por Monachesi et al. (2019) como una componente ‘in-situ’. Los mapas más profundos empiezan a revelar una distribución estelar más extendida y relativamente plana asociada al halo estelar interior dominado principalmente por una componente ‘in situ’, así como el halo estelar débil y extendido. Estos mapas más profundos nos permiten detectar, en muchos casos, subestructuras de bajo brillo superficial asociadas principalmente a corrientes estelares procedentes de eventos de acreción en curso o anteriores.

4.1.1. Identificación de corrientes estelares más brillantes

Uno de los objetivos principales en este trabajo es caracterizar la información, que puede extraerse de las corrientes estelares más brillantes con respecto a la historia de acreción reciente de una galaxia. Así, el primer paso es identificar dichas corrientes en los halos estelares de cada modelo de Auriga, considerando diferentes proyecciones de las galaxias. La detección automática de las corrientes estelares es una tarea difícil. Estas subestructuras de bajo brillo superficial pueden mostrar una gran variedad de morfologías y suelen ser muy extensas, abarcando regiones galácticas con niveles de brillo superficial muy diferentes. Se han propuesto previamente métodos para conseguirlo, especialmente cuando se trata de un gran número de observaciones en las que identificar visualmente no es escalable ni fac-

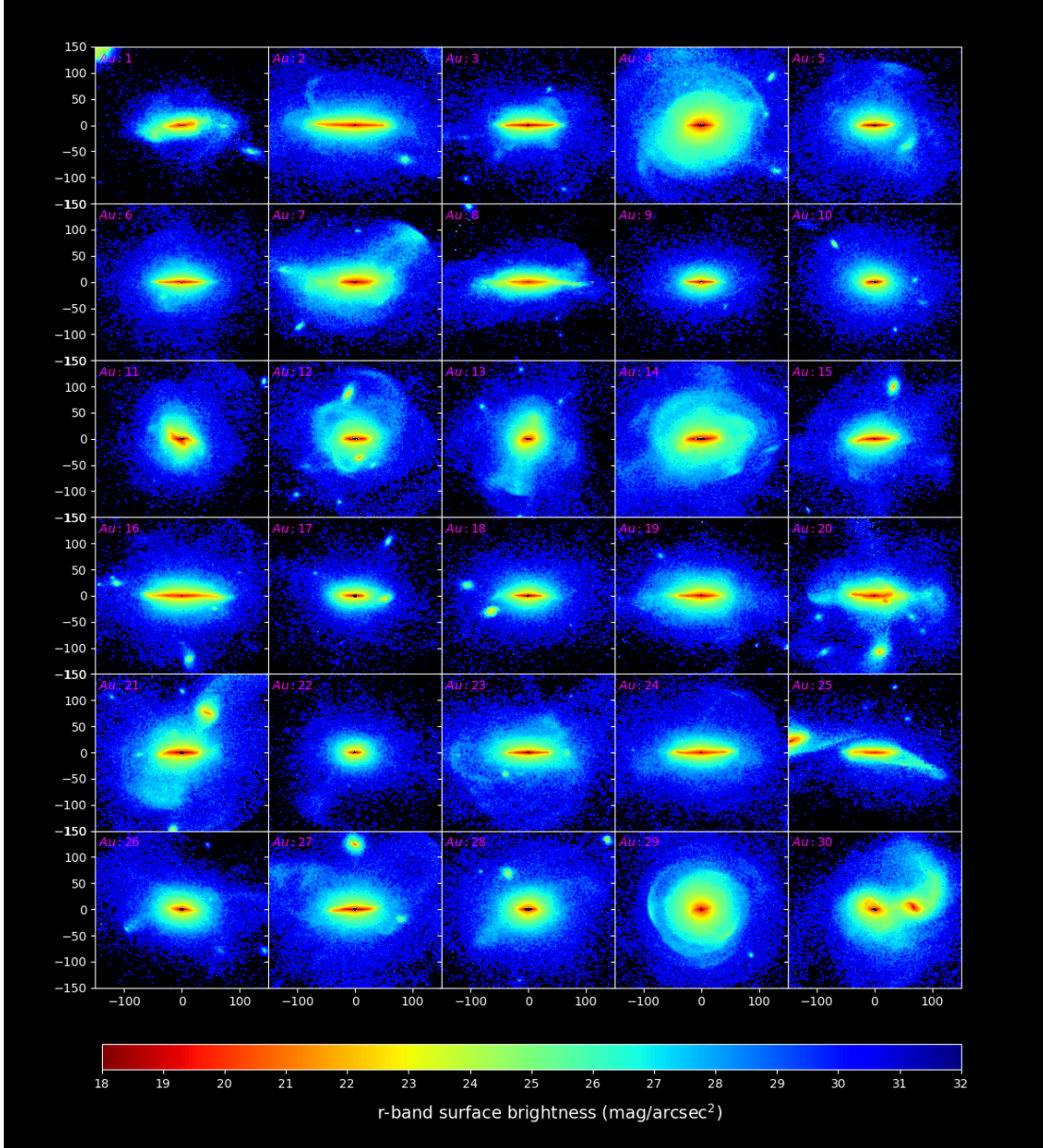


Figura 4.1: Mapas de brillo superficial en banda-r a $\mu_r^{\text{lim}} = 31 \text{ mag arcsec}^{-2}$ de los halos de Auriga a $z = 0$, vistos de canto (‘edge-on’) en una caja de $300 \times 300 \text{ kpc}^2$. La resolución de estos mapas es de $1 \times 1 \text{ kpc}^2$ por píxel. En la mayoría de los casos es posible apreciar subestructuras de brillo superficial que se extienden por fuera del disco estelar del anfitrión, asociados a eventos de acreción pasados o en curso. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

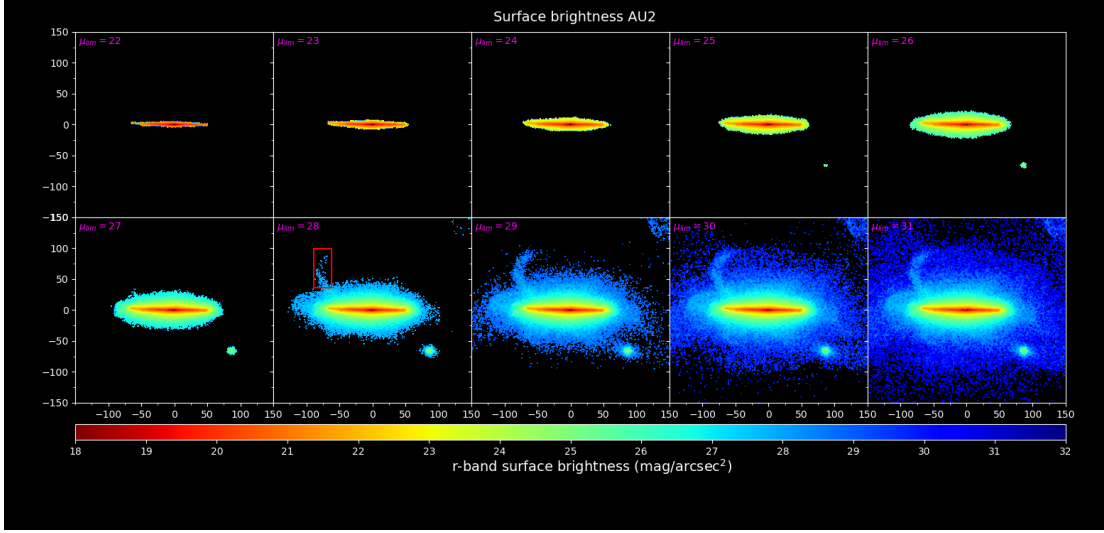


Figura 4.2: Mapa de brillo superficial en función de μ_r^{lim} , para AU2. La galaxia se muestra en su proyección de canto ('edge-on'). Obsérvese que la corriente estelar más brillante de esta galaxia puede verse claramente por primera vez en $\mu_r^{\text{lim}} = 28 \text{ mag arcsec}^{-2}$. La corriente correspondiente está resaltada con un recuadro rojo. El tamaño de cada proyección es de $300 \times 300 \text{ kpc}^2$. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

tible (véase Kado-Fong et al. 2018). En esta Tesis contamos solo con 30 modelos galácticos y, por tanto, la inspección visual de las imágenes es un procedimiento viable. Para tener en cuenta el sesgo humano procedemos a describir en detalle el método utilizado.

- **Inspección Visual:** Entre cinco de los coautores, fueron distribuidos múltiples mapas de brillo superficial con diferentes μ_r^{lim} para cada modelo galáctico. Un ejemplo de estos mapas se muestra en la figura 4.2, donde cada panel muestra el resultado de alcanzar un μ_r^{lim} cada vez más profundo. Los mapas para el resto de los modelos analizados pueden encontrarse en el apéndice A. En cada modelo, se comenzó a buscar corrientes estelares considerando el mapa de brillo superficial con el límite más bajo. Si no se identifica ninguna corriente, pasamos al siguiente mapa más profundo. Continuamos con este proceso iterativamente hasta que la corriente estelar más brillante pueda ser detectada claramente. Una vez identificada la corriente estelar, el valor correspondiente de μ_r^{lim} se almacena en una lista. Repetimos el proceso para cada modelo galáctico.
- **Consenso:** Los coautores comparten su lista de identificación independiente para llegar a un consenso común. De este procedimiento se extrae una lista de

identificación única y definitiva. El resultado de este proceso de identificación se muestra en la figura 4.3. Cada panel muestra el mapa de brillo superficial menos profundo en el que se ha identificado claramente la corriente más brillante. El correspondiente límite de brillo superficial aparece en la leyenda. Los casos en los que no hay subestructura tienen el límite de brillo superficial $\mu_r^{\text{lim}} = 31 \text{ mag arcsec}^{-2}$ señalado con un símbolo *. La corriente más brillante de cada halo está resaltada con un recuadro rojo. En algunos casos, como Au12, Au20, Au21 y Au25, la corriente más brillante puede relacionarse directamente con el satélite más brillante del campo. Esto muestra que esos satélites han estado orbitando a su anfitrión durante unos pocos Gyrs y que actualmente están sufriendo una disrupción. Estas corrientes pueden observarse en mapas relativamente poco profundos, que alcanzan $\mu_r^{\text{lim}} \lesssim 27 \text{ mag arcsec}^{-2}$. En muchos otros casos, como Au5, Au11, Au16 y Au22, es necesario llegar a niveles de brillo superficial mucho más profundos para identificar la corriente más brillante. Estos son claros ejemplos de cómo las subestructuras de bajo brillo superficial pueden pasar desapercibidas sin observaciones muy profundas. Notar que, en esos casos, los satélites progenitores ya no pueden ser identificados. También encontramos halos, como el de Au18, en los que el satélite más brillante no muestra ningún rasgo de marea, lo que indica que han sido acretados muy recientemente por el anfitrión.

4.1.2. Cuantificación de las corrientes estelares más brillantes

En la figura 4.4 resumimos los resultados del proceso de identificación de las corrientes estelares más brillantes en cada halo mediante una función acumulativa normalizada por el total de los modelos. En primer lugar, nos centramos en los resultados obtenidos a partir de la proyección de canto. La línea negra representa la tasa de detección de los modelos con corrientes estelares identificables en función del nivel límite del brillo superficial, μ_r^{lim} . El área sombreada en gris muestra el rango obtenido a partir de las cinco identificaciones independientes de corrientes estelares. Ninguno de los modelos de Auriga muestra corrientes estelares en los mapas de brillo superficial con $\mu_r^{\text{lim}} < 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Sin embargo, encontramos

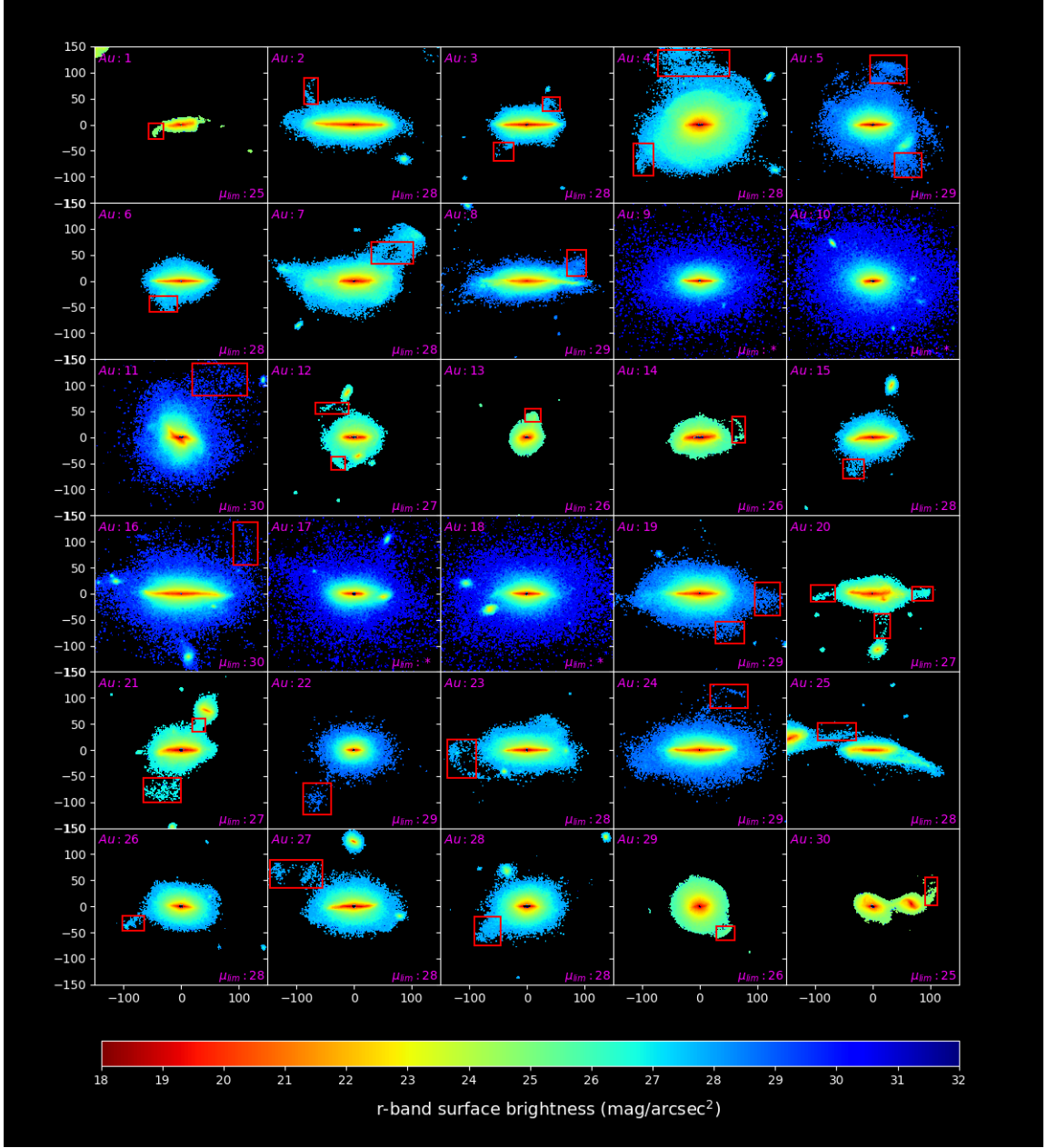


Figura 4.3: Como en la figura 4.1, pero ahora seleccionando, para cada halo, el valor de brillo superficial μ_r^{lim} donde se identifica por primera vez la corriente estelar más brillante. Los recuadros rojos destacan la corriente estelar más brillante de cada halo. Algunos tienen dos recuadros. Esto indica que tienen diferentes corrientes al mismo brillo superficial. Obsérvese que algunos halos (Au9, Au10, Au17, Au18) no muestran corrientes estelares identificables. Esos halos son identificados con $\mu_r^{\text{lim}} = *$. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

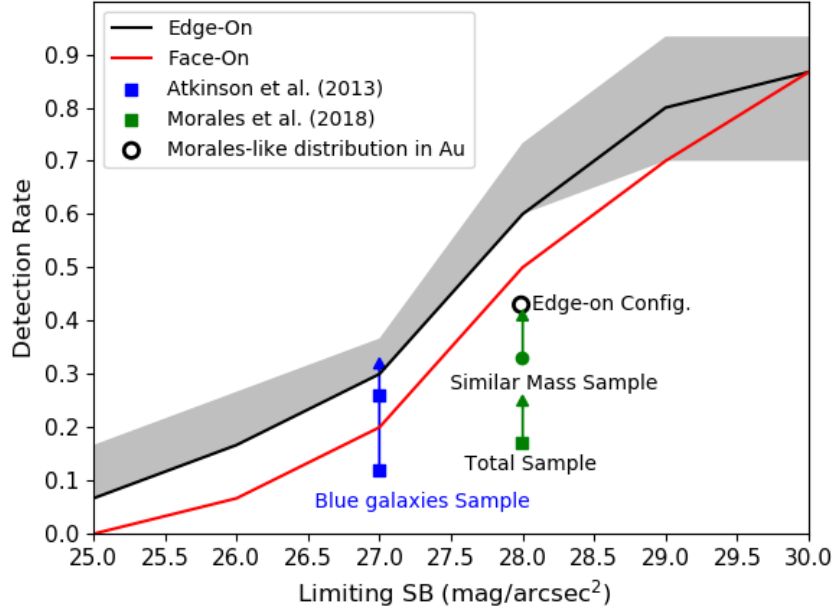


Figura 4.4: Fracción acumulativa del número de halos con corrientes estelares detectadas en función de μ_r^{lim} . Las líneas negras y rojas muestran los resultados obtenidos cuando las galaxias están en proyecciones de canto ('edge-on') y de frente ('face-on'), respectivamente. El área sombreada muestra el rango obtenido de las cinco identificaciones visuales de corrientes estelares independientes. Los cuadrados azules y verdes muestran la fracción de galaxias con corrientes estelares identificables reportadas por Atkinson et al. (2013) y Morales et al. (2018), respectivamente. El círculo abierto muestra los resultados obtenidos en Auriga al imitar la distribución de μ_r^{lim} de la muestra de Morales et al. (2018). Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

que en $\mu_r^{\text{lim}} \approx 28 \text{ mag arcsec}^{-2}$, el 60% de los modelos ya muestran una detección. La función acumulativa muestra un aumento significativo de la fracción de galaxias con detección de corrientes en valores de $27 \text{ mag arcsec}^{-2}$, para luego presentar un crecimiento mucho menor en torno a $29 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Otro resultado interesante es que, incluso con un límite de brillo superficial bajo, de $30 \text{ mag arcsec}^{-2}$, el 13% de nuestros modelos no muestran una corriente detectable. Observamos que, en algunos casos como el de Au25, el rasgo más brillante detectado corresponde a una perturbación del disco de la galaxia anfitrión inducida por un satélite masivo recientemente acretado. Estas perturbaciones del disco anfitrión no son cuantificadas. En estos casos solo cuantificamos las corrientes estelares asociadas al satélite acretado, la cual típicamente se detecta en mapas de brillo superficial mas bajo.

Hay diferencias entre el análisis presentado en este trabajo y los basados en muestras observacionales de galaxias, probablemente sean responsables de al menos algunas diferencias en la detección de corrientes estelares. Vale la pena recordar que, para nuestros modelos:

I : No tenemos en cuenta la extinción del polvo y el ruido de fondo, que pueden borrar las huellas de subestructuras estelares débiles.

II : Tenemos una muestra mucho más pequeña de galaxias.

III : Contamos como una detección la primera vez que vemos señales de una corriente estelar.

Es importante tener en cuenta que una fracción de galaxias observadas en las que no se han reportado detecciones contenga probablemente corrientes estelares, pero solo visibles con observaciones mucho más profundas.

Al comparar estos resultados con los obtenidos en muestras observacionales. Por ejemplo, Atkinson et al. (2013), utilizando observaciones del componente de campo amplio del Canada-France-Hawaii Telescope Legacy Survey, generó una muestra de 1.781 galaxias luminosas ($M_{r'} < -19.3$ mag), en el rango de magnitud $15.5 \text{ mag} < r' < 17 \text{ mag}$ y de corrimiento al rojo ('redshift') $0.04 < z < 0.2$. La muestra alcanza un brillo superficial límite en la banda r' de $\sim 27 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Su análisis mostró que el 12 % de las galaxias de la muestra poseen claras subestructuras de marea con un alto nivel de confianza (ver 1.4.1), pero la fracción se eleva a cerca del 26 % si se incluyen las detecciones en un intervalo de confianza menor. Un 11 % adicional mostró rastro de corrientes estelares de marea de clasificación incierta. Si consideramos todas las detecciones, incluyendo las de baja certeza, encontramos que nuestros resultados son comparables con los observados. Considerando el valor de $\mu_r^{\text{lim}} = 27$ encontramos que ~ 33 % de nuestros modelos muestran características de bajo brillo superficial. Sin embargo, hay que tener en cuenta que la muestra estudiada por Atkinson et al. (2013) incluye galaxias situadas tanto en la secuencia roja como en la nube azul. El estudio encuentra que la fracción de galaxias con corrientes detectadas presenta una fuerte dependencia del color (corregido por el corrimiento al rojo) y de la masa estelar. Encuentran que las galaxias rojas tienen el doble de probabilidades de mostrar características asociadas con interacciones de marea con respecto a las galaxias azules. En este

trabajo, nos inclinamos por modelos galácticos de tipo tardío (‘late-type galaxies’) muy brillantes, con $-23 < M_r < -20$ mag. Estos modelos están dentro de la nube azul (ver figura 20 en Grand et al. 2017). La submuestra de la nube azul de Atkinson et al. (2013) muestra detecciones de indicadores de interacciones de mareas en el 12 % de sus galaxias.

Morales et al. (2018) obtuvo resultados similares utilizando una muestra de imágenes pos-procesadas de Sloan Digital Sky Survey (SDSS), optimizadas para la detección de estructuras estelares con bajo brillo superficial alrededor de una muestra de volumen limitado de galaxias cercanas (ver Sec. 1.4.2). Su muestra final consiste en imágenes de 297 galaxias con masas estelares similares a la de la Vía Láctea, con una distribución de μ_r^{lim} gaussiana de media ~ 28 y $\sigma \approx 0.26$ mag arcsec $^{-2}$. Dentro de los límites de brillo superficial, encuentran una detección de subestructuras estelares en el 17 % de las galaxias observadas. En comparación, los modelos Auriga muestran subestructuras en casi el 60 % de los casos, si consideramos mapas de brillo superficial con magnitud límite $\mu_r^{\text{lim}} = 28$ mag arcsec $^{-2}$. Sin embargo, si consideramos una distribución gaussiana para μ_r^{lim} basada en Morales et al. (2018), los modelos de Auriga muestran detecciones de subestructuras estelares en cerca del 43 % de los casos, que sigue siendo más del doble de los casos reportados por Morales et al. (2018). Para entender esta diferencia es importante tener en cuenta otros aspectos entre las observaciones y nuestros modelos. Por ejemplo, una diferencia importante entre la muestra de galaxias observadas de Morales y nuestra muestra de modelos, es la distribución de la masa estelar de las galaxias. La muestra observada analizada por Morales et al. (2018) tiene una masa estelar media de $\log(M_*/M_\odot) = 10.37$ mientras que la masa estelar media de los modelos de Auriga es $\log(M_*/M_\odot) = 10.82$. Más aún, todos nuestros modelos son más masivos que la masa media de la muestra observada. Esto es muy pertinente, especialmente si se tiene en cuenta que las detecciones de subestructuras estelares observadas aumentan significativamente para masas estelares mayores en galaxias anfitrionas. Más precisamente, la tasa de detección de subestructuras estelares en Morales et al. (2018) sube al 33 % si son consideradas las galaxias de masas superiores a $\log(M_*/M_\odot) = 10.82$ (ver figura 1.7, adaptada de figura 7 en Morales et al. 2018).

Por otra parte, cabe destacar que nuestros resultados discutidos hasta ahora se basan en proyecciones de canto de los modelos galácticos. Como se ha mencionado anteriormente, esto favorece la detección de corrientes estelares en comparación

con una muestra de galaxias distribuidas con inclinaciones aleatorias. Para explorar esto, mostramos en la figura 4.4, con una línea roja, la fracción acumulada de modelos con corrientes detectadas en función de μ_r^{lim} , cuando se proyecta de frente (‘face-on’). De hecho, encontramos que, dentro del rango $26 \lesssim \mu_r^{\text{lim}} \lesssim 29$ mag arcsec⁻² esta fracción disminuye en $\sim 10\%$. Nótese que el valor reportado por Atkinson et al. (2013) (26 % de $\mu_r^{\text{lim}} \approx 27$ mag arcsec⁻²) se encuentra entre las fracciones acumulativas de las proyecciones de canto y de frente (ver figura 4.4). Utilizando una distribución de brillo superficial similar a la presentada por Morales, para la proyección de frente encontramos que los modelos de Auriga muestran detecciones en el 33 % de los casos, lo cual coincide bastante bien con la tasa de detección de la submuestra de galaxias de mayor masa de Morales, también mostrada en la figura 4.4.

En resumen, es de esperar que la fracción de galaxias con corrientes estelares detectadas en este trabajo sea mayor que las encontradas en las observaciones, las cuales probablemente representen una cota mínima de la capacidad de detección debido a la profundidad de las observaciones y otros efectos observacionales. En un trabajo posterior incluiremos los efectos y sesgos observacionales a nuestros modelos para realizar una comparación más cuantitativa y justa con los resultados observacionales.

4.2. Propiedades de Satélites Progenitores

En la sección anterior hemos realizado una identificación visual y cuantificación de las corrientes estelares utilizando los mapas de brillo superficial de la simulación de Auriga. Para cada halo nos hemos centrado en las corrientes estelares más brillantes que pueden identificarse a medida que incrementamos μ_r^{lim} . El objetivo de esta sección es identificar y caracterizar las principales propiedades de los satélites progenitores de estas subestructuras de bajo brillo superficial detectadas, en particular sus tiempos de caída (‘infall time’) y sus masas. El satélite progenitor de una corriente determinada, se identifica buscando entre los satélites que aportaron el mayor número de partículas a una pequeña zona que rodea la corriente más brillante. Estas áreas, para cada modelo de Auriga, están resaltadas con un cuadrado rojo en la figura 4.3. Este procedimiento de identificación de satélites se resume en la figura 4.5. Los paneles superiores muestran, a modo de ejemplo, los mapas de brillo superficial con $\mu_r^{\text{lim}} = 31$ mag arcsec⁻² de cinco

modelos de Auriga. Los paneles centrales muestran gráficos de la distribución de partículas estelares de los mismos halos. Con puntos rojos se resaltan las partículas estelares que pertenecen al satélite progenitor de la corriente estelar más brillante detectada en cada halo. Algunos modelos, como el de Au21 (primer panel desde la derecha), muestran más de una corriente en el mapa de brillo superficial donde se detectaron por primera vez subestructuras (ver figura 4.3). En casos en los que dichas corrientes están asociadas a dos progenitores diferentes, los satélites están resaltados con puntos rojos y azules. Obsérvese que en la figura 4.5 algunos satélites progenitores todavía pueden ser identificados, es decir, son satélites supervivientes (por ejemplo, Au2-Au15 puntos rojos y Au21 puntos azules), en otros casos se han desintegrado por completo (por ejemplo, los puntos rojos de Au8 y Au21). En lo que sigue exploraremos más a fondo esta situación.

4.2.1. Tiempos de caída

Una vez identificado un satélite progenitor, se procede a su seguimiento en el tiempo. Esto se hace siguiendo los merger trees (ver 1.3) correspondientes. Obsérvese que en Auriga cada partícula asociada a un satélite tiene asignado un número de identificación único. Este id corresponde a la identificación asignada en el merger tree al momento en el que el satélite alcanza su masa máxima. De este modo, es posible seguir las partículas de un satélite incluso después de su completa disrupción. Los paneles inferiores de la figura 4.5 muestran con líneas rojas y azules la evolución de la distancia galactocéntrica de cada satélite, R_{sat} , en función del tiempo de retorno ('lookback time'), t_{lb} . Para comparar, también mostramos con líneas negras la evolución temporal del radio virial del anfitrión, R_{vir} . Las distancia galactocéntrica para cada halo junto con más detalles pueden encontrarse en el apéndice B.

Para estimar el tiempo de caída del progenitor más brillante (BSP), t_{infall} , definido como el momento en el que el satélite cruza por primera vez el radio virial del anfitrión, buscamos el momento en que se alcanza el primer mínimo de $|R_{\text{sat}} - R_{\text{vir}}|$. Los tiempos de caída, t_{infall} , asociados al snapshot se enumeran en la Tabla 4.1. En la figura 4.6 mostramos la distribución total del t_{infall} . Curiosamente, encontramos que los satélites que dan lugar a la corriente más brillante en cada simulación se acretan en un rango de tiempo muy amplio, con valores de t_{infall} , que van desde los 10 a los 1,6 Gyr y la mediana de $t_{\text{infall}} = 6.47$ Gyr. Cabe destacar que

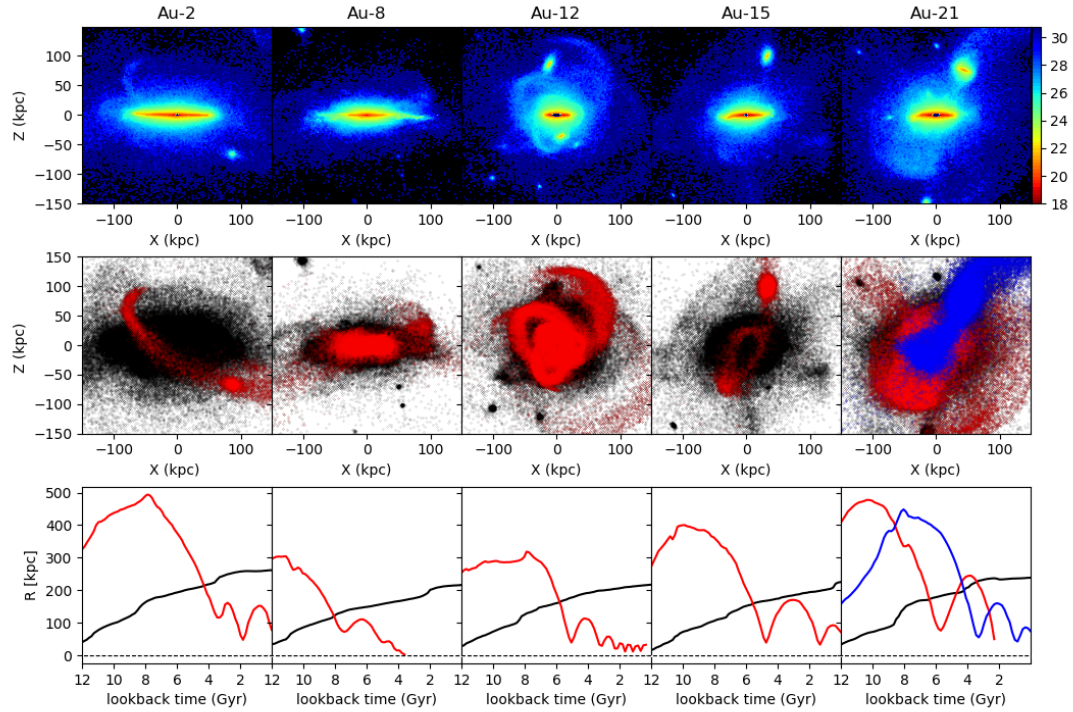


Figura 4.5: Paneles superiores: mapas de brillo superficial de cinco galaxias Auriga diferentes, con proyección de canto ('edge-on') en un área de 300^2 kpc^2 . Paneles centrales: los puntos negros muestran las distribuciones de partículas estelares de los mismos halos. Los puntos rojos y azules destacan las partículas estelares asociadas a los progenitores de las corrientes más brillantes en cada halo en casos como el de Au21 el cual presenta dos corrientes estelares brillantes al mismo μ_r^{lim} . Paneles inferiores: La línea negra muestra la evolución temporal del radio virial del anfitrión. Las líneas roja y azul muestran la evolución temporal de la distancia galactocéntrica de los satélites progenitores más brillantes. La línea discontinua indica dónde $R = 0$. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

Tabla 4.1: Propiedades de los satélites progenitores más brillantes. Las columnas son: (1) el número del halo perteneciente a la galaxia Auriga; (2) el tiempo de caída (t_{infall}) del satélite, o el tiempo en el que el satélite cruzó por primera vez el radio virial del anfitrión; (3) la masa total del satélite en el momento de cruzar el radio virial; (4) la masa estelar del satélite en el momento de cruzar el radio virial; (5) indica si los satélites sobreviven a $z=0$ o no; (6) la clasificación del satélite basada en la masa estelar contribuida a la masa del halo estelar anfitrión a $z=0$. Las galaxias que muestran múltiples corrientes estelares, por sobre el límite de brillo superficial, asociados a diferentes satélites son señaladas con (a).

Au	t_{infall} (Gyr)	M_{tot} ($M_{\odot}$)	$M_{\star}$ ($M_{\odot}$)	Supervivencia	Progenitor Significativo
1	4.56	10.93	9.57	NO	1
2	4.24	10.30	8.53	SI	5
3 ^a	9.42	10.34	9.13	NO	2
	9.43	10.11	8.53	NO	4
4 ^a	3.11	11.49	10.37	NO	1
	6.32	10.70	9.03	NO	3
5 ^a	8.49	10.27	8.46	NO	3
	6.78	10.29	8.45	SI	4
6	8.96	10.43	8.70	NO	1
7	2.79	11.04	9.80	NO	1
8	8.03	10.84	9.38	NO	1
9	—	—	—	—	—
10	—	—	—	—	—
11	0.82	11.47	10.51	SI	—
12	5.68	10.67	9.28	NO	3
13	7.25	10.82	9.33	NO	1
14	7.25	10.92	9.45	NO	6
15	5.52	10.51	9.10	SI	6
16	8.65	9.73	7.68	SI	10
17	—	—	—	—	—
18	—	—	—	—	—
19 ^a	7.10	10.61	9.14	SI	2
	5.99	10.41	8.89	NO	3
20 ^a	5.99	11.28	9.98	NO	1
	5.04	10.49	9.05	SI	4
21 ^a	6.47	10.80	9.16	NO	3
	4.24	11.00	9.65	SI	4
22	5.52	10.23	8.44	NO	1
23	6.63	10.38	8.70	SI	3
24	9.88	10.33	8.48	NO	4
25	1.65	11.32	10.21	SI	1
26	8.96	10.47	8.86	NO	2
27	6.94	10.69	8.93	NO	3
28	7.25	9.94	8.73	SI	4
29	5.04	11.56	10.48	NO	1
30	3.60	11.15	9.92	SI	1

el 50 % de los BSP se acumularon en el intervalo de tiempo $5 \text{ Gyr} \lesssim t_{\text{infall}} \lesssim 7.5 \text{ Gyr}$, como muestra el área de la caja rayada en gris. Como resultado, sólo el 25 % de los BSPs corresponde a un evento de acreción muy reciente, con $t_{\text{cross}} < 5 \text{ Gyr}$ (por ejemplo, Au11). Por el contrario, los BSPs en el 25 % de los casos están relacionados con satélites que se acretaron entre 8 y 10 Gyr atrás (por ejemplo, Au26).

La quinta columna de la Tabla 4.1 indica si los BSPs han sobrevivido hasta la actualidad o no. Curiosamente $\sim 37\%$ de ellos todavía pueden ser identificados en $z = 0$. El panel inferior de la figura 4.5 parece sugerir que, típicamente, los BSPs supervivientes han cruzado R_{vir} en tiempos más tardíos que sus homólogos destruidos (ver, por ejemplo, la línea azul y roja en el último panel de la figura 4.5 para un ejemplo de un satélite superviviente y otro destruido, respectivamente). De hecho, encontramos que la media de t_{infall} para los BSPs supervivientes y destruidos es de 4,8 Gyr y 6,8 Gyr, respectivamente. En este contexto vale la pena tener en cuenta los resultados de Fattahi et al. (2020), quienes analizaron las simulaciones de Auriga para examinar la formación del halo estelar de galaxias tipo Vía Láctea. Su análisis se centró en la comparación de las propiedades de las galaxias enanas supervivientes y las destruidas que son acretadas por estos halos a lo largo del tiempo. Demostraron que, en promedio, las galaxias enanas destruidas tienen tiempos de caída más tempranos, $t_{\text{infall}} \gtrsim 7.5 \text{ Gyr}$, mientras que la mayoría de las enanas que son acretadas a $t_{\text{infall}} < 4 \text{ Gyr}$ sobreviven hasta el día de hoy. Además, encuentran una dependencia entre la supervivencia, t_{infall} , y la masa del satélite en el momento de la caída. Para los satélites supervivientes, de masas $10^6 M_{\odot}$ y $10^9 M_{\odot}$, los tiempos de caída típicos son $t_{\text{infall}} \sim 8 \text{ Gyr}$ y $\sim 4 \text{ Gyr}$, respectivamente. En cambio, para los satélites destruidos, los tiempos de caída son ~ 11.5 y $\sim 9 \text{ Gyr}$ para satélites en el que el tiempo de caída tenían masas estelares de $10^6 M_{\odot}$ y $10^9 M_{\odot}$, respectivamente.

Ahora examinamos la relación entre los tiempos de caída de los BSP y el $\mu_{\text{r}}^{\text{lim}}$ en la que se identifican por primera vez las corrientes más brillantes. Los paneles superior e inferior de la figura 4.7 muestran los t_{infall} de la distribución para los BSP cuyas corrientes estelares se detectaron por primera vez en valores de $\mu_{\text{r}}^{\text{lim}} < 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ y $\mu_{\text{r}}^{\text{lim}} > 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$, respectivamente. Estas dos submuestras presentan distribuciones diferentes. Las corrientes estelares más brillantes que se detectaron por primera vez en los mapas de brillo superficial a $\mu_{\text{r}}^{\text{lim}} < 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ representan eventos de acreción que normalmente tuvieron lugar hace 5

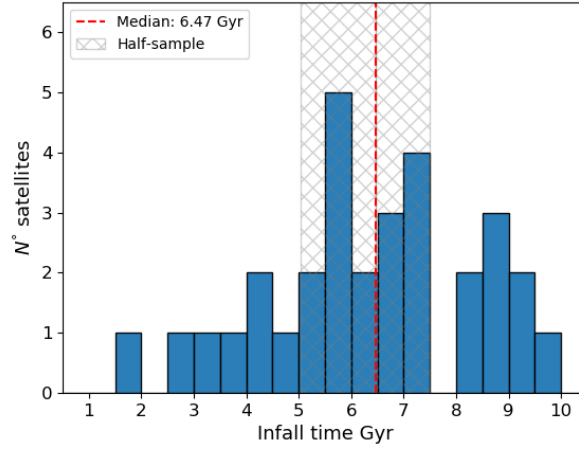


Figura 4.6: Distribución del tiempo de caída de todos los progenitores asociados a las corrientes más brillantes. La distribución tiene una mediana de 6.47 Gyr. El área rayada, centrada en la mediana, abarca el 50% de la muestra y oscila entre 5 y 7.5 Gyr. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

Gyr, mientras que las corrientes encontradas a $\mu_r^{\text{lim}} > 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ están, en promedio, relacionados con eventos de acreción que tuvieron lugar hace unos 7 Gyr. Sin embargo, hay que tener en cuenta que ambas distribuciones muestran una dispersión en t_{infall} . Para este cálculo hemos eliminado Au11, cuyo BSP acaba de ser acretado, y, por lo tanto, presenta una subestructura en forma de cascara ('shell') muy tenue que aún no ha tenido tiempo de desarrollarse.

La relación entre el brillo superficial de la corriente más brillante y los tiempos de caída del progenitor no es sorprendente. Si, para simplificar, suponemos que la distribución de masas de los BSP es similar para ambas muestras, las corrientes que tienen más tiempo para mezclarse deberían, sin duda, parecer más débiles a $z=0$ (véase también Helmi et al. 1999; Johnston et al. 2008; Gómez & Helmi 2010).

4.2.2. Masas de satélites progenitores

Procedemos a explorar la distribución de masas de los progenitores de corrientes brillantes (BSPs). En particular, nos centramos en la masa máxima que ha alcanzado cada BSP a lo largo de su evolución y buscamos correlaciones con otras propiedades como su t_{infall} y su primera distancia pericéntrica. Como ya se ha mostrado, la μ_r^{lim} a la que se detectan las corrientes estelares más brillantes

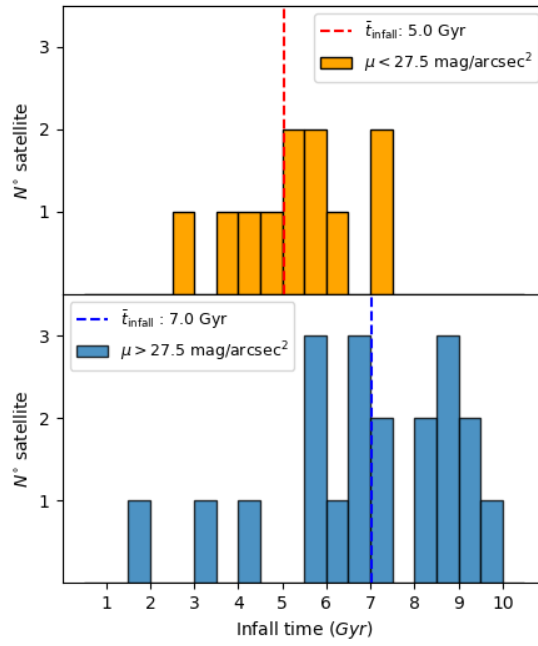


Figura 4.7: Panel superior: distribución de los tiempos de caída para los progenitores de las corrientes más brillantes, identificadas en los mapas de brillo superficial con $\mu_{\text{lim}} < 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$. La línea roja representa la mediana $t_{\text{infall}} = 5 \text{ Gyr}$. Panel inferior: lo mismo para las corrientes más brillantes identificadas en los mapas de brillo superficial con $\mu_{\text{lim}} > 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$. La línea azul representa la mediana $t_{\text{infall}} = 7 \text{ Gyr}$. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

proporciona información sobre el tiempo de caída del BSP. Uno esperaría, ingenuamente, que los BSPs estuvieran entre los satélites más masivos acretados por cada anfitrión individual. Sin embargo, tal y como discuten en Fattahi et al. (2020), los satélites más masivos que $10^8 M_\odot$ de masa estelar se ven gravemente afectados por la fricción dinámica y se destruyen muy rápidamente. Cuanto más masivo es el satélite, más eficiente es este proceso (ver Sec. 1.2.1). Estos satélites masivos tienden a caer rápidamente hacia el centro galáctico del anfitrión, dejando típicamente subestructuras de bajo brillo superficial en forma de cascarones. Como discute Karademir et al. (2019) (véase también Sec. 1.2, Amorisco 2015; Pop et al. 2018), este tipo de subestructuras de bajo brillo superficial tienden a tener vidas más cortas que otros tipos de corrientes, como los bucles (‘loops’), asociados a satélites menos masivos en órbitas menos excéntricas. Por lo tanto, los BSP pueden no estar necesariamente asociados al evento de acreción más masivo.

En la figura 4.8 mostramos la distribución de la masa máxima de los BSPs frente a su correspondiente t_{infall} . Los paneles de la izquierda y del medio muestran la masa total y estelar, respectivamente. Los símbolos en ambos paneles se han codificado por colores según el μ_r^{lim} en que se detectó la corriente más brillante. Lo primero que se observa es que la población de BSPs muestra un amplio rango de masas. Los rangos son $9.5 \lesssim \log_{10}(M_{\text{tot}}/M_\odot) \lesssim 11.5$ en masa total y $7.5 \lesssim \log_{10}(M_*/M_\odot) \lesssim 10.5$ en masa estelar. Esto representa una variación de 2 y 3 ordenes de magnitud en la masa total y estelar, respectivamente. En general, encontramos corrientes más brillantes asociadas a progenitores más masivos. Sin embargo, también se observa una clara relación entre la masa del progenitor y su tiempo de caída. Además de producir las corrientes más brillantes, los BSP más masivos suelen tener un tiempo de caída más reciente. Johnston et al. (2008, en adelante referido como J08) obtuvieron resultados similares utilizando simulaciones cosmológicas de la formación de halos estelares de tipo Vía Láctea. Sin embargo, a diferencia de J08, nosotros sólo nos centramos en las propiedades principales de los BSP y no en todos los satélites que han contribuido con corrientes en cualquier μ_r^{lim} . Esto restringe nuestra muestra al extremo de masa alta de la distribución de J08, estudio que considera satélites con masas estelares incluso menores de $10^5 M_\odot$.

Como antes, subdividimos la muestra de BSP por $\mu_r^{\text{lim}} = 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Para BSPs con $\mu_r^{\text{lim}} > 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ encontramos que el valor de las medianas en $(M_{\text{tot}}, M_*) \approx (10^{10.4}, 10^{8.7}) M_\odot$. Por otro lado, para $\mu_r^{\text{lim}} < 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$

encontramos que las medianas son $(M_{\text{tot}}, M_*) \approx (10^{11}, 10^{9.7}) M_{\odot}$. Aunque la correlación entre la masa máxima de los BSPs y el t_{infall} muestra una dispersión significativa, un ajuste lineal indica las siguientes relaciones $t_{\text{infall}} \propto \log_{10} M_{\text{tot}}^{-2.7}$ y $t_{\text{infall}} \propto \log_{10} M_*^{-1.9}$. El panel derecho de la figura 4.8 muestra la relación masa total- t_{infall} , pero ahora los símbolos están codificados por colores según si los satélites han sobrevivido hasta el día de hoy (puntos amarillos) o no (puntos azules). Este panel muestra claramente que los BSPs supervivientes son: (I) menos masivos en cualquier t_{infall} dado y (II) para un dado M_{tot} han sido acretados más tarde. El tamaño de los símbolos en este panel indica la primer distancia pericéntrica de cada satélite. Notar que, para una masa determinada, los satélites con acreción tardía que han sido totalmente destruidos muestran una primer distancia pericéntrica muy pequeña. De hecho, los BSP de Au7 y Au22 tienen unas primeras distancias pericéntricas muy pequeñas con valores de ≈ 12 y 22 kpc, respectivamente. Como resultado, fueron rápidamente destruidos por las fuertes fuerzas de marea asociadas a las regiones galácticas interiores.

Es interesante destacar que, en la mayoría de los casos, los BSP no son los satélites que más contribuyen en masa a los correspondientes halos estelares, aunque típicamente si se encuentran dentro de los primeros cinco contribuidores. Como muestra Monachesi et al. (2019), el número de satélites que contribuyen en un 90 % a la masa del halo acretado (progenitores significativos) oscila entre 1 y 14, con una mediana de 6,5 (véase también Cooper et al. 2010; Fattahi et al. 2020). En la Tabla 4.1 enumeramos el rango de cada BSP según su masa aportada al halo estelar total. Sólo el 32 % de los BSP corresponden al progenitor más significativo de un halo de Auriga. Otro 32 % de los BSPs se distribuyen entre el 2º y 3º contribuyente más significativo. El 36 % restante se ha clasificado por encima del 4º contribuyente significativo. Por lo tanto, la mayoría de estos halos han acretado satélites más masivos que los BSP a lo largo del tiempo. Esto está estrechamente relacionado con la relación masa- t_{infall} mostrada en la figura 4.8. Como se ha comentado anteriormente, los BSPs acretados antes son típicamente menos masivos que los acretados recientemente. La diferencia puede llegar a dos órdenes de magnitud en la masa total. Esto no se debe únicamente al hecho de que en tiempos posteriores las galaxias tienen más probabilidades de acretar subestructuras más masivas. Para ilustrar esto, en el panel derecho de la figura 4.8 mostramos los cinco satélites más masivos acretados por dos halos de Auriga, Au5 y Au28, con triángulos rojos y verdes, respectivamente. Está claro que ambos

halos han acretrado satélites que son un orden de magnitud más masivos que sus correspondientes BSP, y a tiempos similares. Sin embargo, como se puede observar para satélites con $M_* > 10^8 M_\odot$ (es decir, dentro del rango de BSP), el tiempo de supervivencia depende en gran medida de su t_{infall} . Debido a la fricción dinámica, estos halos más masivos y luminosos se desintegran rápidamente y sus residuos tienen más tiempo para mezclarse eficientemente. Como resultado, en estos casos las corrientes más brillantes se asocian con galaxias menos masivas (pero aún luminosas) que pueden continuar orbitando su anfitrión durante períodos más largos. A medida que el t_{infall} se acerca a $z = 0$ aumentan las posibilidades de encontrar subestructuras frías procedentes de los satélites más masivos. Es interesante comparar nuestros resultados con los de J08, los cuales concluyen que: las propiedades de los restos de interacciones de mareas observadas alrededor de las galaxias, hoy en día deberían proceder de los eventos de acreción más recientes y luminosos. Aunque encontramos un buen acuerdo general con sus resultados, mostramos que las propiedades de los BSPs muestran una dispersión significativa en sus propiedades principales y no están necesariamente relacionadas con los satélites de acreción más recientes y luminosos.

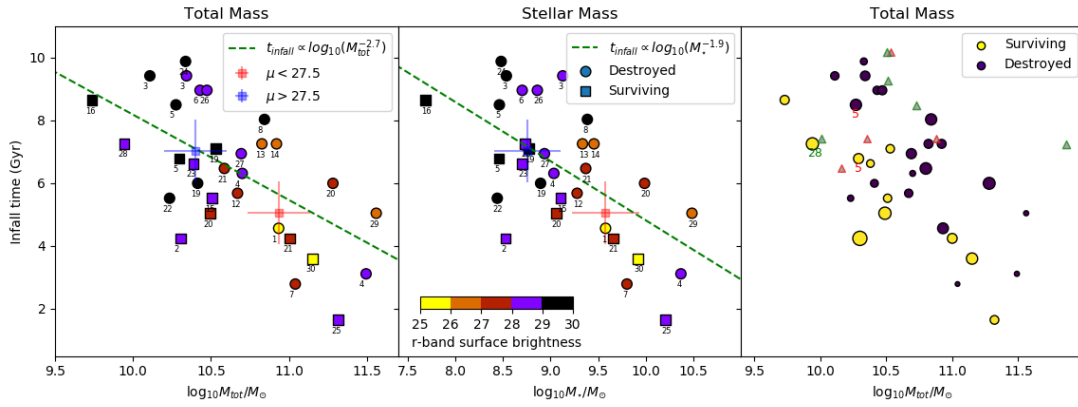


Figura 4.8: Panel de la izquierda: distribución del tiempo de caída (t_{infall}) de los satélites progenitores de las corrientes más brillantes (BSPs), en función del valor máximo de su masa total. Los colores indican el μ_{lim} en el que se identificó por primera vez la BSP. Los círculos y los cuadrados indican la destrucción o supervivencia de los BSP, respectivamente. La línea discontinua muestra el resultado de un ajuste lineal para la distribución. Las cruces rojas y azules muestran los valores de las medianas (t_{infall} , M_{tot}) para la población de BSP con corrientes estelares detectadas en $\mu_{\text{lim}} < 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ y $> 27.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$, respectivamente. Panel central: como en el panel izquierdo, pero para la distribución (t_{infall} , M_{*}). Panel de la derecha: al igual que en el panel de la izquierda, pero ahora los símbolos están dimensionados según su primera distancia pericéntrica (símbolos más grandes indican mayores distancias) y codificados por colores según si el BSP ha sobrevivido hasta el día de hoy o no. Los triángulos rojos y verdes muestran los cinco satélites más masivos acretados por los halos Au5 y Au28, respectivamente. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

Capítulo 5

Resultados y Conclusiones

Las simulaciones hidrodinámicas proporcionan una gran oportunidad para estudiar y testear el modelo jerárquico de formación de galaxias. En esta Tesis hemos catalogado las corrientes estelares más brillantes que pueden ser identificadas en 30 modelos magneto-hidrodinámicos de galaxias con masa similares a la Vía Láctea del proyecto Auriga. Nuestro principal objetivo es cuantificar el número de halos con corrientes estelares de marea en función del brillo superficial límite alcanzado y caracterizar las principales propiedades de los satélites progenitores de dichas corrientes estelares más brillantes (BSPs).

Para cada halo, hemos generado varios mapas de brillo superficial que alcanzan diferentes magnitudes límite. Comenzando por el mapa de brillo superficial más brillante, hemos buscado la señal más clara de corrientes estelares. Esto se hizo de manera iterativa, aumentando el brillo superficial límite de los mapas hasta detectar claramente la corriente estelar. Para minimizar los efectos que el polvo y el cirrus Galáctico deberían tener en nuestras detecciones, hemos centrado nuestro análisis en la fotometría modelada en banda-r. Para tener en cuenta el efecto de las diferentes inclinaciones de las galaxias en la identificación de las corrientes más brillantes en función del μ_r^{lim} , hemos considerado en nuestro análisis las proyecciones de disco de canto ('edge-on') y de frente ('face-on'). Además hemos identificado y caracterizado las principales propiedades de los satélites progenitores de las corrientes estelares más brillantes (BSP), centrándonos en sus tiempos de caída (el momento en que cruzan por primera vez el radio virial de la galaxia anfitriona) y su masa máxima alcanzada.

A continuación resumimos y discutimos los resultados más importantes que se han obtenido en esta Tesis.

5.1. Detección de subestructuras

A partir de los mapas de brillo superficial obtenidos para cada galaxia Auriga. Encontramos que ninguno de nuestros modelos muestra señales de corrientes estelares para $\mu_r^{lim} \leq 25$ mag/arcsec². Se detectaron corrientes estelares en un 87 % de los modelos. Independientemente de la proyección, encontramos que la función acumulativa de detecciones de corrientes aumenta fuertemente en valores de $\mu_r^{lim} = 27$ mag/arcsec², para después suavizarse en $\mu_r^{lim} = 29$ mag/arcsec². Sin embargo, la variación de la orientación proyectada de nuestros modelos tiene un impacto significativo en la detección de las corrientes estelares brillantes. Con respecto a la proyección de canto, la función acumulativa obtenida para una proyección ‘de frente’ muestra una reducción de alrededor del 10 % en las detecciones de corrientes estelares brillantes en todos los límites de brillo superficial.

En general encontramos que, aunque nuestros modelos tienden a mostrar una mayor fracción de galaxias con corrientes estelares detectadas que las observaciones, nuestros resultados están en razonable acuerdo con los estudios observacionales anteriores. Sin embargo, observamos que la comparación entre nuestros resultados y los presentados en, por ejemplo, Atkinson et al. (2013) y Morales et al. (2018) no es sencilla. Hay varias diferencias importantes que hay que tener en cuenta. En primer lugar, nuestros modelos no tienen en cuenta la extinción del polvo ni el ruido de fondo, que probablemente ocultan los indicios de subestructuras estelares débiles. También contamos con una muestra diferente y mucho más pequeña de galaxias que además, en promedio, son más luminosas y masivas que las observadas. Debido a estas diferencias, se espera que la fracción de galaxias con corrientes detectadas en los modelos sea mayor que las encontradas en las observaciones, las cuales a su vez representen una cota inferior de detecciones. Se requiere una comparación más detallada y robusta para cuantificar las diferencias entre los modelos y los datos observados. Esto se llevará a cabo en un estudio futuro.

5.2. Satélites progenitores de las corrientes más brillantes

Encontramos que los Satélites progenitores de las corrientes más brillantes (BSPs) pueden ser acretados dentro de un rango muy amplio de t_{infall} , con valores que pueden ir desde los 10 Gyr atrás hasta eventos de acreción muy recientes, $t_{infall} = 1.6$ Gyr. Curiosamente, sólo el 25 % de los BSPs han sido acretados recientemente, en los últimos 5 Gyr, mientras que el 50 % fue acretado entre 5 y 7.5 Gyr atrás. Así, la mayoría de los BSPs corresponden a eventos de acreción relativamente tempranos. Como era de esperar, los BSPs asociados a corrientes estelares más brillantes ($\mu_r^{lim} < 27.5$ mag arcsec $^{-2}$) fueron típicamente acretados más tarde que aquellos con subestructuras más débiles ($\mu_r^{lim} > 27.5$ mag arcsec $^{-2}$). También encontramos que sólo el 37 % de los BSPs pueden seguir siendo identificados en la actualidad. La mediana de la población superviviente y de la destruida es de $t_{infall} = 5.6$ y 6.7 Gyr, respectivamente.

Si observamos la masa máxima alcanzada por los BSPs, encontramos un amplio rango de valores, que van desde $9.5 \lesssim \log_{10} M_{tot}/M_{\odot} \lesssim 11.5$ en masa total y $7.5 \lesssim \log_{10} M_{*}/M_{\odot} \lesssim 10.5$ en masa estelar. Esto representa una variación de 2 y 3 ordenes de magnitud en la masa total y estelar, respectivamente. Una comparación entre los BSPs supervivientes y los destruidos, muestra que a un dado t_{infall} , las BSP supervivientes son menos masivas, mientras que a un dado M_{tot} , estas han sido acretadas más tarde. Encontramos que las corrientes más brillantes tienden a estar asociadas con los BSPs más masivos. De hecho, encontramos una correlación entre la masa al tiempo de caída de los BSPs y su tiempo de caída (t_{infall}), de modo que los progenitores más masivos tienden a ser acretados en momentos posteriores. Un ajuste lineal indica que $t_{infall} \propto \log_{10} M_{tot}^{-2.7}$ y para masa estelar: $t_{infall} \propto \log_{10} M_{*}^{-1.9}$.

Es necesario destacar que estas relaciones no se deben puramente al hecho de que las galaxias cercanas a $z = 0$ tienen más probabilidades de acretar satélites más masivos. De hecho, los halos que muestran BSPs de menor masa han acretado a tiempos similares satélites hasta un orden de magnitud más masivos que los BSPs. Encontramos que estos halos más masivos y luminosos se desintegran rápidamente debido a la fricción dinámica, por esto, sus restos tienen más tiempo para mezclarse eficientemente en el espacio de las fases. Como resultado, en estos

halos las corrientes más brillantes están asociadas a satélites menos masivos (pero aún luminosos) que pueden continuar orbitando a su anfitrión durante períodos de tiempo más largos. Por último, también mostramos que, normalmente, los BSPs no son el contribuyente dominante al halo estelar acretado. Es decir, el subconjunto de satélites que contribuyen al 90 % de la masa acretada del halo estelar. Sin embargo, los BSPs siempre están dentro de los contribuyentes significativos; un 32 % son el contribuidor más significativo, mientras que otro 32 % se encuentra entre 2° y 3° contribuidor significativo. Finalmente un 36 % se encuentra por sobre el 4° entre los contribuyentes significativos.

5.3. Trabajo Futuro

Como demostramos en esta Tesis, el estudio de las corrientes estelares más brillantes, nos abre un camino prometedor para estudiar la historia de interacciones recientes de las galaxias relativamente cercanas, especialmente con la llegada de instalaciones como el Observatorio Vera C. Rubin. Las observaciones de las corrientes estelares, al ser fuentes extendidas de bajo brillo superficial, requieren de un tiempo de integración mayor y enfrentar problemas como la presencia de polvo y el brillo del cielo, el cual típicamente es varias magnitudes más brillantes que las subestructuras buscadas (Morales et al. 2018). Para poder obtener una comparación más justa entre nuestras simulaciones y las observaciones disponibles, es imprescindible generar modelos de la contaminación por cirrus Galáctico, además de introducir modelos para tener en cuenta el brillo de cielo. Generalmente al encontrarse ante estos sesgos observacionales, las estructuras de bajo brillo superficial suelen no ser evidentes, por consiguiente, estos modelos discutidos juegan un rol muy importante. Para hacer un análisis más sistemático es deseable contar con una muestra mas grande de modelos, como los puede proveer simulaciones como la Illustris TNG50 (Pillepich et al. 2019; Nelson et al. 2019). Sin embargo, al poseer una muestra mayor de halos la detección a ojo pierde eficiencia. Es por esto que es necesario desarrollar un método de detección utilizando técnicas de machine learning o utilizar métodos de detección basados en ciencia ciudadana como ‘Galaxy Zoo’¹, donde se invita a la gente a participar, seleccionando a través de imágenes el concepto que se busca identificar.

¹<https://www.zooniverse.org/>

Bibliografía

Ahumada, R., Prieto, C. A., Almeida, A., et al. 2020, *Astrophys. J. Suppl.*, 249, 3

Amorisco, N. C. 2015, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 450, 575

Amorisco, N. C. 2017, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 464, 2882

Arbabi-Bidgoli, S. & Müller, V. 2002, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 332, 205

Atkinson, A. M., Abraham, R. G., & Ferguson, A. M. N. 2013, *Astrophys. J.*, 765, 28

Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 1996, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 283, 1361

Baugh, C. M., Cole, S., Frenk, C. S., & Lacey, C. G. 1998, *Astrophys. J.*, 498, 504

Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2006, *Astrophys. J. Let.*, 642, L137

Binney, J. & Tremaine, S. 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*

Bruzual, G. & Charlot, S. 2003, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 344, 1000

Bullock, J. S. & Johnston, K. V. 2005, *Astrophys. J.*, 635, 931

Cen, R. & Ostriker, J. P. 1993, *Astrophys. J.*, 417, 404

Chandrasekhar, S. 1943, *Astrophys. J.*, 97, 255

Cooper, A. P., Cole, S., Frenk, C. S., et al. 2010, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 406, 744

Cooper, A. P., Martínez-Delgado, D., Helly, J., et al. 2011, *Astrophys. J. Let.*, 743, L21

- Crnojević, D., Sand, D. J., Spekkens, K., et al. 2016, *Astrophys. J.*, 823, 19
- Eggen, O. J. 1977, *Astrophys. J.*, 215, 812
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. 1962, *Astrophys. J.*, 136, 748
- Fattahi, A., Deason, A. J., Frenk, C. S., et al. 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 497, 4459
- Ferreras, I. 2019, *Fundamentals of Galaxy Dynamics, Formation and Evolution* (UCL Press)
- Freeman, K. & Bland-Hawthorn, J. 2002, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 40, 487
- Freeman, K. C. 1987, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 25, 603
- Frenk, C. S., White, S. D. M., Davis, M., & Efstathiou, G. 1988, *Astrophys. J.*, 327, 507
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2018, *Astron. Astrph.*, 616, A1
- Gaia Collaboration, Brown, A. G. A., Vallenari, A., et al. 2020, *arXiv e-prints*, arXiv:2012.01533
- Gamow, G. 1948, *Physical Review*, 74, 505
- Gómez, F. A., Grand, R. J. J., Monachesi, A., et al. 2017a, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 472, 3722
- Gómez, F. A. & Helmi, A. 2010, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 401, 2285
- Gómez, F. A., Minchev, I., O'Shea, B. W., et al. 2013, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 429, 159
- Gómez, F. A., Torres-Flores, S., Mora-Urrejola, C., et al. 2020, *arXiv e-prints*, arXiv:2011.12323
- Gómez, F. A., White, S. D. M., Grand, R. J. J., et al. 2017b, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 465, 3446

- Gómez, F. A., White, S. D. M., Marinacci, F., et al. 2016, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 456, 2779
- Grand, R. J. J., Gómez, F. A., Marinacci, F., et al. 2017, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 467, 179
- Grand, R. J. J., Springel, V., Gómez, F. A., et al. 2016, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 459, 199
- Greggio, L., Rejkuba, M., Gonzalez, O. A., et al. 2014, *Astron. Astroph.*, 562, A73
- Gunn, J. E. & Gott, J. Richard, I. 1972, *Astrophys. J.*, 176, 1
- Hammer, F., Yang, Y. B., Wang, J. L., et al. 2010, *Astrophys. J.*, 725, 542
- Helmi, A. 2008, *Astron. Astroph. Reviews*, 15, 145
- Helmi, A. 2020, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 58, 205
- Helmi, A., White, S. D. M., de Zeeuw, P. T., & Zhao, H. 1999, *Nature*, 402, 53
- Hoyle, F. 1950, *Nature*, 165, 68
- Hoyle, F. & Narlikar, J. V. 1963, *Proceedings of the Royal Society of London Series A*, 273, 1
- Ibata, R., Malhan, K., Martin, N., et al. 2020, *arXiv e-prints*, arXiv:2012.05245
- Ibata, R. A., Gilmore, G., & Irwin, M. J. 1995, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 277, 781
- Ibata, R. A., Malhan, K., & Martin, N. F. 2019, *The Astrophysical Journal*, 872, 152
- Jog, C. J. & Combes, F. 2009, *Phys. Rept.*, 471, 75
- Johnston, K. V. 2016, *Origins and Interpretation of Tidal Debris*, ed. H. J. Newberg & J. L. Carlin, Vol. 420, 141
- Johnston, K. V., Bullock, J. S., Sharma, S., et al. 2008, *Astrophys. J.*, 689, 936
- Johnston, K. V., Hernquist, L., & Bolte, M. 1996, *Astrophys. J.*, 465, 278

- Kado-Fong, E., Greene, J. E., Hendel, D., et al. 2018, *Astrophys. J.*, 866, 103
- Karademir, G. S., Remus, R.-S., Burkert, A., et al. 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 487, 318
- Kim, J. H., Peirani, S., Kim, S., et al. 2014, *Astrophys. J.*, 789, 90
- Lacey, C. & Cole, S. 1993, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 262, 627
- Majewski, S. R., Siegel, M. H., Kunkel, W. E., et al. 1999, *Astron. J.*, 118, 1709
- Marinacci, F., Pakmor, R., & Springel, V. 2014, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 437, 1750
- Martínez-Delgado, D. 2019, in *Highlights on Spanish Astrophysics X*, ed. B. Montesinos, A. Asensio Ramos, F. Buitrago, R. Schödel, E. Villaver, S. Pérez-Hoyos, & Ordóñez-Etxeberria
- Martínez-Delgado, D., Gabany, R. J., Crawford, K., et al. 2010, *Astron. J.*, 140, 962
- McConnachie, A. W., Irwin, M. J., Ibata, R. A., et al. 2009, *Nature*, 461, 66
- Merritt, A., van Dokkum, P., Abraham, R., & Zhang, J. 2016, *Astrophys. J.*, 830, 62
- Monachesi, A., Gómez, F. A., Grand, R. J. J., et al. 2019, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 485, 2589
- Morales, G., Martínez-Delgado, D., Grebel, E. K., et al. 2018, *Astron. Astroph.*, 614, A143
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1996, *Astrophys. J.*, 462, 563
- Nelson, D., Pillepich, A., Springel, V., et al. 2019, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 490, 3234
- Oort, J. H. 1983, in *Early Evolution of the Universe and its Present Structure*, ed. G. O. Abell & G. Chincarini, Vol. 104, 1–6
- Padmanabhan, T. 2003, *Phys. Rept.*, 380, 235

- Pakmor, R., Marinacci, F., & Springel, V. 2014, *Astrophys. J. Let.*, 783, L20
- Pakmor, R. & Springel, V. 2013, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 432, 176
- Pakmor, R., Springel, V., Bauer, A., et al. 2016, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 455, 1134
- Peebles, P. J. E. 1965, *Astrophys. J.*, 142, 1317
- Peebles, P. J. E. & Yu, J. T. 1970, *Astrophys. J.*, 162, 815
- Penzias, A. A. & Wilson, R. W. 1965, *Astrophys. J.*, 142, 419
- Pillepich, A., Nelson, D., Springel, V., et al. 2019, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 490, 3196
- Planck Collaboration, Ade, P. A. R., Aghanim, N., et al. 2014, *Astron. Astrph.*, 571, A16
- Pop, A.-R., Pillepich, A., Amorisco, N. C., & Hernquist, L. 2018, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 480, 1715
- Press, W. H. & Schechter, P. 1974, *Astrophys. J.*, 187, 425
- Quillen, A. C., Minchev, I., Bland-Hawthorn, J., & Haywood, M. 2009, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 397, 1599
- Schaye, J., Crain, R. A., Bower, R. G., et al. 2015, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 446, 521
- Schneider, P. 2006, *Extragalactic Astronomy and Cosmology* (Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg)
- Searle, L. & Zinn, R. 1978, *Astrophys. J.*, 225, 357
- Smercina, A., Bell, E. F., Price, P. A., et al. 2020, *Astrophys. J.*, 905, 60
- Springel, V. 2005, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 364, 1105
- Springel, V. 2010, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 401, 791
- Springel, V., Di Matteo, T., & Hernquist, L. 2005, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 361, 776

- Springel, V. & Hernquist, L. 2003, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 339, 289
- Trujillo, I. & Fliri, J. 2016, *Astrophys. J.*, 823, 123
- Tumlinson, J. 2010, *Astrophys. J.*, 708, 1398
- Valtonen, M. & Karttunen, H. 2006, *The Three-Body Problem*
- van Dokkum, P. G., Abraham, R., & Merritt, A. 2014, *Astrophys. J. Let.*, 782, L24
- Vilardell, F., Ribas, I., Jordi, C., Fitzpatrick, E. L., & Guinan, E. F. 2010, *A&A*, 509, A70
- Vogelsberger, M., Genel, S., Sijacki, D., et al. 2013, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 436, 3031
- Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., et al. 2004, *Astrophys. J. Suppl.*, 154, 1
- White, S. D. M. & Frenk, C. S. 1991, *Astrophys. J.*, 379, 52
- White, S. D. M. & Rees, M. J. 1978, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 183, 341
- Yin, J., Hou, J. L., Prantzos, N., et al. 2009, *Astron. Astrph.*, 505, 497

Apéndice A

Mapas de Brillo Superficial

En este apéndice se encuentran los mapas de brillo superficial utilizados para la detección de las corrientes estelares más brillantes de cada modelo.

Los mapas de brillos superficiales están en función de μ_r^{lim} , para cada halo. La galaxia se muestra en su proyección de canto (‘edge-on’). Obsérvese que cada galaxia presenta su corriente estelar más brillante resaltada en un cuadro rojo. Pueden presentar múltiples detecciones o ninguna dado el caso. El tamaño de cada proyección es de 300 x 300 kpc².

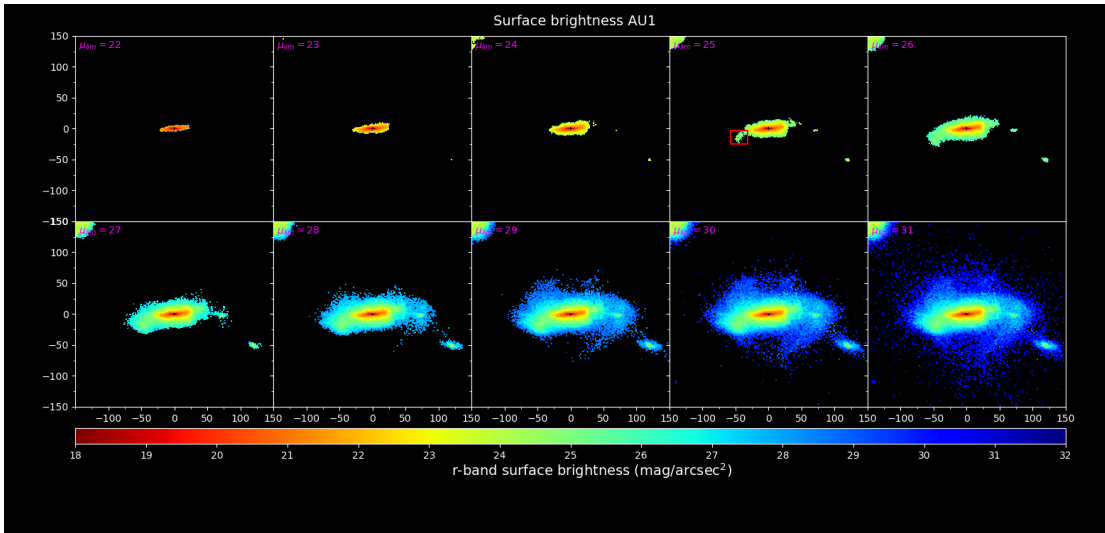


Figura A.1: Mapas de Brillo superficial Auriga 1. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

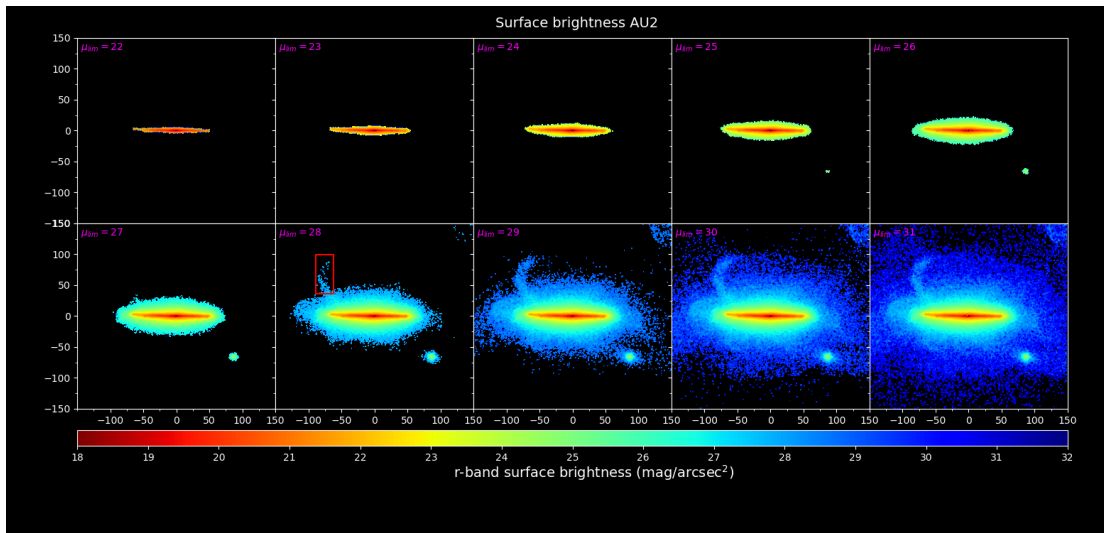


Figura A.2: Mapas de Brillo superficial Auriga 2. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

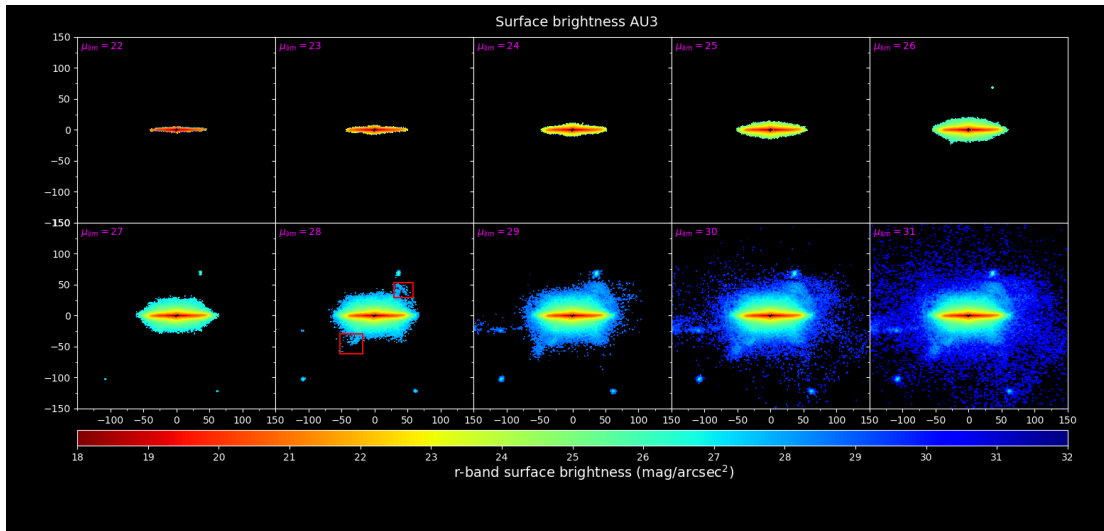


Figura A.3: Mapas de Brillo superficial Auriga 3. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

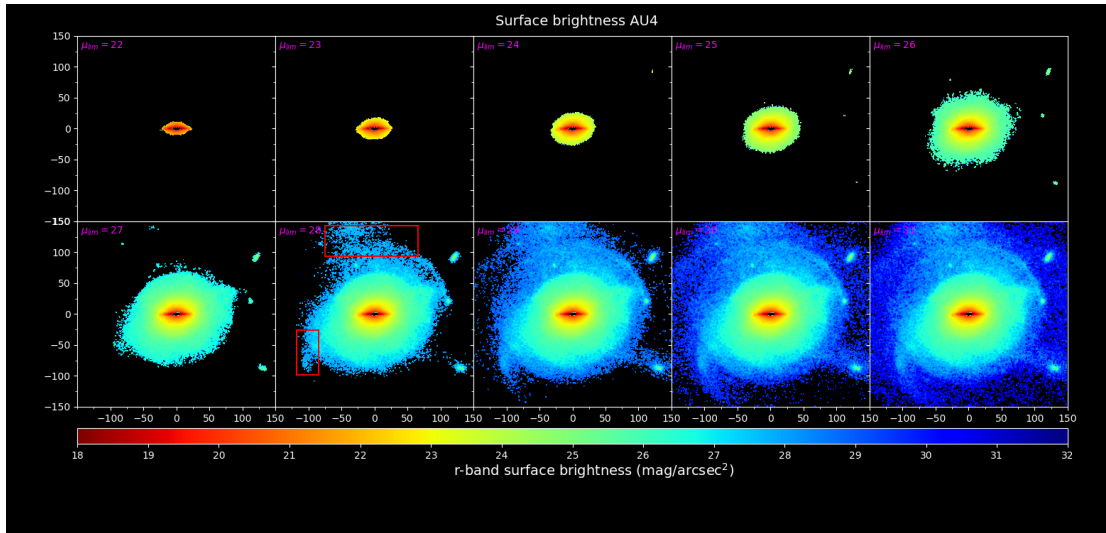


Figura A.4: Mapas de Brillo superficial Auriga 4. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

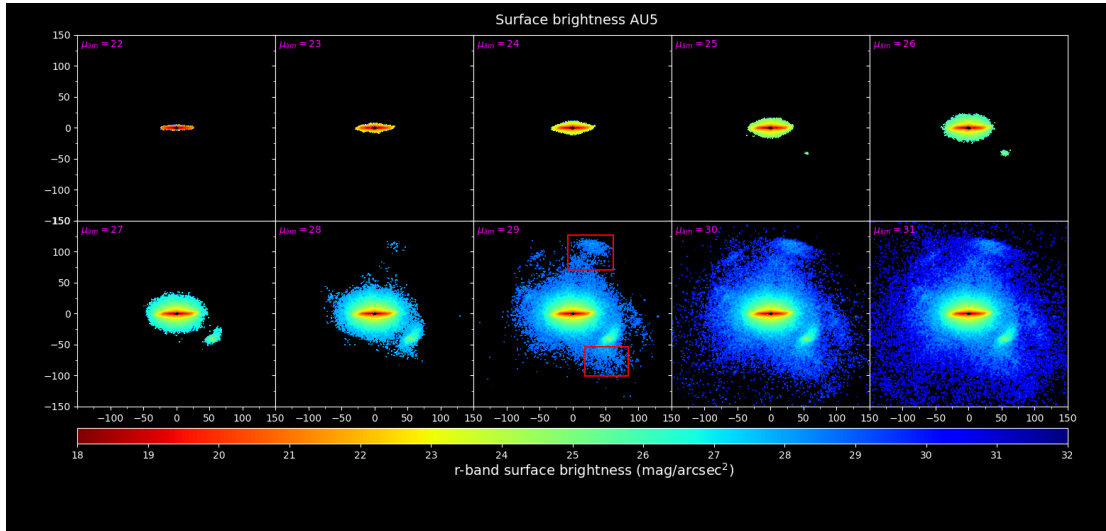


Figura A.5: Mapas de Brillo superficial Auriga 5. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

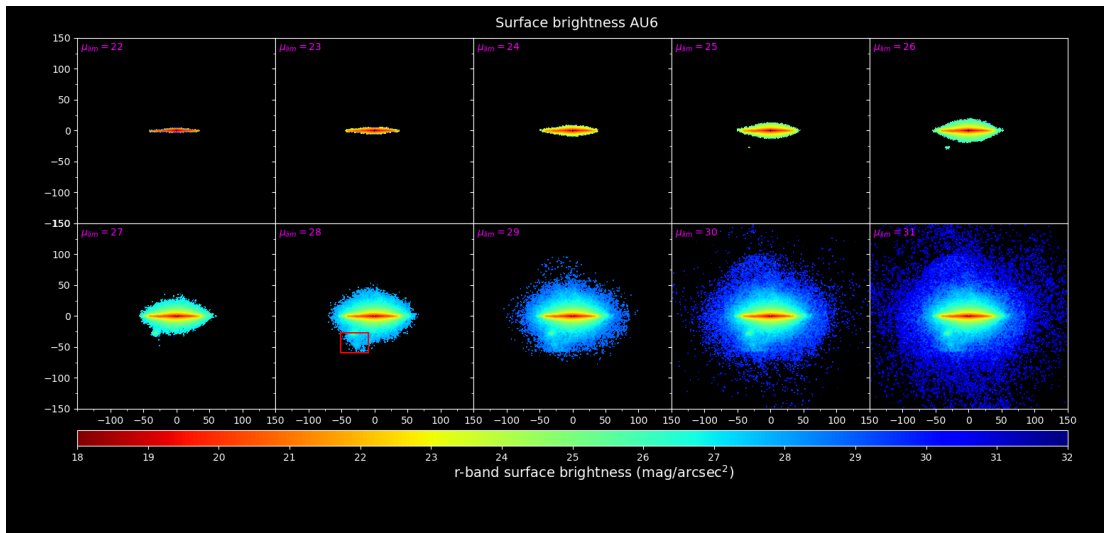


Figura A.6: Mapas de Brillo superficial Auriga 6. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

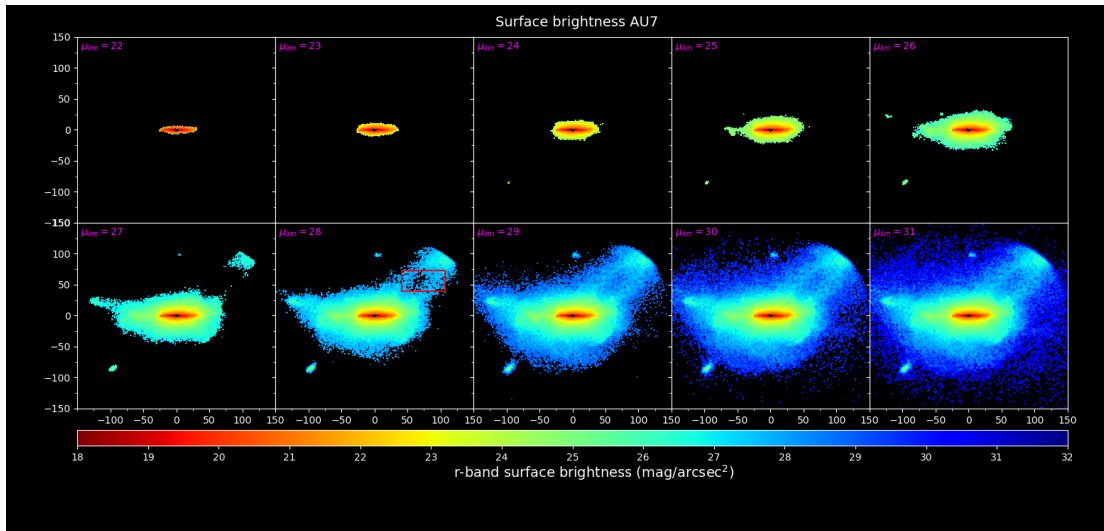


Figura A.7: Mapas de Brillo superficial Auriga 7. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

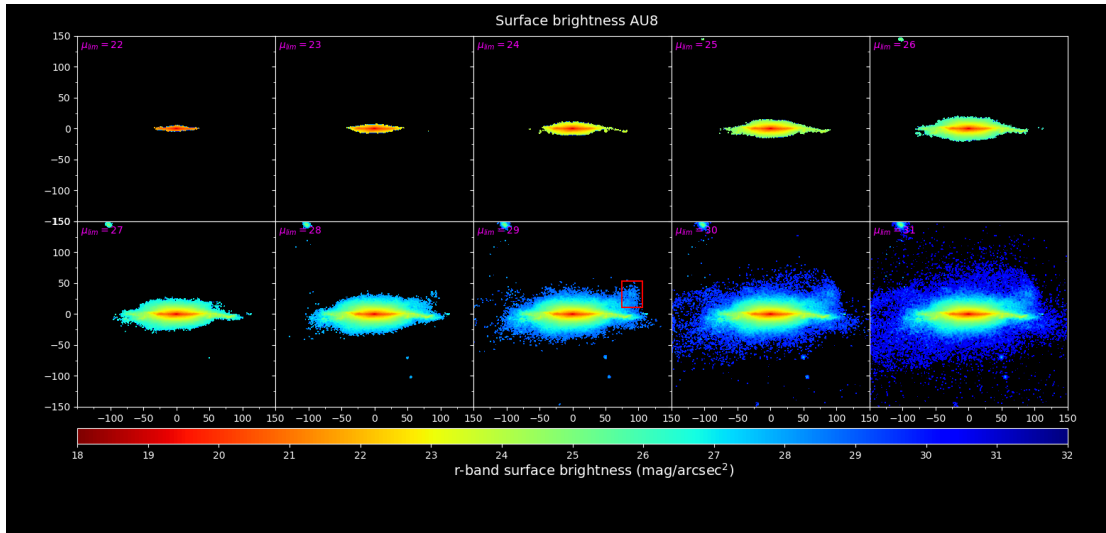


Figura A.8: Mapas de Brillo superficial Auriga 8. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

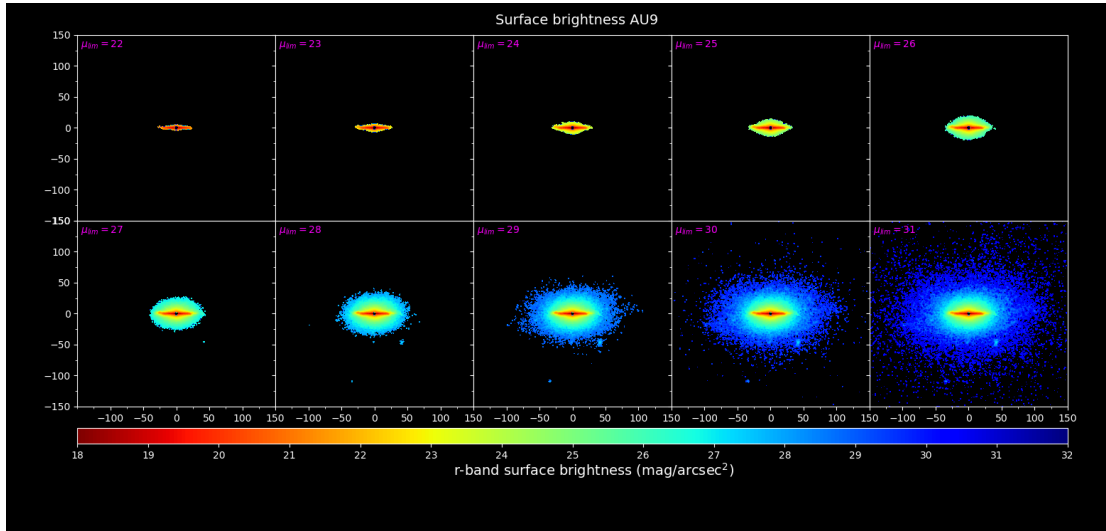


Figura A.9: Mapas de Brillo superficial Auriga 9. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

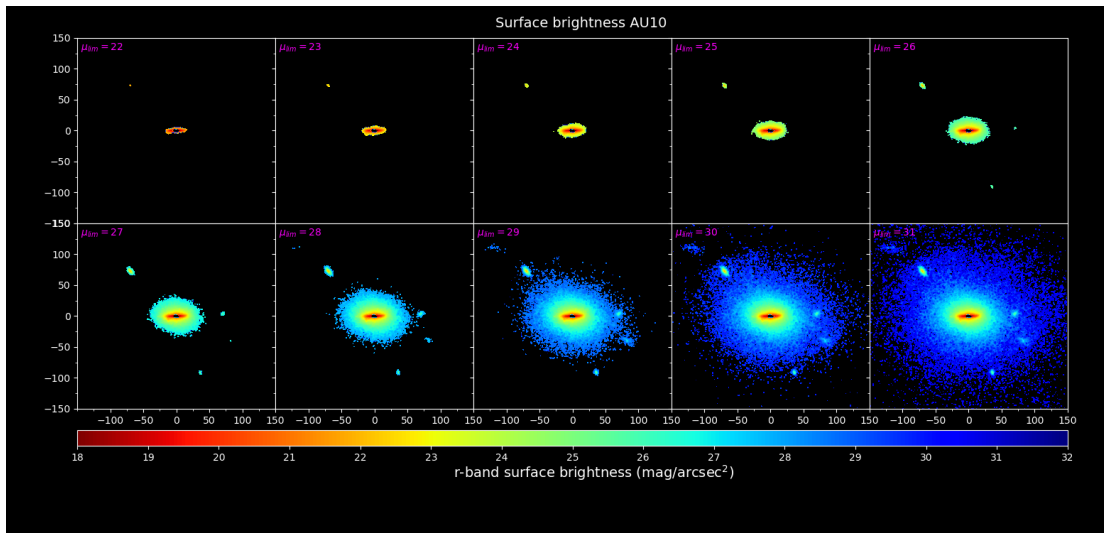


Figura A.10: Mapas de Brillo superficial Auriga 10. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

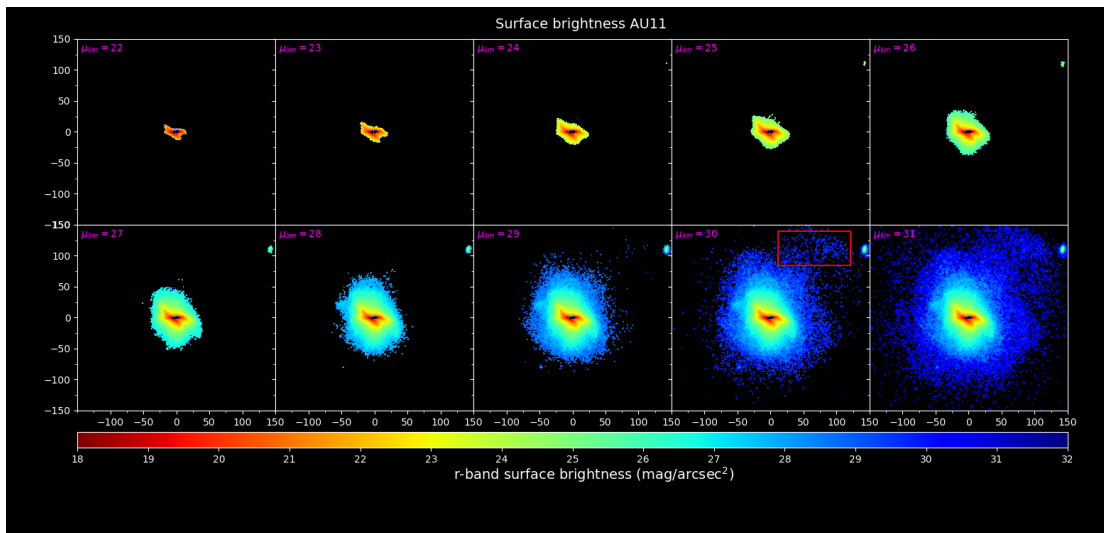


Figura A.11: Mapas de Brillo superficial Auriga 11. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

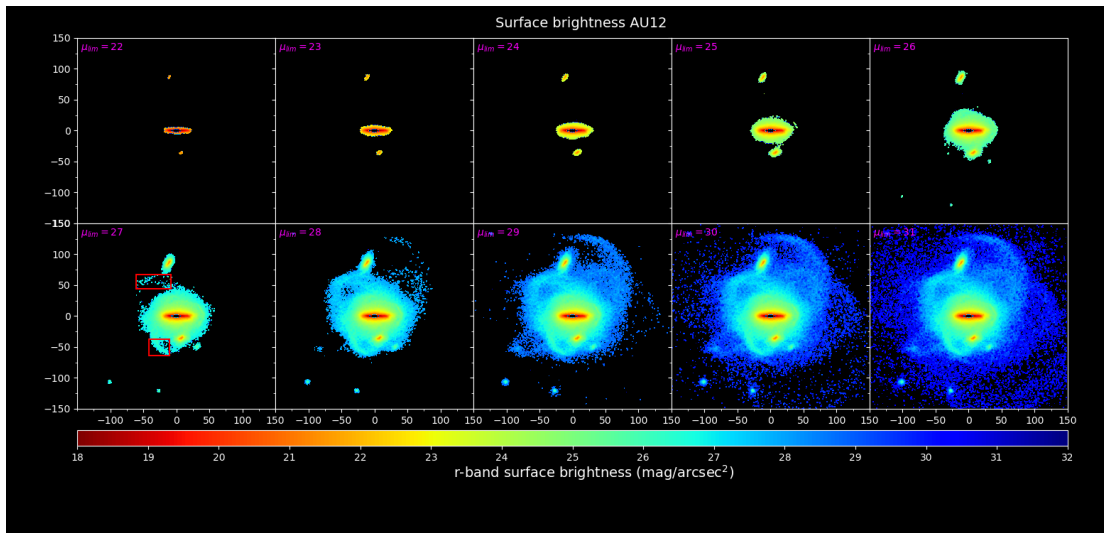


Figura A.12: Mapas de Brillo superficial Auriga 12. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

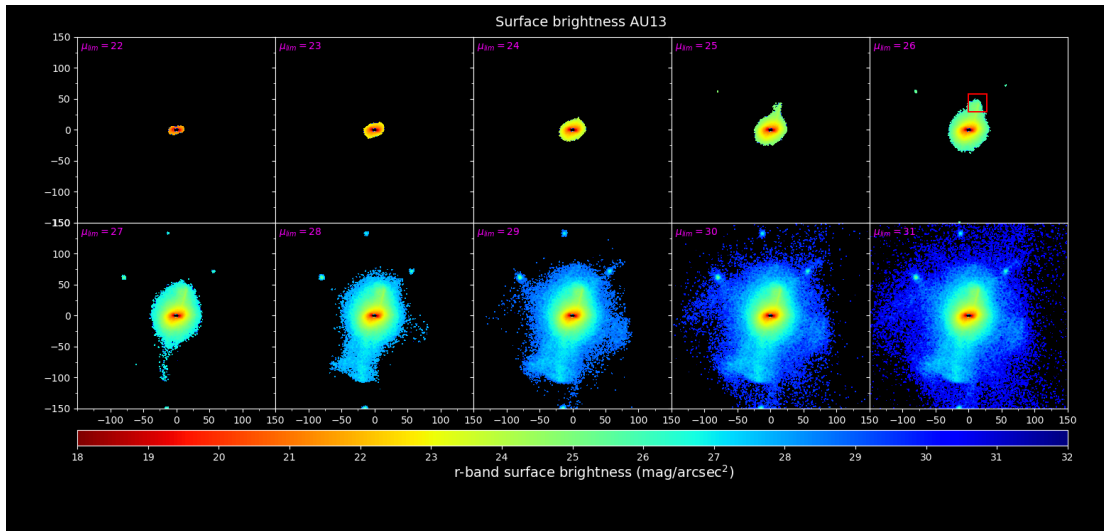


Figura A.13: Mapas de Brillo superficial Auriga 13. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

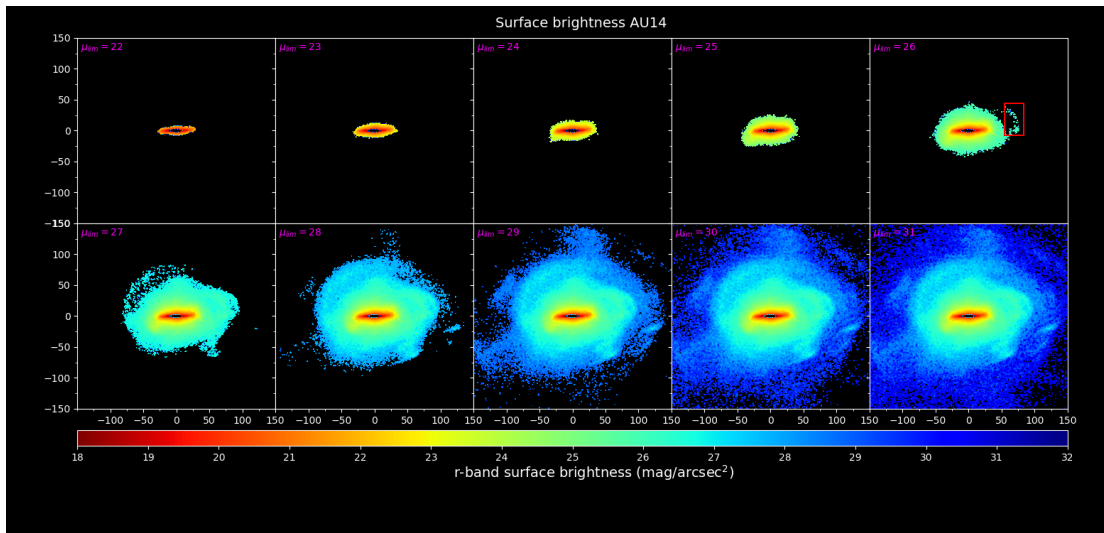


Figura A.14: Mapas de Brillo superficial Auriga 14. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

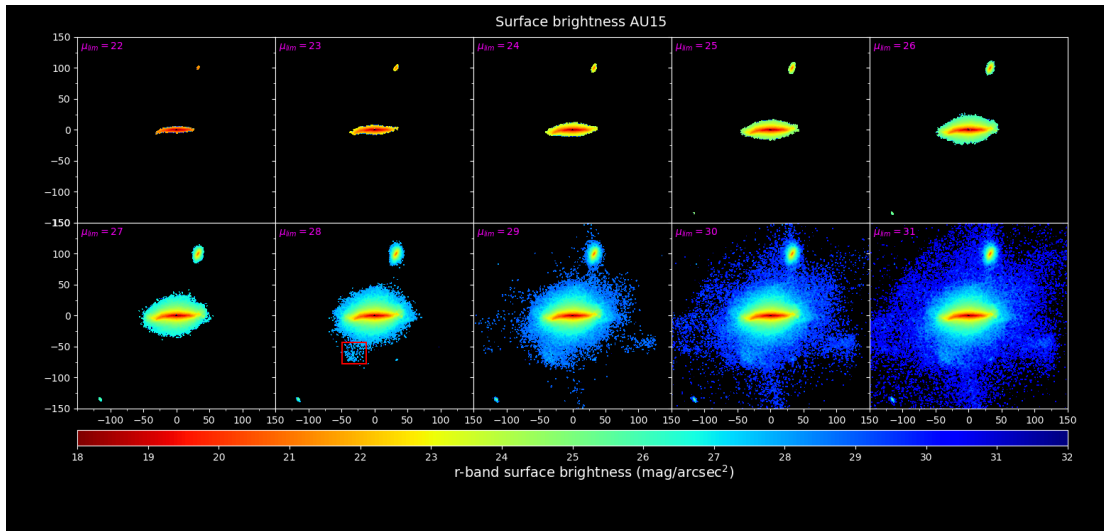


Figura A.15: Mapas de Brillo superficial Auriga 15. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

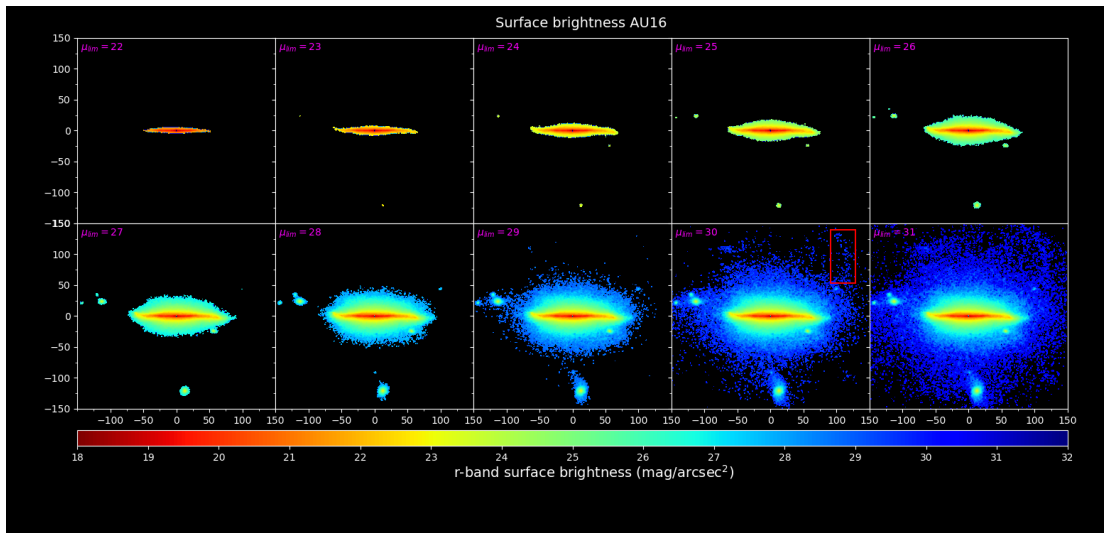


Figura A.16: Mapas de Brillo superficial Auriga 16. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

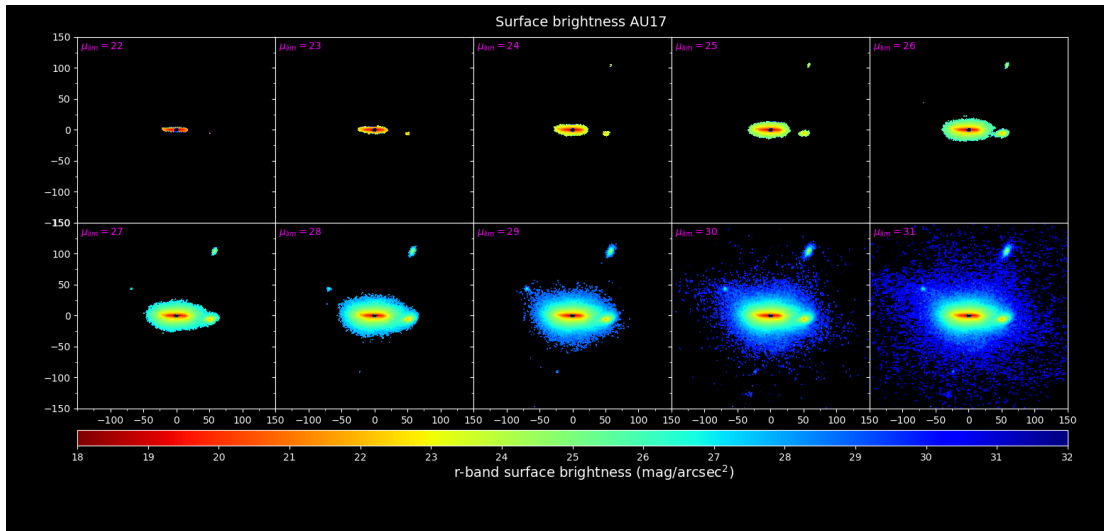


Figura A.17: Mapas de Brillo superficial Auriga 17. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

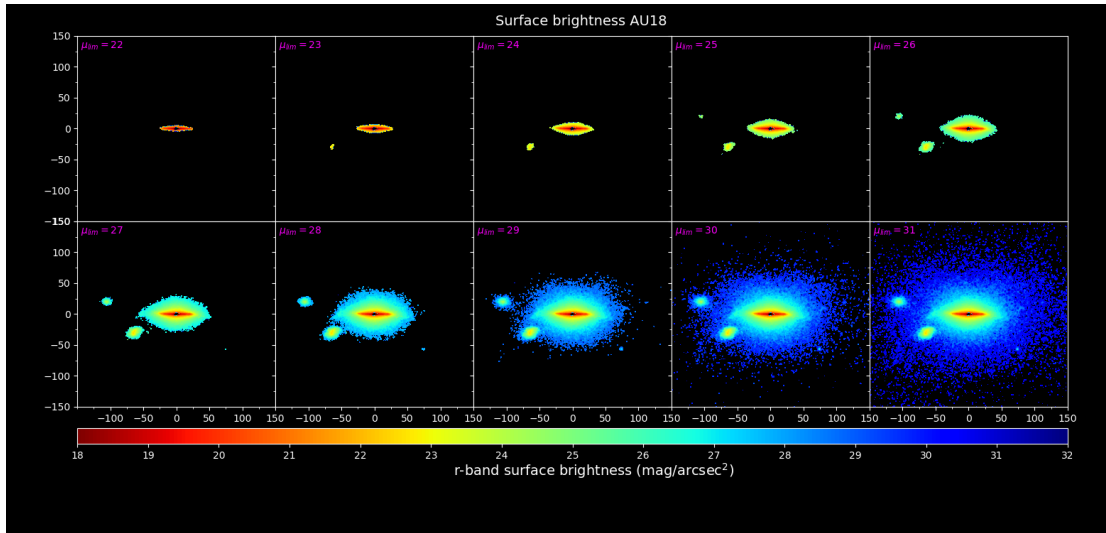


Figura A.18: Mapas de Brillo superficial Auriga 18. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

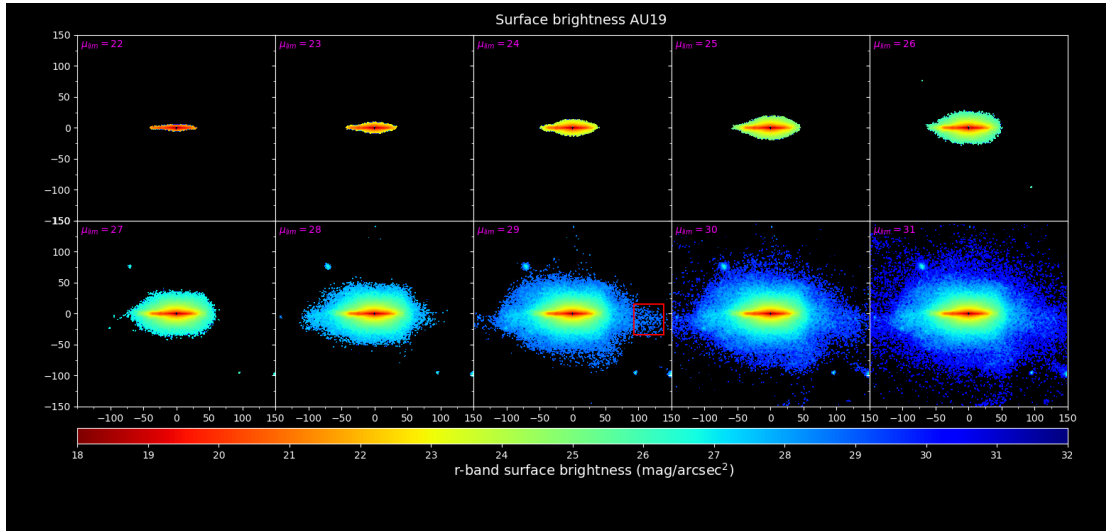


Figura A.19: Mapas de Brillo superficial Auriga 19. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

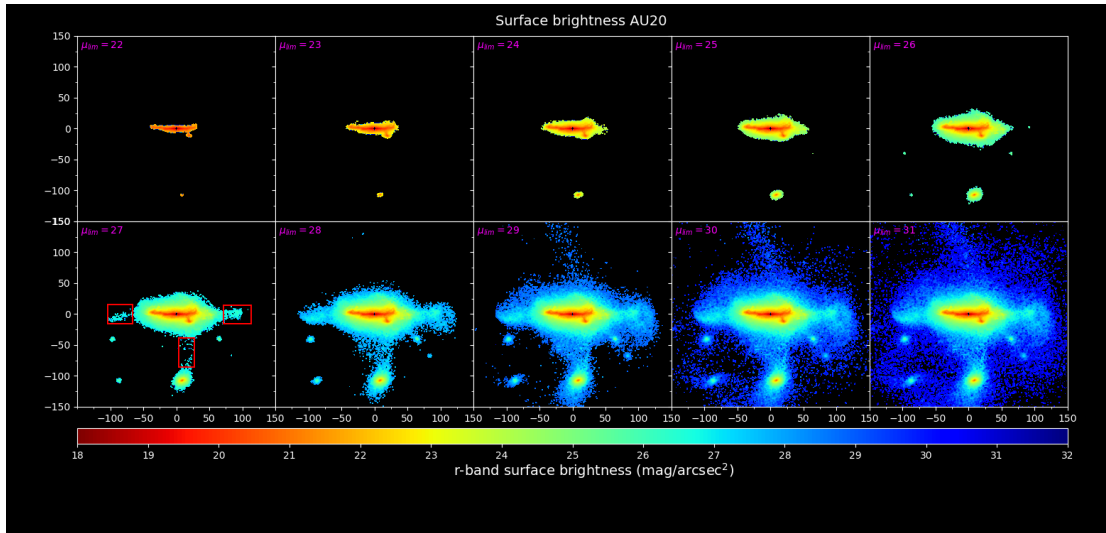


Figura A.20: Mapas de Brillo superficial Auriga 20. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

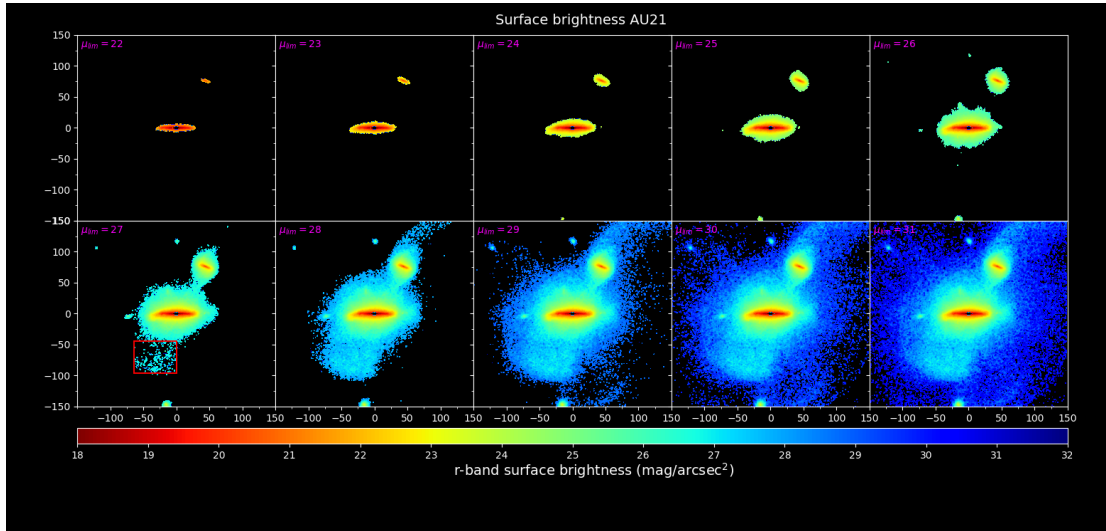


Figura A.21: Mapas de Brillo superficial Auriga 21. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

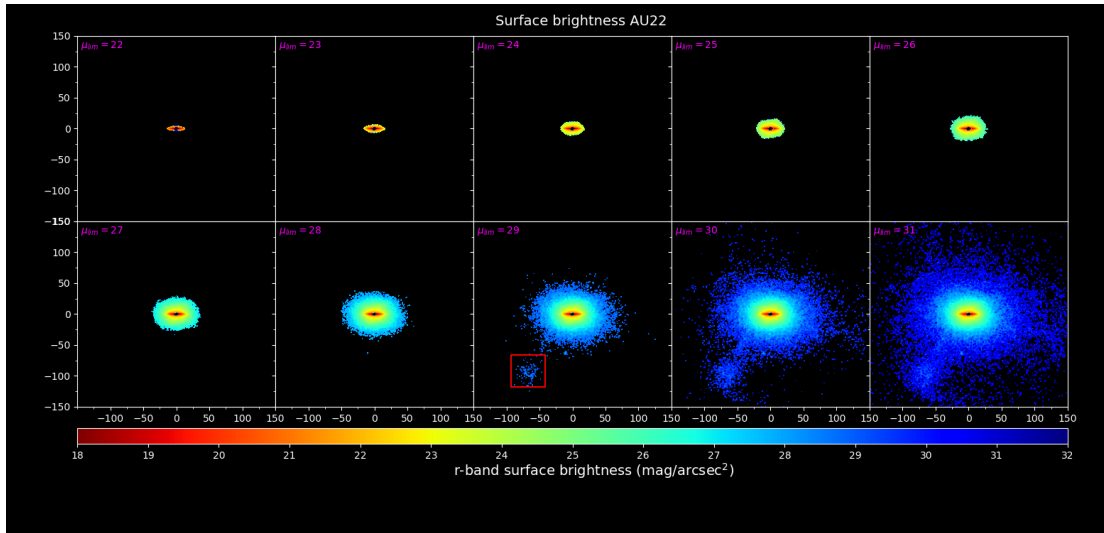


Figura A.22: Mapas de Brillo superficial Auriga 22. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

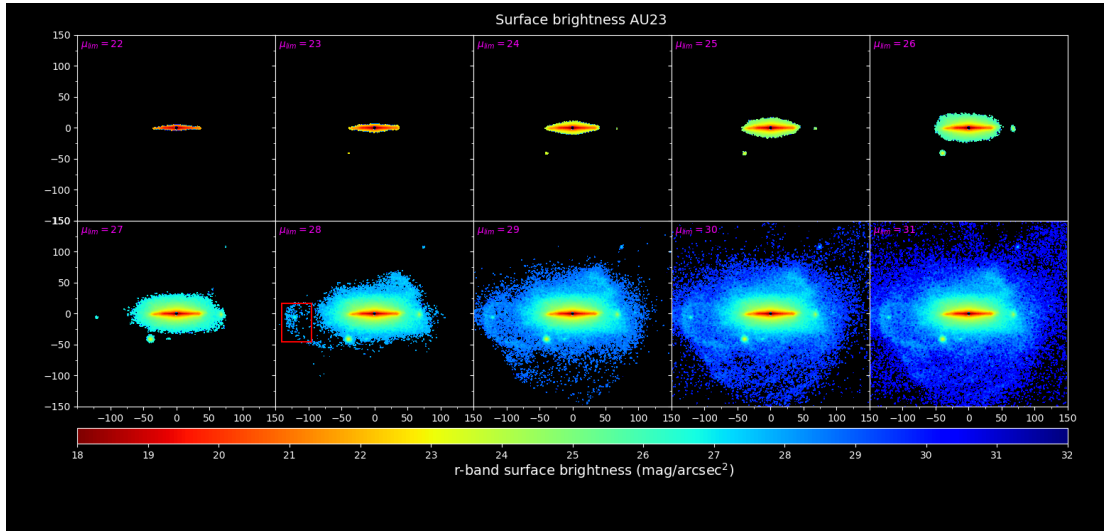


Figura A.23: Mapas de Brillo superficial Auriga 23. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

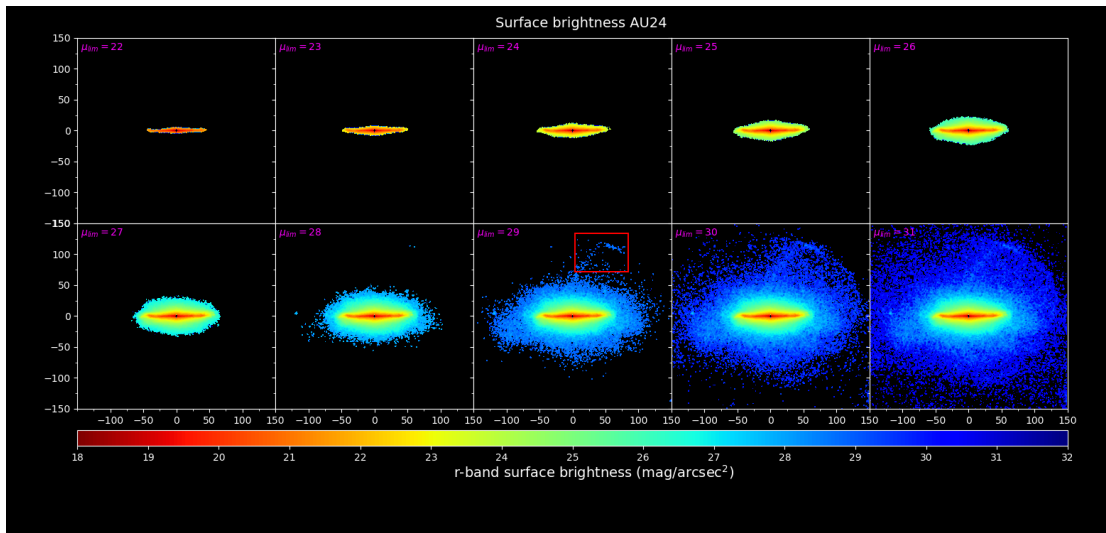


Figura A.24: Mapas de Brillo superficial Auriga 24. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

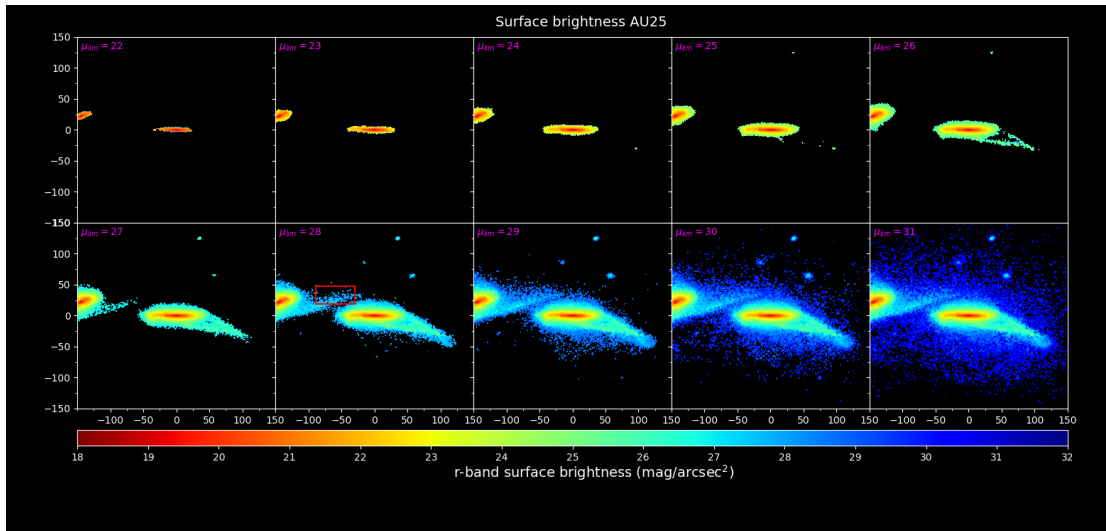


Figura A.25: Mapas de Brillo superficial Auriga 25. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

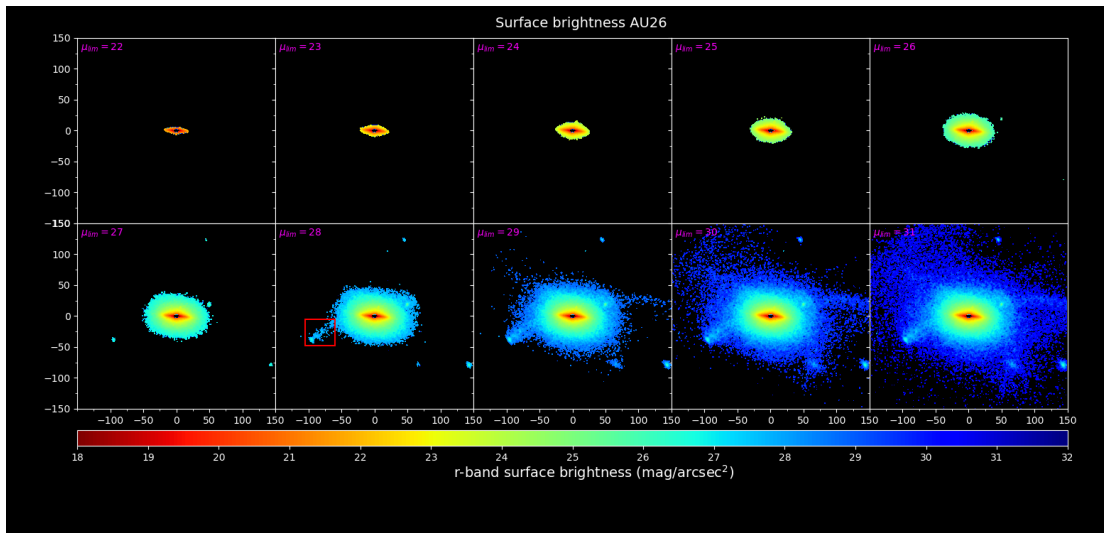


Figura A.26: Mapas de Brillo superficial Auriga 26. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

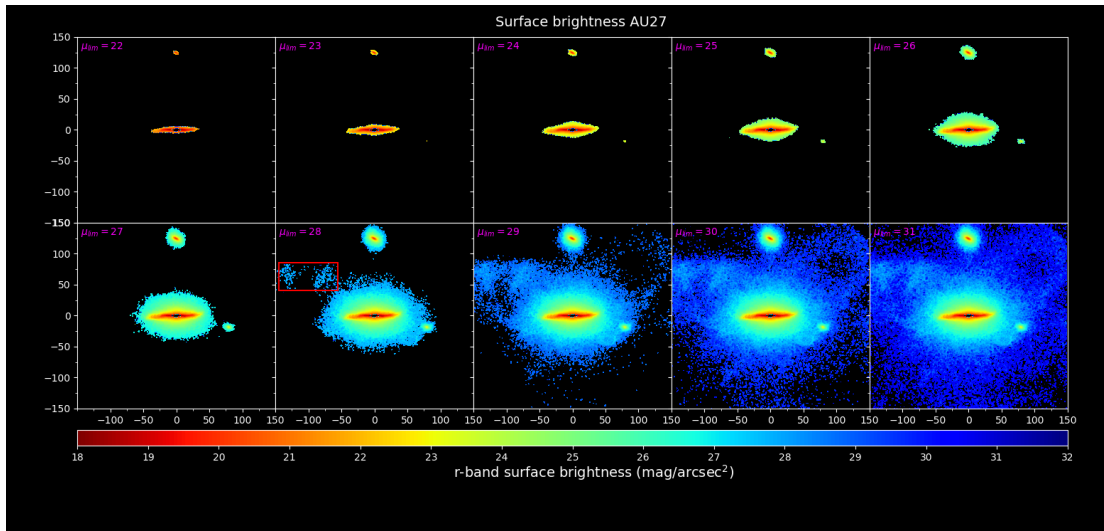


Figura A.27: Mapas de Brillo superficial Auriga 27. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

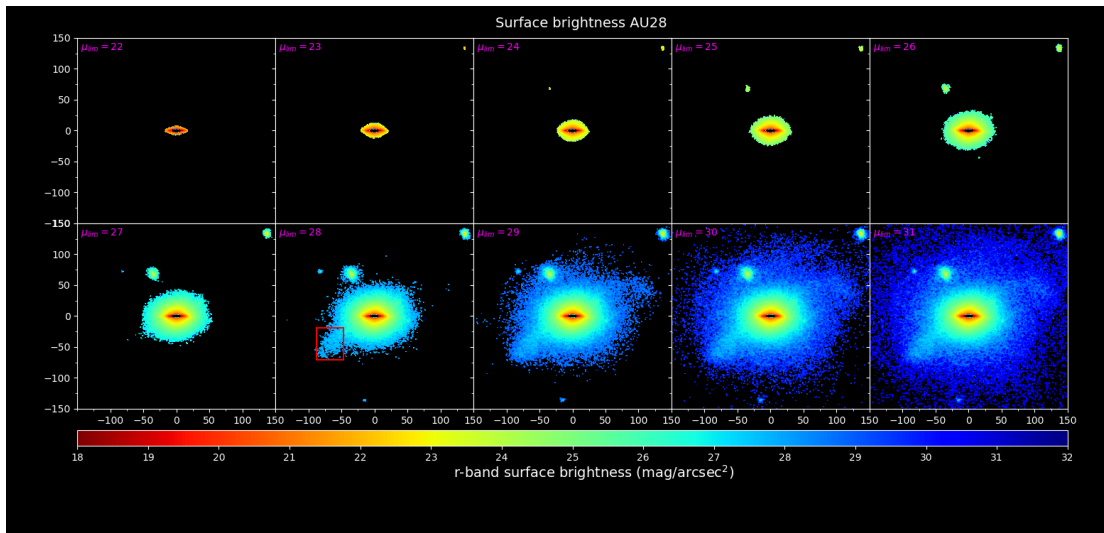


Figura A.28: Mapas de Brillo superficial Auriga 28. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

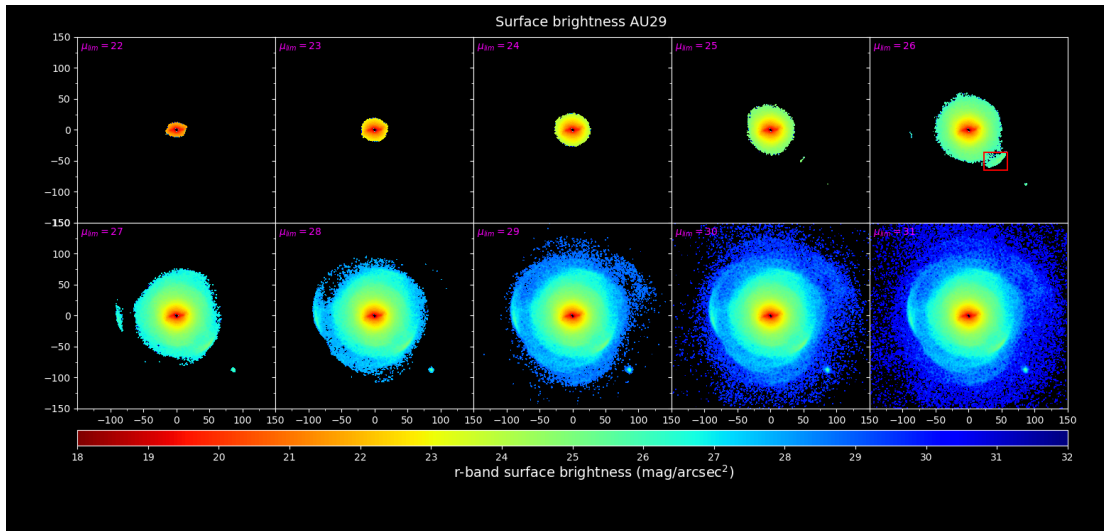


Figura A.29: Mapas de Brillo superficial Auriga 29. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

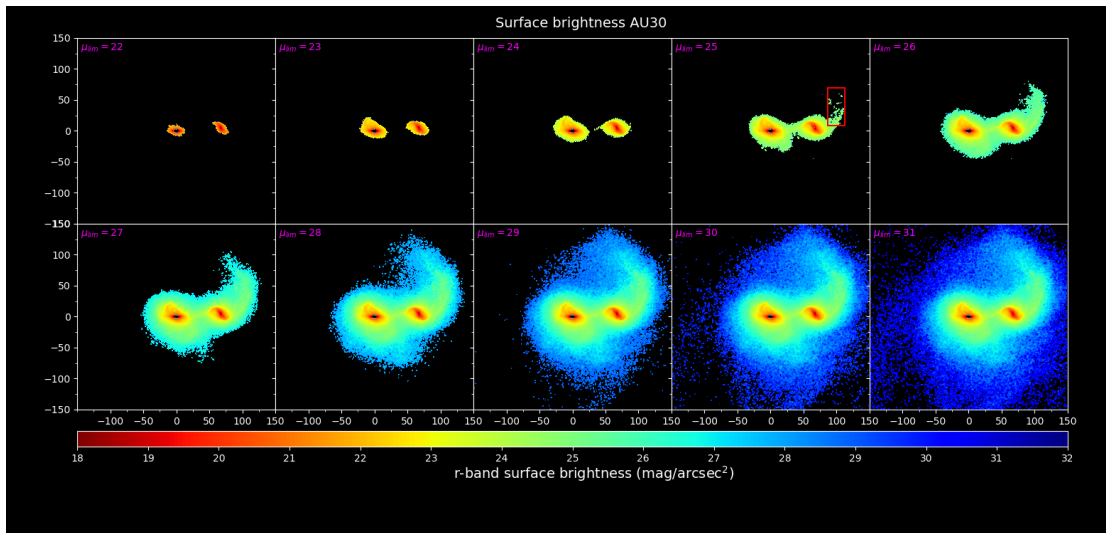


Figura A.30: Mapas de Brillo superficial Auriga 30. Créditos de la imagen: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

Apéndice B

Historia de fusión de los BSPs

En este apéndice se encuentran los mapas de brillo superficial, junto a la distribución de las partículas de cada halo en la primera columna y las propiedades de los BSPs en la segunda columna. Los mapas de brillos superficiales presentan un $\mu_r^{\text{lim}} = 31 \text{ mag arcsec}^{-2}$, para cada halo. La galaxia se muestra en su proyección de canto ('edge-on'). La distribución de partículas resalta en color rojo el BSP, en caso de existir más de una detección se distinguirá con color azul, la galaxia anfitriona se distinguirá por sus partículas en negro. El tamaño de cada proyección es de $300 \times 300 \text{ kpc}^2$. La evolución de masas totales se distinguen con una línea solida mientras que las masas estelares presenta una línea segmentada. Los colores son asociados al igual que las partículas, negro para la galaxia anfitriona, rojo para el BSP y en caso de un segundo BSP con azul. La evolución del radio virial de la galaxia anfitriona se distingue con una línea negra mientras que la posición de los BSPs respecto a la galaxia anfitriona, se presenta con el color correspondiente.

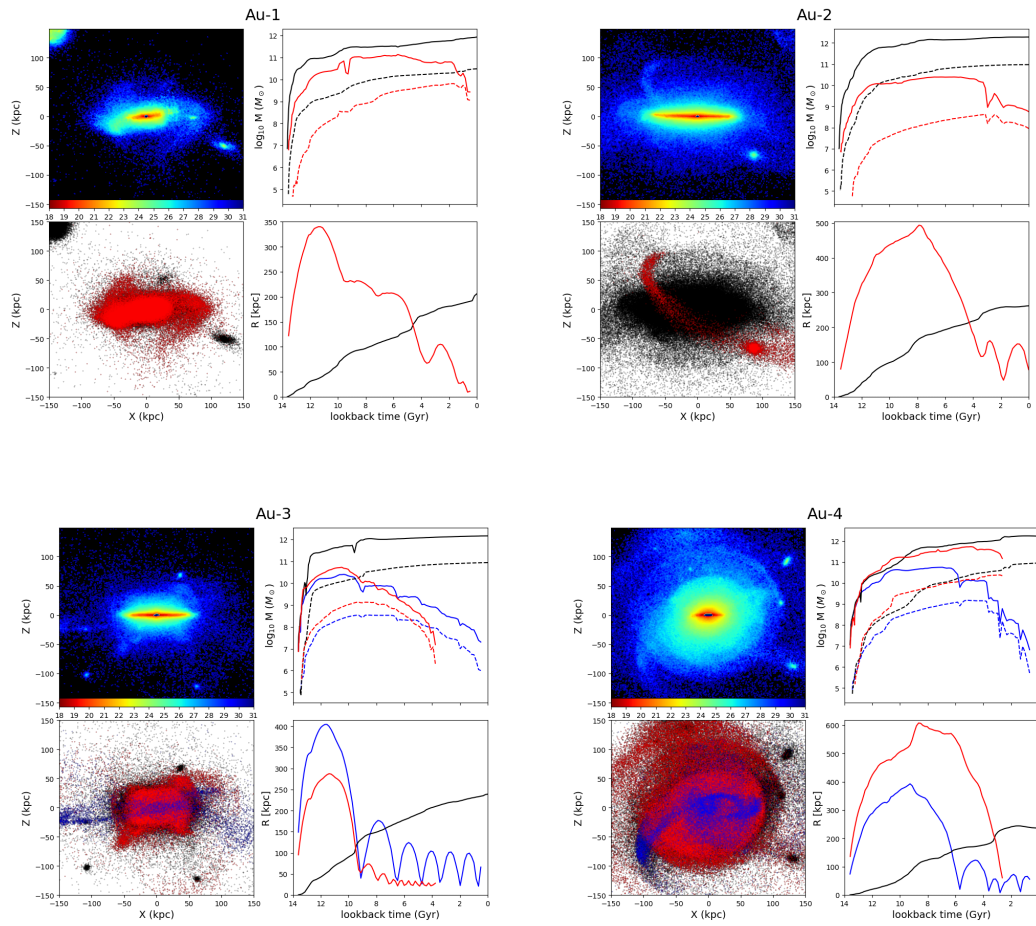


Figura B.1: Historia de BSP para Aurigas 1,2,3 y 4. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

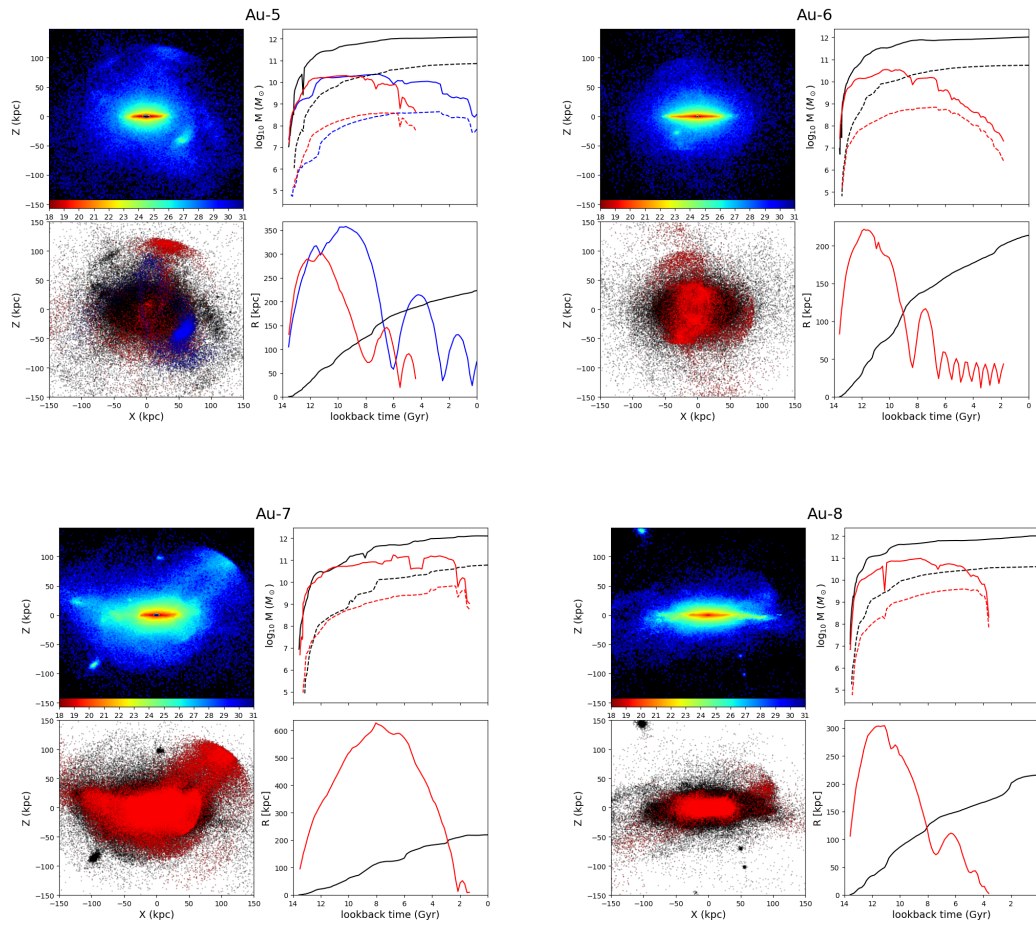


Figura B.2: Historia de BSP para Aurigas 5,6,7 y 8. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

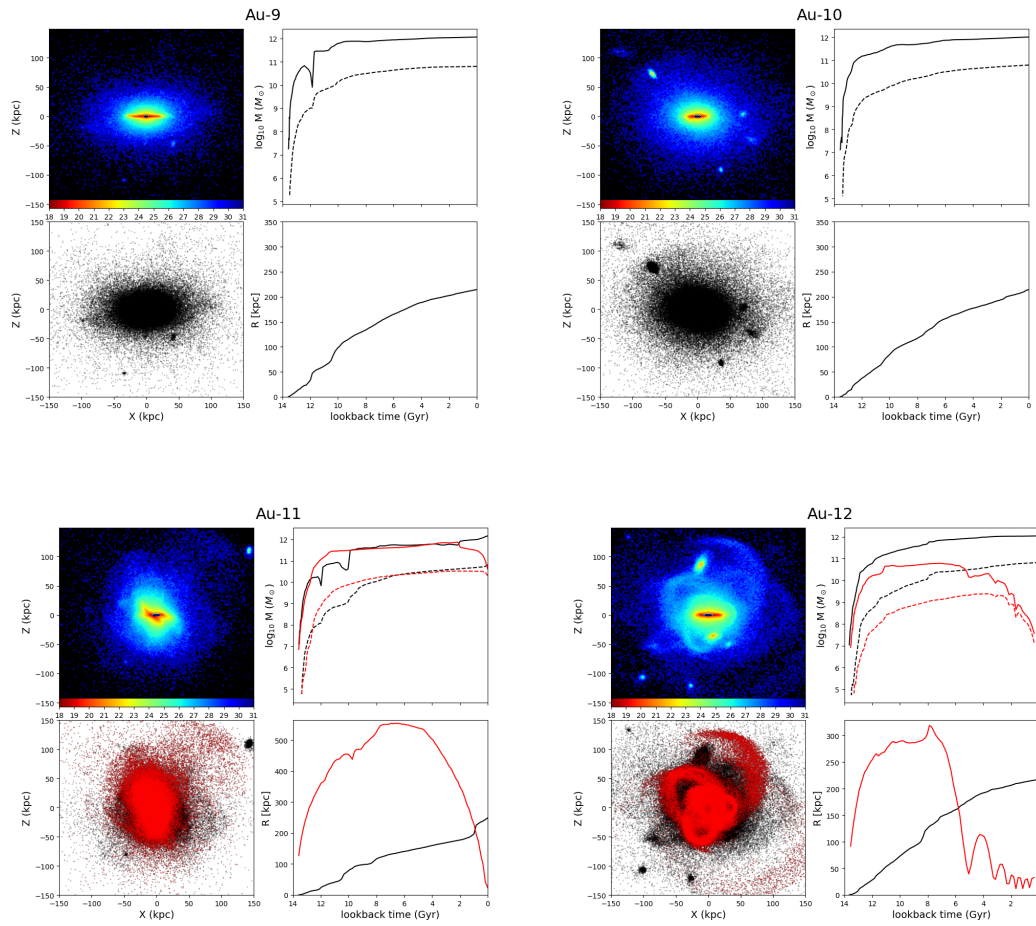


Figura B.3: Historia de BSP para Aurigas 9,10,11 y 12. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

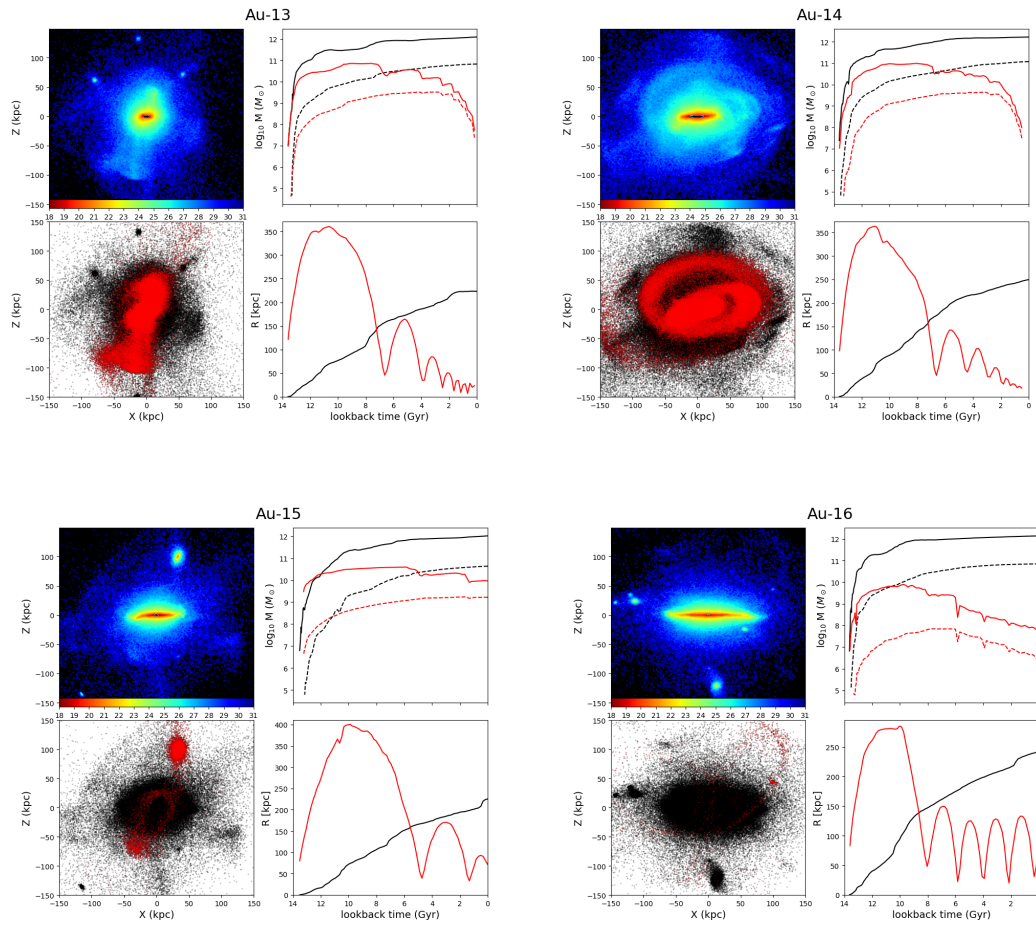


Figura B.4: Historia de BSP para Aurigas 13,14,15 y 16. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

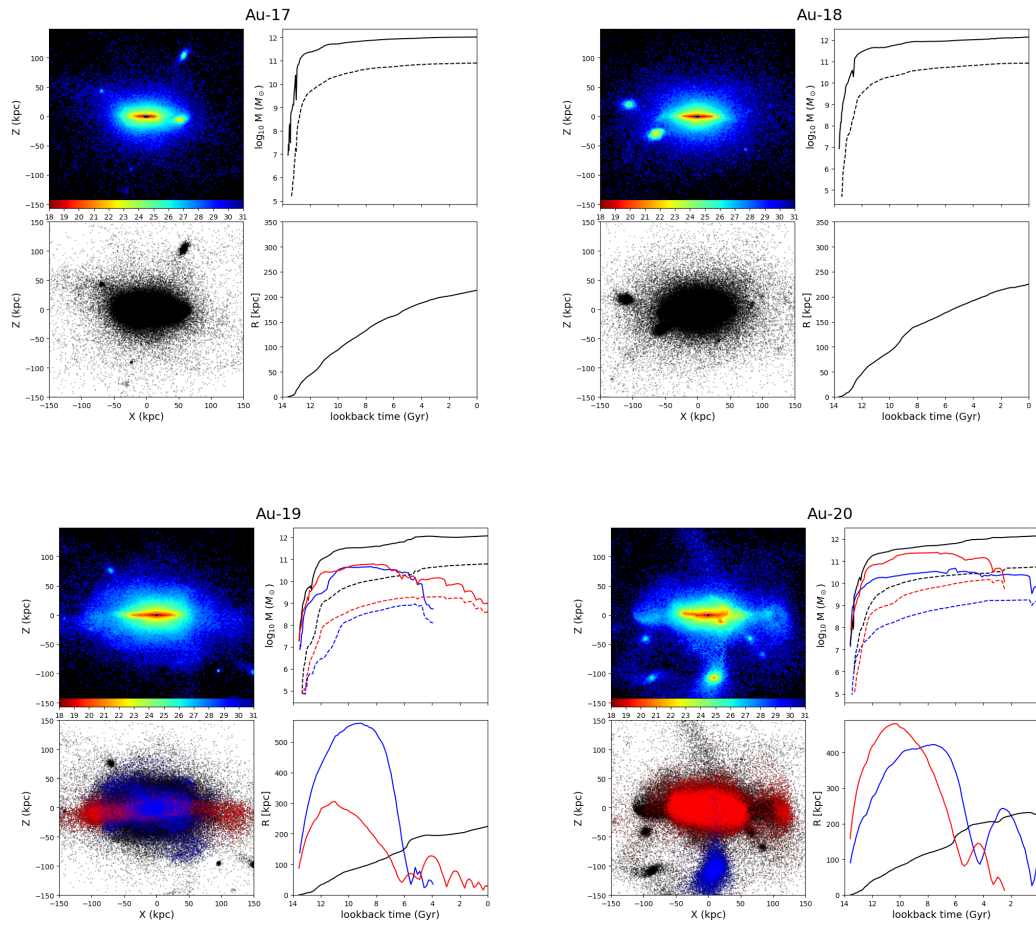


Figura B.5: Historia de BSP para Aurigas 17,18,19 y 20. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

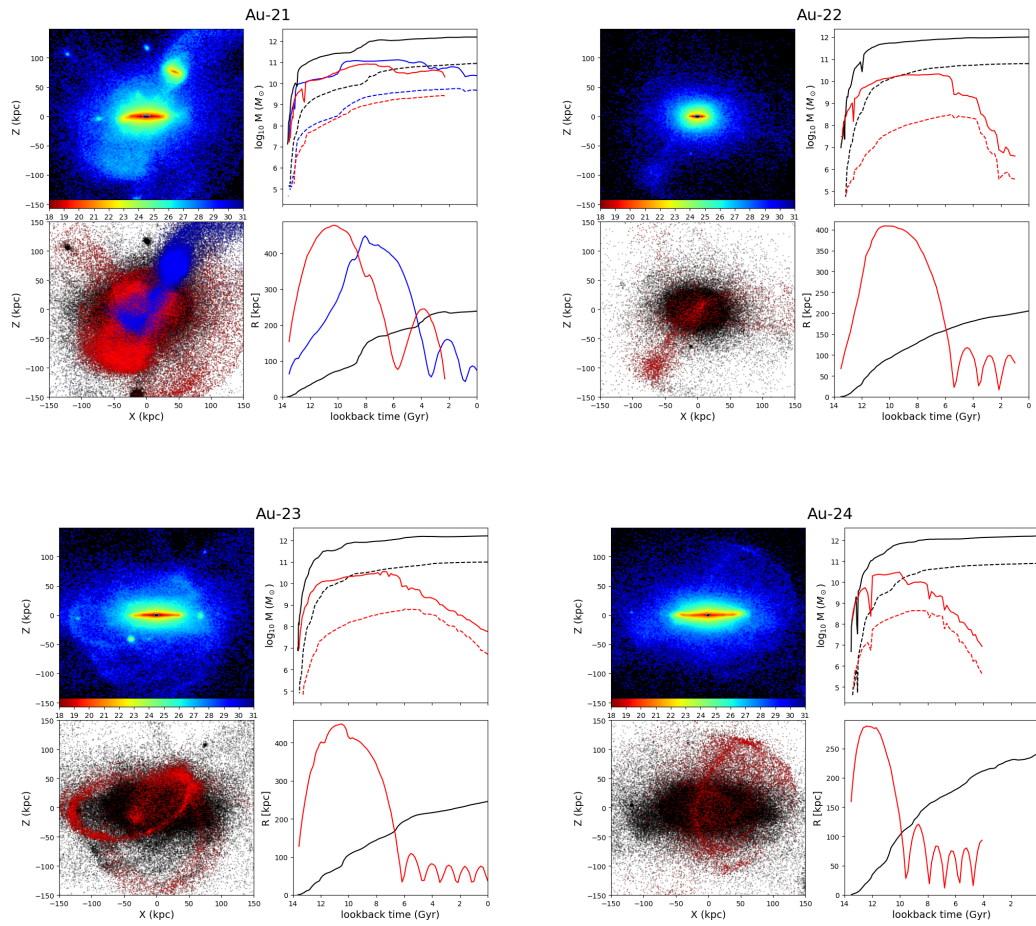


Figura B.6: Historia de BSP para Aurigas 21,22,23 y 24. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

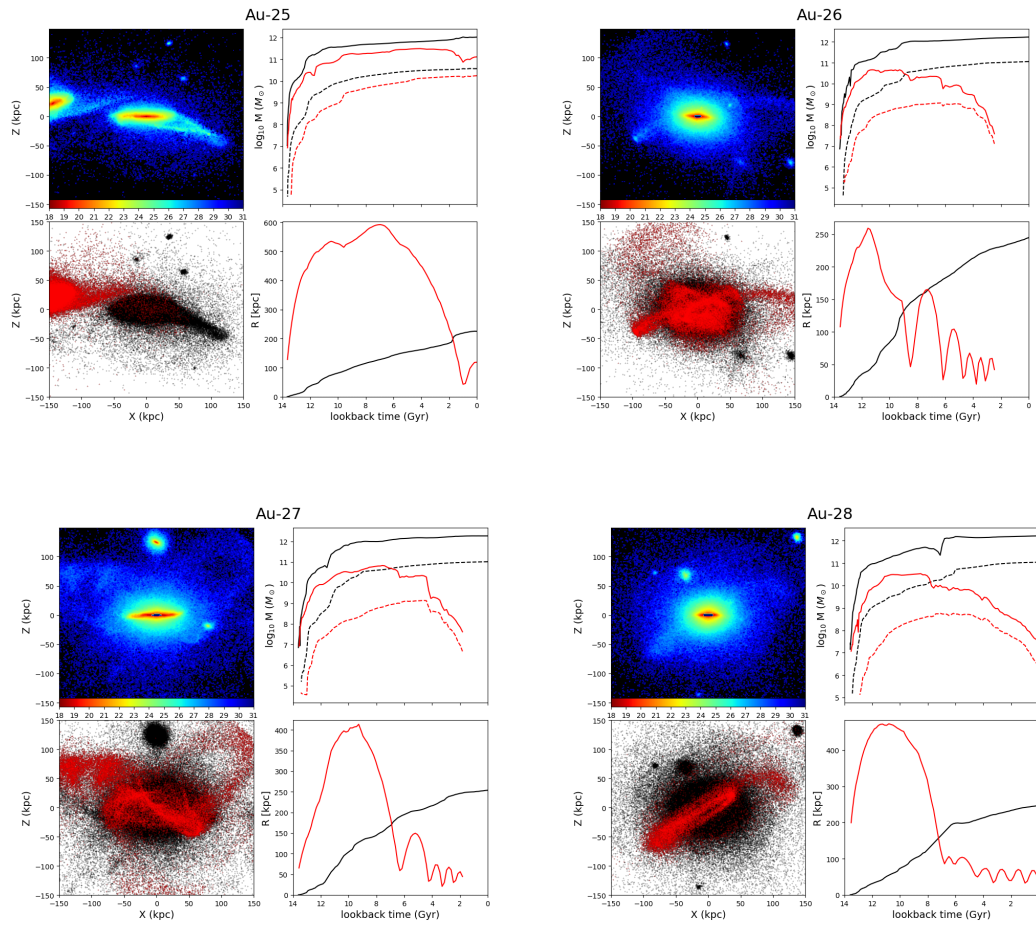


Figura B.7: Historia de BSP para Aurigas 25,26,27 y 28. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

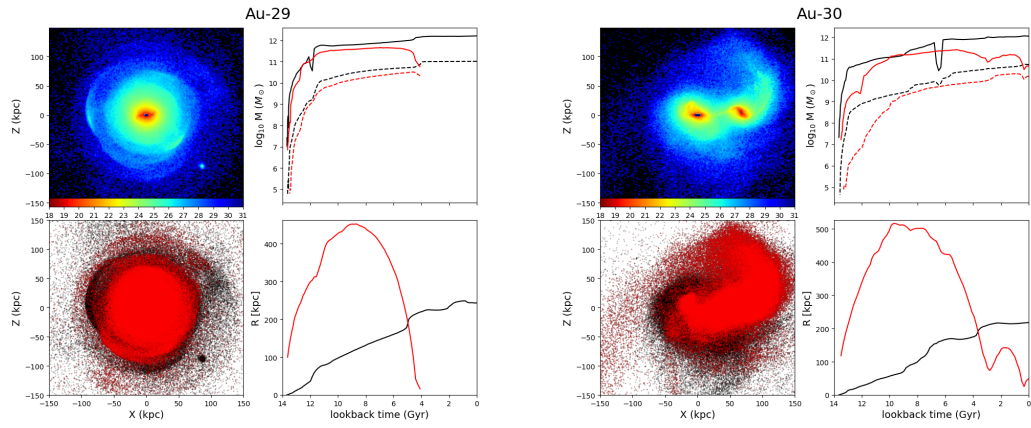


Figura B.8: Historia de BSP para Aurigas 29 y 30. Créditos: Vera-Casanova et al. submitted (2021)

