



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
PROGRAMA DE POSGRADO EN ASTROFÍSICA

INSTITUTO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

ESTRELLAS EX-SITU EN EL DISCO FRÍO DE GALAXIAS TIPO VÍA
LÁCTEA / M31 DE LA SIMULACIÓN ILLUSTRIS TNG 50

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

PRESENTA

KARLA ALEJANDRA GUTIÉRREZ DÁVILA

TUTORES

DRA. VERONICA LORA, INSTITUTO DE CIENCIAS NUCLEARES
DR. JAVIER BALLESTEROS-PAREDES, INSTITUTO DE
RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

MORELIA, MICHOACÁN, MÉXICO. ENERO 2023



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Agradecimientos

Para mi hermana, Dani, por todo su amor y grandísimo apoyo, y para mi mamá, que siempre es la mejor.

A la Dra. Veronica Lora y al Dr. Javier Ballesteros-Paredes por su guía y gran apoyo.

A mis compañeras, especialmente a mi amiga Cheli.

A todo el personal del IRyA.

A mi comité tutor y mi comité sinodal.

Al proyecto IN113522 del Programa de Apoyo a Proyectos de Investigación e Innovación Tecnológica (PAPIIT) de la UNAM por los recursos prestados para albergar los datos de la simulación Illustris TNG 50.

Resumen

Las galaxias experimentan interacciones con otras galaxias a lo largo de su vida, fenómenos conocidos como fusiones de galaxias o *mergers* en inglés, que producen cambios en sus propiedades físicas y químicas. Los efectos de una fusión galáctica sobre las galaxias en interacción varían dependiendo de la masa de las galaxias involucradas y de la forma en la que interactuaron. Por ejemplo, pueden ocurrir fusiones galácticas en las que una galaxia masiva colisiona con una de mucho menor masa, de modo que la galaxia masiva absorbe a la de menor masa sin experimentar cambios en sus componentes morfológicos, mientras que la galaxia menos masiva es absorbida totalmente por la más grande. Por otro lado, pueden ocurrir fusiones galácticas en las que dos galaxias de masa similar colisionan de tal manera que todas las componentes estructurales de las galaxias en interacción desaparecen y, después de la fusión, el resultado es un sistema galáctico formado con el material de las galaxias originales, pero en una estructura independiente de ellas.

La Vía Láctea es una galaxia espiral que actualmente se encuentra en interacción con varios sistemas galácticos, algunos más masivos que otros. La galaxia enana de Sagitario, por ejemplo, orbita la Vía Láctea dejando una estela de material a su paso. Esta interacción en particular no implica un daño en las componentes estructurales de la Vía Láctea. Por otro lado, la galaxia Andrómeda (que es una galaxia espiral de masa comparable con la Vía Láctea) también se encuentra en interacción con la Vía Láctea y se espera que en algunos giga-años la colisión entre estas dos galaxias de masa comparable de como resultado una nueva galaxia compuesta del material de la Vía Láctea y de Andrómeda.

Las estrellas de una galaxia se pueden dividir en dos categorías: 1) la población estelar *in-situ*, que son aquellas estrellas que han nacido dentro de la galaxia a la que pertenecen y 2) las estrellas *ex-situ* que son aquellas que nacieron fuera de la galaxia en la que se encuentran, y han sido acretadas en algún momento de la historia de la galaxia a través de alguna interacción galáctica.

El estudio de las propiedades físicas y químicas de las estrellas en la Vía Láctea le ha

permitido a los astrónomos entender el origen de dichas estrellas y, con ello, la historia de formación de la galaxia. La existencia del disco delgado de una galaxia espiral es evidencia de que dicha galaxia no ha experimentado una fusión galáctica masiva desde hace mucho tiempo pues el disco delgado es una estructura dinámicamente frágil, es decir, una fusión con otra galaxia sería capaz de destruirla. Además, el disco delgado de las galaxias espirales es el lugar de recurrente formación estelar pues es rico en gas y, por lo anterior, se compone principalmente de estrellas *in-situ*. Sin embargo, la posibilidad de encontrar estrellas *ex-situ* en el disco delgado no es nula. Desde hace al menos dos décadas el trabajo de diversos autores ha demostrado la posibilidad de encontrar estrellas *ex-situ* en el disco frío de galaxias espirales simuladas, lo que ha motivado a otros autores a realizar la búsqueda e identificación de una población estelar con orígenes posiblemente *ex-situ* en el disco de la Vía Láctea.

El objetivo de la presente tesis es estudiar las propiedades físicas de la componente estelar *ex-situ* en el disco frío de una muestra de 198 galaxias tipo Vía Láctea y Andrómeda de la simulación cosmológica magneto-hidrodinámica Illustris TNG 50 que se basa en la cosmología Λ CDM (Lambda - *Cold Dark Matter*), con el fin de contribuir en la caracterización de dicha población estelar. Realizamos la descomposición dinámica de la muestra de galaxias tipo Vía Láctea / Andrómeda y medimos la fracción de masa estelar de cada componente dinámica de las galaxias, de lo cual obtenemos que, en promedio, el disco frío contiene el 50 % de la masa estelar total de una galaxia. Posteriormente realizamos la búsqueda de estrellas *ex-situ* en el disco para estudiar las diferencias entre las propiedades físicas de la componente estelar *ex-situ* e *in-situ* en dicha estructura y encontramos, en primer lugar, que la masa estelar *ex-situ* corresponde al 6 % de la masa estelar total del disco, en promedio, mientras que la mediana de esta fracción es el 2 %. Calculamos la función de distribución de probabilidad de las estrellas del disco frío en función de su circularidad, su distancia galactocéntrica y su altura respectivamente, y discutimos las tendencias observadas para la totalidad de la muestra. La distribución de estrellas *ex-situ* en el disco frío es más amplia tanto radial como verticalmente en comparación con las escalas de altura de la distribución de estrellas *in-situ*.

Medimos la metalicidad y edades promedio de la componente estelar *ex-situ* e *in-situ* en el disco de todas las galaxias de la muestra y encontramos que, en general, las estrellas *ex-situ* del disco frío son pobres en metales y más viejas en comparación a las estrellas *in-situ*. Sin embargo, para una submuestra de galaxias calculamos la función de distribución de las estrellas en función de su metalicidad y su edad respectivamente y, en algunos casos, encontramos estrellas *ex-situ* en el disco, pobres en metales, pero mucho más jóvenes que el promedio. Analizamos por separado el historial de ensamblaje de masa estelar de las estrellas *in-situ* y *ex-situ* y encontramos que, mientras la formación estelar en el disco de las galaxias sigue muy activa en el tiempo actual, la acreción de masa estelar *ex-situ* se ha detenido casi totalmente en la mayoría de los casos hace

alrededor de 5 Gyr. Finalmente estudiamos el historial de ensamblaje de masa estelar *ex-situ* de dos casos representativos distintos y discutimos como a pesar de que para la mayoría de las galaxias de la muestra, la acreción de estrellas *ex-situ* en el disco terminó hace alrededor de 5 Gyr, existen algunos casos para los que un evento de acreción de estrellas importante ocurre hace apenas 2 – 3 Gyr.

Índice general

Resumen	3
1. Introducción	8
1.1. La Vía Láctea	11
1.1.1. Disco	12
1.1.2. Halo	14
1.1.3. Bulbo	16
1.2. Historia de formación de la galaxia	17
1.2.1. Enriquecimiento químico de la galaxia	17
1.2.2. Modelos de formación de la galaxia	19
1.2.3. La búsqueda de estrellas <i>ex-situ</i> en el disco delgado	22
1.2.4. Antecedentes en simulaciones: estrellas <i>ex-situ</i> en el disco de galaxias espirales simuladas	24
2. Illustris TNG	28
3. Metodología	32
3.1. Descomposición dinámica	33
3.2. Árboles de fusiones	37

4. Resultados	45
4.1. Descomposición dinámica de galaxias	46
4.2. Estructura espacial	51
4.2.1. Estructura espacial global	52
4.2.2. Distribución espacial de estrellas <i>ex-situ</i> e <i>in-situ</i> en el disco frío de las galaxias	53
4.2.3. Cuatro casos especiales.	58
4.3. <i>ex-situ</i> vs. <i>in-situ</i>	62
4.4. Historia de ensamblaje de masa estelar	67
4.4.1. Análisis de dos casos particulares	68
5. Conclusiones	76
Appendices	79
Apéndice A.	79
Apéndice B.	81

Capítulo 1

Introducción

Todas las galaxias en el Universo se componen de estrellas, gas y polvo. Las estrellas son los elementos más luminosos de las galaxias, emitiendo luz en todo el espectro electromagnético, mientras que el gas y el polvo absorben y emiten luz en longitudes de onda específicas. Además de estos elementos, algunas galaxias poseen un agujero negro masivo central, que no emite radiación electromagnética. Aunque todas están formadas de estrellas, gas y polvo, las galaxias se pueden clasificar de acuerdo a su morfología, en la Fig. 1.1 se muestra la famosa clasificación taxonómica de galaxias presentada por Edwin Hubble en 1926, de acuerdo a la cuál existen las galaxias espirales, elípticas, lenticulares e irregulares. Cada tipo de galaxias es muy diferente de otras de muchas formas: el tipo de estrellas que las domina, su contenido de gas y polvo, la composición química del gas, la tasa de formación estelar, etc. Además, el estado en el que observamos una galaxia no es eterno. Las galaxias también cambian a través del tiempo, desde los inicios de su formación hasta el momento de observación.

Todas las galaxias experimentan interacciones con otras galaxias a lo largo de su vida, fusiones, que producen cambios en sus propiedades físicas. Una galaxia muy masiva podría acretar completamente al resto de los sistemas galácticos con los que ha interactuado o podrían simplemente intercambiar material en el proceso. Las evidencias de que una galaxia experimentó una fusión puede darse, por ejemplo, a través de su morfología. Se piensa que las fusiones de galaxias son especialmente importantes para explicar la transformación del Universo temprano dominado por galaxias espirales, al Universo tardío dominado por galaxias elípticas (Binney, J. & Merrifield, M. (1998) [5], Lintott et al. (2008) [32]). Ya sea que las galaxias en interacción se fusionen total o solo parcialmente, al estudiar su composición estelar se distingue entre al menos dos poblaciones estelares. Una es la población de estrellas *in-situ*, que es aquella que ha nacido dentro de la galaxia, y la población de estrellas *ex-situ*, que ha sido acretada en algún momento de la historia de la galaxia a través de algún interacción galáctica como

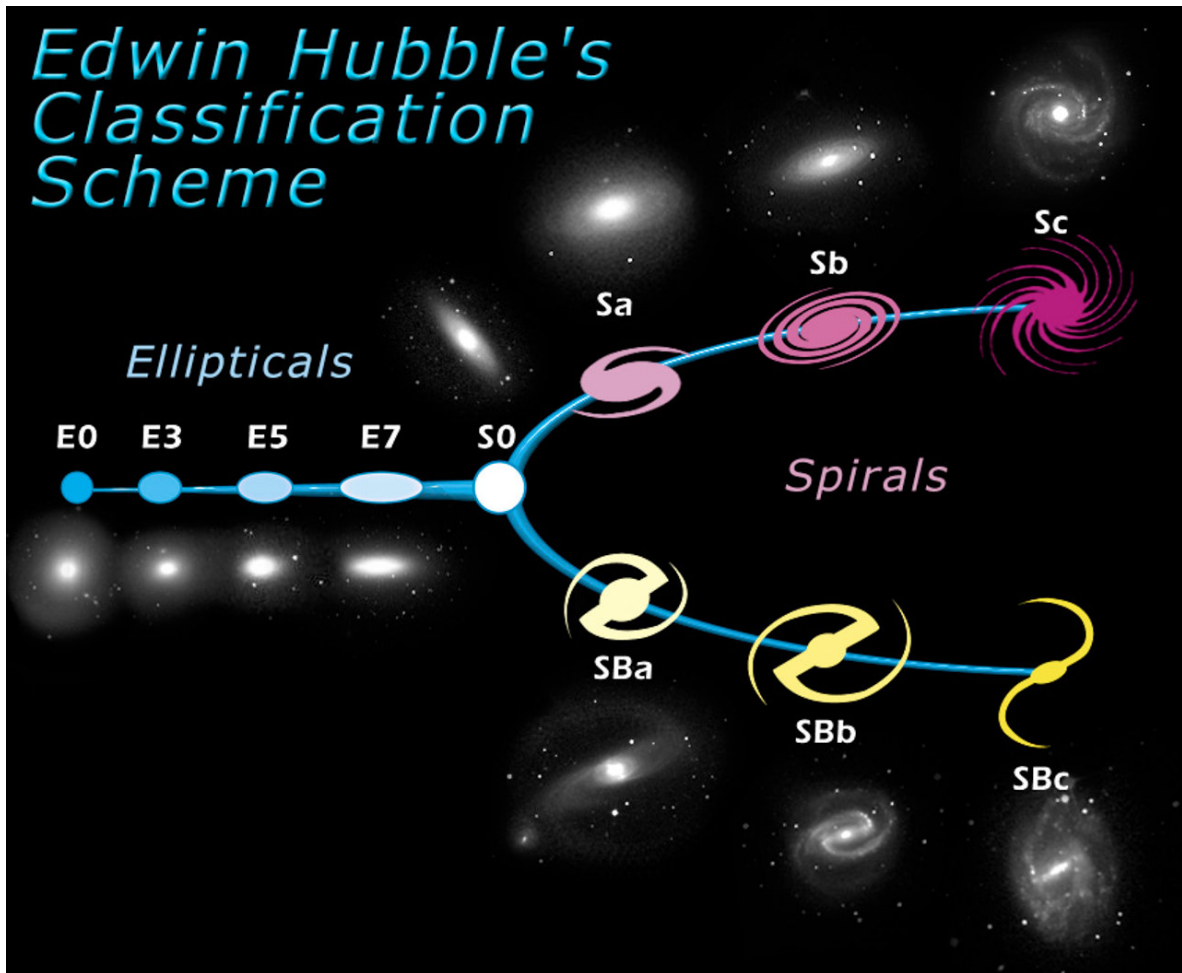


Figura 1.1: La clasificación morfológica de galaxias de Edwin Hubble presentada en 1926. Las galaxias elípticas, espirales no barradas, espirales y lenticulares se representan con las letras E, S, SB y S0 respectivamente. Además de la clasificación por tipo, se usan letras minúsculas o números para indicar algunas diferencias morfológicas dentro de cada categoría. Imagen de NASA & ESA

una fusión.

Las simulaciones cosmológicas son una herramienta esencial para estudiar modelos de formación y evolución de galaxias. Un sistema evoluciona de acuerdo al modelo físico que se esté considerando, y al evolucionar se puede estudiar el estado del Universo en diferentes etapas con el fin analizar las implicaciones del modelo en cuestión. En particular, la simulación cosmológica magneto-hidrodinámica Illustris TNG 50 (Nelson et al. (2019) [44], Pillepich et al. (2019) [50]) se basa en la cosmología Λ CDM (Lambda - Cold Dark Matter). Este modelo supone las condiciones iniciales del modelo del Big Bang y considera solo tres componentes en el Universo: la constante cosmológica, la materia oscura fría y la materia bariónica, de la que se componen todas las estrellas, el gas y polvo del Universo. La cosmología Λ CDM logra explicar algunas propiedades observadas en el Universo: la existencia del fondo de radiación cósmica (CMB), la estructura a gran escala del Universo, las abundancias de elementos como el hidrógeno y el helio, y la expansión acelerada del Universo (Ryden (2003) [55]). Esta simulación es capaz de seguir la formación y evolución de galaxias a través del tiempo.

El objetivo de la presente tesis es estudiar las propiedades físicas de la componente estelar *ex-situ* en el disco frío de galaxias tipo Vía Láctea (en adelante MW por su nombre en inglés, *Milky Way*) y Andrómeda (también conocida como M31) de la simulación Illustris TNG 50. Como discutiremos más adelante, trabajos previos relacionados con la población de estrellas *ex-situ* en galaxias espirales simuladas han permitido caracterizar hasta cierto punto las propiedades físicas de esta población de estrellas dentro de las galaxias espirales, en particular, en la componente de disco frío. Sin embargo, la abundancia de galaxias tipo MW / M31 en la simulación Illustris TNG 50 supera considerablemente a otras simulaciones cosmológicas (en la Fig. 1.2 mostramos una tabla comparativa de la abundancia de este tipo de galaxias en distintas simulaciones recopilada por Engler et al. (2021) [17]). Por lo anterior, considerando una muestra de 198 galaxias tipo MW / M31, se espera que los resultados presentados en este trabajo nos permitan analizar tendencias en el comportamiento de las propiedades físicas de la población estelar *ex-situ* en comparación con la *in-situ* en el disco de las galaxias tipo MW / M31.

En el presente capítulo discutiremos lo siguiente: i) un repaso de algunas de las propiedades físicas de la Vía Láctea y sus distintas poblaciones estelares ii) una revisión de algunos de los modelos más importantes de formación de la galaxia iii) antecedentes observacionales de la población de estrellas *ex-situ* en el disco y iv) antecedentes teóricos de las estrellas *ex-situ* en el disco de galaxias espirales simuladas. En el capítulo 2 describimos las principales características de la simulación Illustris TNG 50, y del tipo de datos que utilizamos. En el capítulo 3 presentamos la metodología: describimos como se realiza la descomposición dinámica para las galaxias espirales y como se definen las de estrellas *ex-situ* e *in-situ*. En el capítulo 4 presentamos los resultados divididos en

Simulation	Reference	# of Hosts
Aquarius (DMO)	Springel et al. (2008)	6 MW-like
Via Lactea II (DMO)	Diemand et al. (2008)	1 MW-like
Phat ELVIS (DMO)	Kelley et al. (2019)	12 MW-like
APOSTLE (bary.)	Fattahi et al. (2016b)	12 LG-like
Latte (bary.)	Wetzel et al. (2016)	1 MW-like
Auriga (bary.)	Grand et al. (2017)	30 MW-like
FIRE-2 (bary.)	Garrison-Kimmel et al. (2014, 2017, 2019)	2 LG-like
FIRE-2 (bary.)	Garrison-Kimmel et al. (2014, 2017, 2019)	6 MW-like
ARTEMIS (bary.)	Font et al. (2021)	45 MW-like
DC Justice League (bary.)	Applebaum et al. (2021)	2 MW-like
TNG50 (bary.)	Engler et al. (2021b, this paper)	198 MW/M31-like

Figura 1.2: Lista de la abundancia de galaxias tipo MW / M31 y cúmulos de galaxias tipo Grupo Local en distintas simulaciones. Tabla de Engler et al. (2021) [17].

secciones: i) primero presentamos los resultados de los parámetros dinámicos que se utilizan para realizar la descomposición dinámica y calculamos la fracción de masa en cada componente galáctica, ii) estudiamos la distribución espacial global de las estrellas de la galaxia y la distribución de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco, iii) estudiamos las diferencias de algunas propiedades físicas entre la población de estrellas *ex-situ* e *in-situ* y iv) estudiamos el historial de ensamblaje de masa estelar en el disco de las galaxias. Finalmente en el capítulo 5 presentamos las conclusiones.

1.1. La Vía Láctea

La galaxia a la que pertenece el Sistema Solar, la Vía Láctea, es una galaxia espiral. Nuestra galaxia es la segunda galaxia más masiva ($M = 1.5 \times 10^{12} M_{\odot}$) del cúmulo de galaxias conocido como el Grupo Local, mientras que Andrómeda, que también es una galaxia espiral, es la más masiva ($M = 2.01 \times 10^{12} M_{\odot}$) (Carlesi et al. (2022) [8]). El Grupo Local también contiene alrededor de 40 galaxias enanas ($M < 10^{10} M_{\odot}$) (Mateo (1998) [39]), de las cuales, algunas, orbitan la Vía Láctea y Andrómeda respectivamente como satélites. Las galaxias espirales como la Vía Láctea y Andrómeda se caracterizan principalmente por tres grandes componentes: un disco, en el que se extienden dos o

más brazos espirales formados de gas, polvo y estrellas, un halo de materia oscura con menos estrellas y poco gas, y un bulbo esferoidal en la región central del disco. Otros ejemplos de galaxias espirales se encuentran en la Fig. 1.3.



Figura 1.3: Izquierda: Messier 74, credits: NASA, ESA y la colaboración Hubble Heritage (STScI/AURA)-ESA/Hubble. Centro: NGC 1300, credits: Hubble Heritage Team, ESA, NASA. Derecha: Messier 100, credits: NASA, ESA y Judy Schmidt

Los astrónomos han logrado comprender en gran medida cada uno de los componentes que conforman a la Vía Láctea, así como los procesos de formación y evolución de cada una de sus partes y de todas en conjunto, mediante conteos estelares y análisis rigurosos de las propiedades físicas y químicas de las estrellas, el gas y el polvo de cada componente. Las galaxias espirales obtienen su nombre debido a los brazos espirales que se extienden en el plano de este tipo de galaxias. En la Fig. 1.4 se encuentran representados los cuatro brazos espirales principales de la Vía Láctea, y algunos secundarios. Estos suelen contener una mayor densidad de gas y polvo en comparación de la media en la galaxia, así como una alta tasa de formación estelar. Radialmente el disco también luce como una exponencial decreciente, su diámetro es de 36kpc y el Sistema Solar se encuentra a 8.5kpc del centro galáctico.

1.1.1. Disco

El disco de las galaxias espirales es la región más abundante en gas y estrellas, aunque las estrellas son la principal componente. A partir de conteos estelares se concluyó que la distribución vertical de estrellas en el disco de la Vía Láctea se aproxima a una ley exponencial de la forma [6],

$$n(z) \approx \exp\left(-\frac{|z|}{h}\right), \quad (1.1)$$

donde h es un factor de escala cuyo valor depende del tipo de estrellas que se este considerando. Al observar las estrellas en la Vecindad Solar (un cilindro centrado en el

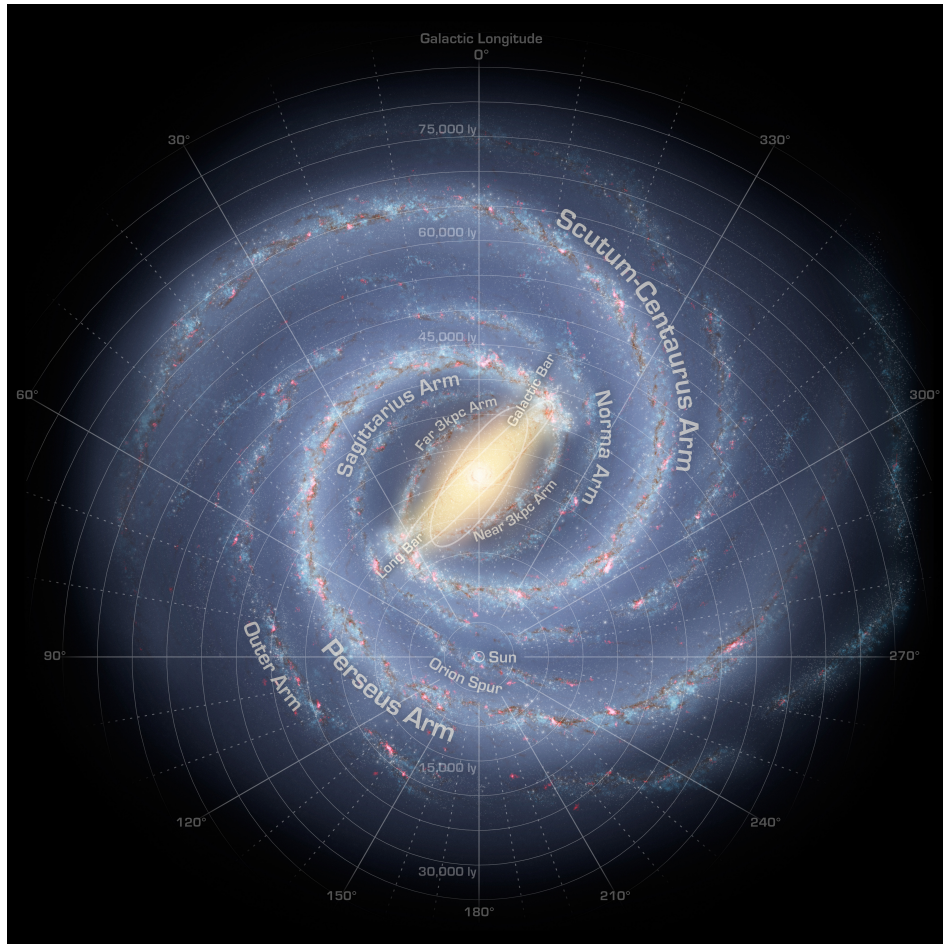


Figura 1.4: Ilustración de la Vía Láctea, credits: NASA/JPL-Caltech/R. Hurt (SSC/-Caltech)

Sol, con un radio de ~ 1 kpc y de altura infinita [12]), Gilmore y Reid (1983) encontraron un exceso de estrellas a alturas muy por encima del plano galáctico, más allá de lo que se esperaría de un único perfil exponencial, como en la Ec. 1.1. Y así fue como descubrieron que en realidad el disco se compone de dos estructuras, el disco delgado y el disco grueso. El disco delgado es más denso en estrellas que el disco grueso, y para éste, la distribución de estrellas también se puede describir con una ley exponencial, como en la Eq. 1.1. Verticalmente el disco delgado se extiende hasta 300 ± 50 pc por sobre y por debajo del plano galáctico mientras que el disco grueso se extiende hasta 900 ± 50 pc (Bland-Hawthorn y Gerhard (2016) [6]). A través de estudios detallados de sus abundancias químicas se ha proporcionado evidencia definitiva de que en efecto se trata de estructuras verdaderamente distintas (referencias dentro de Helmi (2020) [28]).

Por su parte, en gas, existen dos componentes: una componente dominada por un gas frío y poco denso, de HI, que se extiende hasta 18 kpc y luego decrece exponencialmente hasta 36 – 60 kpc, y otra más fría y densa, de H₂, que se extiende apenas a 12 kpc (Bland-Hawthorn y Gerhard (2016) [6]).

El disco delgado es el lugar de recurrente formación estelar dentro de la galaxia, y por lo tanto, es el principal lugar donde se encontrarán estrellas *in-situ*, pues la gran mayoría de estrellas que nacieron en nuestra galaxia lo hacen a partir del gas denso y frío (H₂) que se encuentra en el disco. Por su parte, el disco grueso tiene estrellas que son más viejas que las estrellas más viejas del disco delgado. De hecho se ha sugerido una diferencia de edades de al menos ~ 1.6 Gyr (Bland-Hawthorn y Gerhard (2016) [6], Helmi (2020) [28] y referencias ahí citadas).

Las galaxias espirales como la Vía Láctea poseen, como su nombre lo indica, brazos espirales que se extienden en el plano del disco de la galaxia. Se piensa que estas estructuras son el resultado de ondas de densidad producidas por inestabilidades gravitacionales (Lin & Shu (1964) [31]). La formación estelar ocurre principalmente a largo de ellos, resultado del gas y polvo atrapado en las ondas de densidad (Yuan (1969) [74]).

1.1.2. Halo

El halo estelar de la Vía Láctea contiene únicamente el 1% de la masa estelar total de la galaxia. Sin embargo, su estudio y comprensión es importante para entender la historia de formación de la galaxia. La distribución espacial de las estrellas y cúmulos globulares (conglomeraciones esferoidales de estrellas ligadas gravitacionalmente) del halo suele ajustarse con modelos de densidad esferoidales o axisimétricos de ley de potencia simple, doble, o perfiles radiales de Sérsic (Bland-Hawthorn y Gerhard (2016) [6]). La densidad estelar del halo refleja la historia de acreción de la Vía Láctea. Debido a su gran tamaño y a que su tasa de formación estelar es baja, los trazadores del halo



Figura 1.5: Representación de la Vía Láctea, sus corrientes estelares (puntos de colores), cúmulos globulares (símbolos de estrellas) y galaxias enanas (cubos). Imagen de S. Payne-Wardenaar/K. Malhan, MPIA

deben ser estrellas viejas y muy luminosas. Las estrellas RR Lyrae son estrellas que se encuentran en la etapa de la rama horizontal y para las cuales esta bien definida su luminosidad a través de su relación periodo-luminosidad (Liu et al. (2020) [33]). Estas estrellas se encuentran distribuidas en todo el halo, de manera que sirven como trazadores naturales de esta estructura y llegan a alcanzar distancias galactocéntricas de hasta ~ 100 kpc (Bland-Hawthorn y Gerhard (2016) [6]).

El halo contiene numerosas subestructuras: las Nubes de Magallanes, la Corriente de Sagitario, la Estructura Estelar Anticéntrica Galáctica, la Sobredensidad de Virgo, etc. (Bland-Hawthorn y Gerhard (2016) [6]). En la Fig. 1.5 se encuentra una imagen representativa de todas las componentes de la galaxia, en particular el halo y las corrientes estelares que se extienden en el.

Así como las Nubes de Magallanes se encuentran actualmente atravesando la Vía Láctea (Besla et al. (2007) [4]), las corrientes estelares como la corriente de Sagitario son el producto de la interacción gravitacional entre la Vía Láctea y galaxias más pequeñas que han sido desgarradas debido al campo gravitacional de la galaxia (Ramos et al. (2022) [52]). En la Fig. 1.6 se muestra una representación de la corriente estelar de Sagitario dejada atrás por la galaxia enana de Sagitario al orbitar alrededor de la Vía

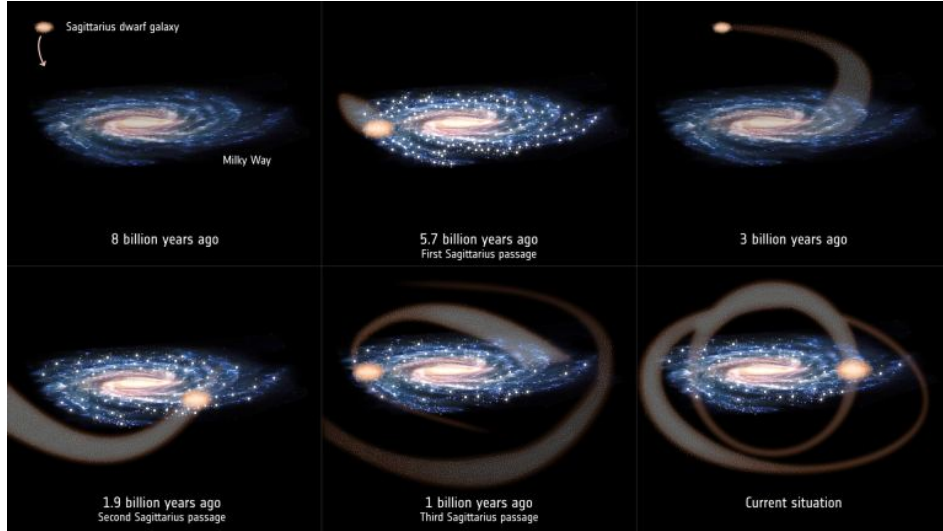


Figura 1.6: Las tres colisiones entre la galaxia enana de Sagitario y la Vía Láctea. Imagen de ESA/Gaia.

Láctea. Las órbitas de las estrellas y el gas pertenecientes a una galaxia enana suficientemente cercana a la Vía Láctea, son perturbadas por el potencial gravitacional de la Vía Láctea. Las estrellas nacidas fuera de la Vía Láctea, pero que ahora forman parte de ella, son, precisamente, estrellas *ex-situ*. De hecho, es debido al contacto gravitacional de la Vía Láctea con sus galaxias satélites que la mayor fracción de las estrellas *ex-situ* de la galaxia se encontrarán en el halo.

1.1.3. Bulbo

El bulbo de la Vía Láctea es una estructura compleja, con una distribución de densidad de estrellas en forma de una barra elongada, inclinada $27^\circ \pm 2$ entre su eje mayor y la línea que une al Sol y al centro de la Vía Láctea (Bland-Hawthorn y Gerhard (2016) [6], Shen & Zheng (2020) [64] y referencias citadas en estos trabajos), como se muestra en la Fig. 1.4, y cuya proyección en el plano galáctico es tal que la proporción de los ejes es $\sim (1 : 2.1)$, donde el eje mayor de la barra se extiende hasta 2kpc. La densidad de estrellas de la barra cae de forma exponencial a lo largo de los ejes de la barra, con escalas de altura de (0.70 : 0.44 : 0.18) kpc (Shen & Zheng (2020) [64] y referencias citadas ahí). Además de la barra, se ha observado una estructura en forma de X conformada de estrellas gigantes de apolotanamiento rojo (RCG por sus siglas en inglés) que se extienden hasta 3kpc y 1.8 kpc a lo largo de la barra y verticalmente a ella respectivamente. La mayor parte de las estrellas del bulbo son viejas (> 10 Gyr) y ricas en metales ($[\text{Fe}/\text{H}] > -0.5$) (Shen & Zheng (2020) [64] y referencias ahí citadas).

1.2. Historia de formación de la galaxia

1.2.1. Enriquecimiento químico de la galaxia

Dado que uno de los observables de los que se disponen es la composición química de las estrellas (a través de sus espectros), estas pueden usarse para entender la historia del Universo. Con esta idea en mente, expliquemos primero cuáles son los principales mecanismos de enriquecimiento químico en el Universo. La metalicidad de una estrella suele medirse en términos de la abundancia del hierro comparada con la abundancia del hidrógeno y se normaliza con la abundancia solar en escala logarítmica, es decir,

$$[Fe/H] = \log(Fe/H) - \log(Fe/H)_{\odot} \quad (1.2)$$

La composición química de la atmósfera de una estrella refleja la composición química del medio interestelar del que se formó, en particular si la estrella no ha evolucionado más allá de la secuencia principal (Helmi (2020) [28]). Por lo tanto, al estudiar la atmósfera de una estrella se tiene acceso a información sobre las condiciones químicas de su lugar de origen.

De acuerdo al modelo cosmológico Λ CDM, en la etapa más temprana del Universo la materia bariónica estaba conformada casi únicamente de hidrógeno ($\sim 75\%$ de la masa total) y helio ($\sim 25\%$), de manera que cuando el Universo se enfrió lo suficiente para formar las primeras estrellas, éstas se componían únicamente de estos dos elementos. A lo largo de sus vidas las estrellas producirían elementos cada vez más pesados conforme atraviesan distintas etapas evolutivas. Finalmente, cuando las estrellas mueren pueden devolver material enriquecido al medio interestelar, de modo que las siguientes generaciones de estrellas se formarán de gas cada más complejo químicamente.

El contenido químico del material que devuelve una estrella al morir depende del material del que se formó y de la masa de las estrellas al momento de su nacimiento. Las estrellas de muy baja masa ($< 0.8M_{\odot}$) tienen vidas muy largas, incluso más largas que la edad actual del Universo, de manera que éstas contribuyen muy poco a la evolución química del medio. Sin embargo, estas estrellas proveen información acerca del medio en el que se formaron, hace mucho tiempo, en el Universo temprano (Frebel & Norris (2015) [20]). Las estrellas de baja y media masa ($0.8 - 8M_{\odot}$) mueren inyectando una capa de material al medio interestelar, formando estructuras conocidas como nebulosas planetarias que contienen en su mayoría He, Ca, N. Si bien estas estrellas no producen Fe por sí solas, sabemos que existe el fenómeno de las supernovas tipo Ia (abreviadas como SN Ia). Estas ocurren de la siguiente manera, en un sistema binario formado por una enana blanca y una estrella de masa intermedia (una gigante roja) en el que

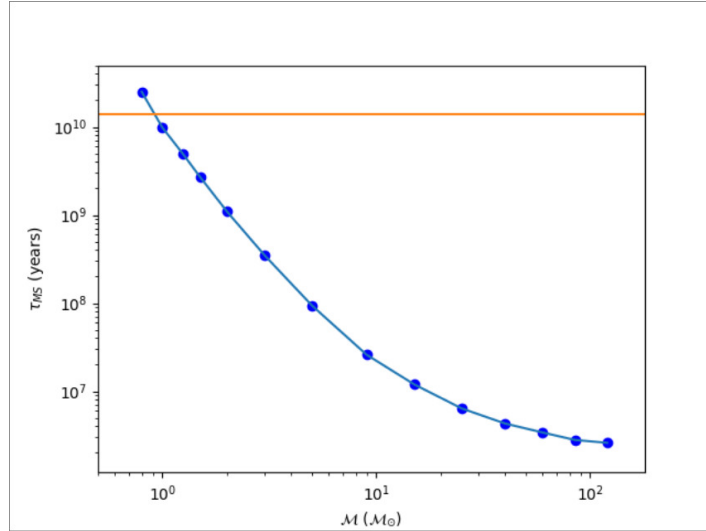


Figura 1.7: Tiempo de vida de una estrella en función de su masa. La línea naranja representa la edad del Universo.

las estrellas se orbitan muy cerca, la enana blanca poco a poco arranca material de la capa exterior de la gigante roja. En algún punto la enana blanca ha absorbido tanto material que colapsa bajo su propio peso y se produce una explosión que devuelve material en el medio interestelar, en su mayoría hierro, algo de azufre, silicio y calcio. Las supernovas tipo Ia contribuyen alrededor del 70 % del hierro en la galaxia (Chiappini et al. (2001) [12]). Entonces, las estrellas de masa baja e intermedia no contribuyen mayormente al enriquecimiento de elementos- α (elementos creados por el proceso α , O, C, Ne, Mg, Si, S, etc.), pero sí al enriquecimiento de Fe. Finalmente, las estrellas más masivas (más de $8M_{\odot}$) terminan sus vidas explotando como supernovas tipo II (abreviadas como SN II) a pocos mega años de su nacimiento, en la Fig. 1.7 se grafica el tiempo de vida de una estrella en secuencia principal en función de su masa. Estas estrellas enriquecen a la galaxia con muchos elementos, en particular hierro y elementos- α (O, Ne, Mg, S, Si, Ca) (Chiappini (2001) [12], Matteucci et al. (2021) [41]).

En la Fig. 1.8 se representa la evolución de la metalicidad general de la galaxia. Esta figura nos indica lo siguiente. Si durante una época tenemos enriquecimiento principalmente por SN II, entonces aumentarán los elementos- α y el Fe de manera simultánea. Esto implicaría que estrellas de diferentes épocas tendrían el mismo $[O/Fe]$, pero iría en aumento el $[Fe/H]$. Esto es lo que ocurre con la línea roja. Si por el contrario, el principal enriquecimiento es debido a SN Ia, entonces los elementos- α aumentarán más lentamente que el Fe. Esto hace que el $[O/Fe]$ decrezca mientras que el $[Fe/H]$ aumente. Cuando se grafica la metalicidad de las estrellas del halo y de las estrellas del disco grueso, estas se localizan principalmente a lo largo de la línea roja. Sin embargo, cuando

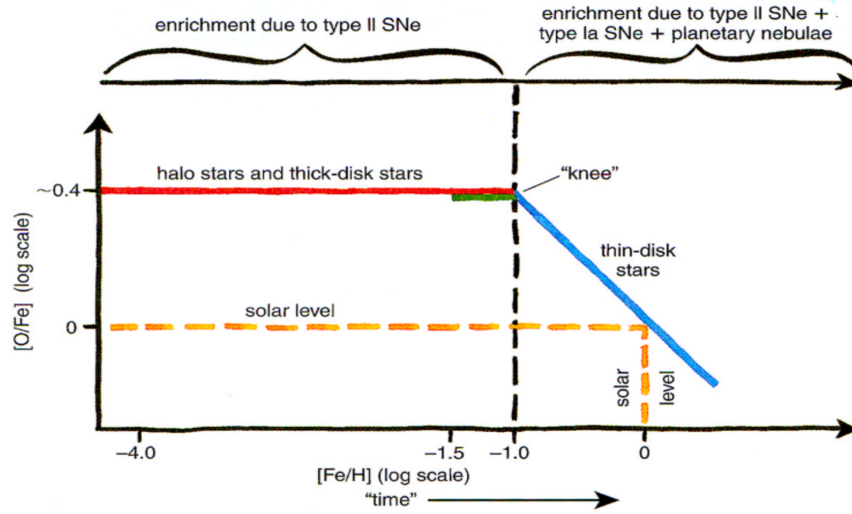


Figura 1.8: Metalicidad general de la galaxia. Imagen de Chiappini (2001) [12].

se grafica la metalicidad de las estrellas del disco delgado, éstas se localizan a lo largo de la línea azul.

Para resumir, una galaxia que presente, por ejemplo $[Fe/\alpha]$ constante como función de $[\alpha/H]$ será entonces una galaxia enriquecida por supernovas tipo II, pues el aumento de Fe y de elementos- α se da simultáneamente. Por el contrario, una galaxia donde el cociente $[Fe/\alpha]$ aumenta, es una galaxia dominada por supernovas tipo Ia, pues el Fe aumenta sin que aumenten los elementos- α . En términos de su evolución física, podemos pensar entonces que la primera galaxia está dominada por una formación estelar continua, mientras que la segunda galaxia no tendrá formación estelar importante. Retomaremos esta discusión en la siguiente sección.

1.2.2. Modelos de formación de la galaxia

Eggen et al. (1962) [16] propusieron el primer modelo para la formación de nuestra galaxia (conocido como modelo ELS). Este modelo describe un colapso monolítico rápido, primero formándose el halo, seguido del disco. Searle & Zinn (1978) [61] descubrieron un amplio rango de edades y metalicidades en los cúmulos globulares del halo. A partir de sus resultados, Searle & Zinn concluyeron que la distribución de edades y metalicidades del halo no coincidía con modelos de formación simple, como el modelo de colapso monolítico propuesto por Eggen et al. (1962). Searle & Zinn sugieren que sería más adecuado pensar en la fusión de diferentes subsistemas o fragmentos para la formación del halo, Fig. 1.9.

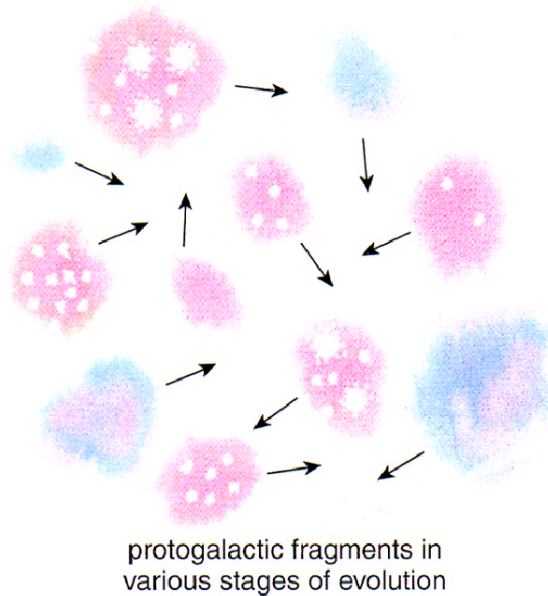


Figura 1.9: Representación del modelo de formación del halo de Searle y Zinn (1978) [61]. Imagen de Chiappini (2001) [12].

De hecho, en la cosmología Λ CDM, la formación de estructura procede de forma jerárquica vía interacciones gravitacionales. Las interacciones gravitacionales intensas, entre galaxias similares, tienden a destruir estructuras como los discos, y a dejar como resultado final sistemas más esferoidales. El hecho de que nuestra galaxia hoy día tenga un disco implica que de alguna manera, la Vía Láctea no ha tenido una interacción importante recientemente. Sin embargo, eso no quiere decir que no hayamos tenido interacciones (Chiappini (2001) [12]). En la Fig 1.10 presentamos la relación edad - metalicidad en la Vecindad Solar encontrada por Edvardsson et al. (1993) [15]. En ésta, la gran dispersión de datos se interpreta como evidencia de que la población estelar en la Vecindad Solar tiene distintos orígenes, como veremos en la sección de resultados.

La fuente principal de Fe son las supernovas tipo Ia, las cuáles son el resultado de la explosión de un sistema binario. El sistema binario típico necesita envejecer 1 Gyr antes de que explote, de manera que la rodilla de la Fig 1.8 es un indicador del momento (y de la metalicidad de dicho momento) en que las SN Ia comenzaron a ser una fuente relevante de enriquecimiento de Fe. Puesto que toma 1 Gyr para que esto ocurra, y dado que la planicie en la Fig. 1.8 está dominada por estrellas del halo y del disco grueso, ahora se sabe que el halo debió formarse en el primer giga-año de vida de la galaxia, mientras que el disco delgado se formó más lentamente (Chiappini (2001) [12]).

Existe una simple explicación del por qué el halo debe ser más viejo que el disco

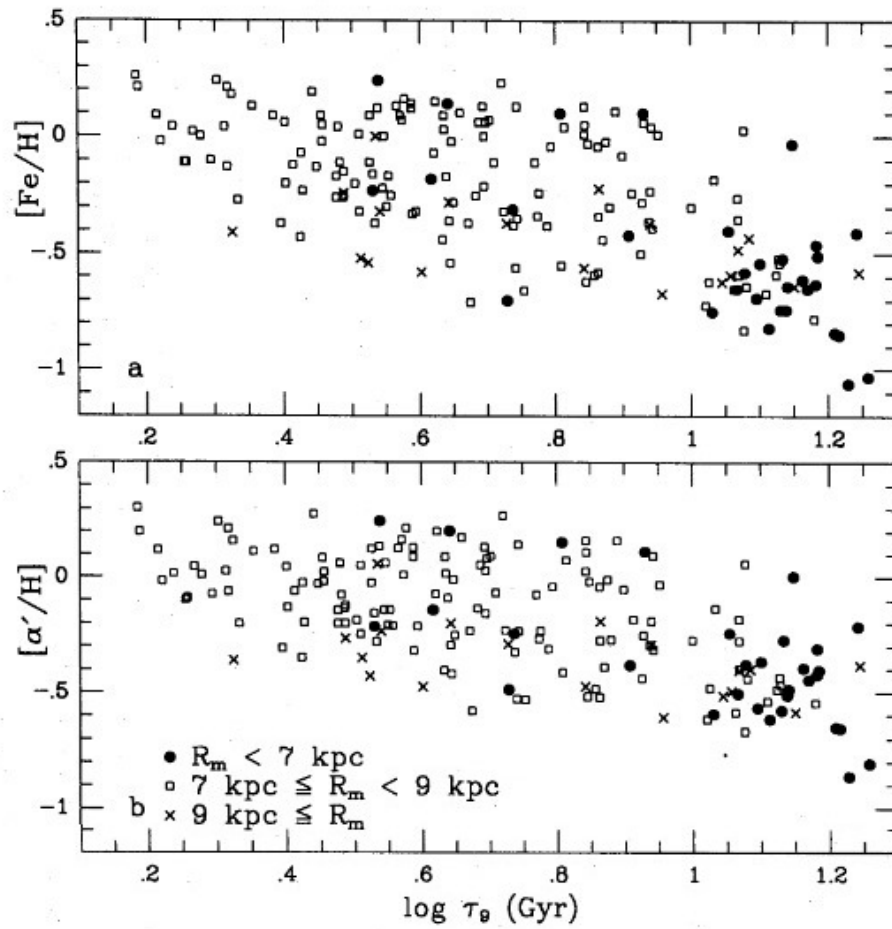


Figura 1.10: Relación edad - metalicidad de Edvardsson et al. (1993) [15]. La abundancia de Hierro, elementos- α' (la media de las abundancias logarítmica de silicio y calcio) y Bario como función de la edad logarítmica de las estrellas. R_m es la distancia media galactocéntrica.

delgado. En etapas tempranas del Universo las fusiones entre objetos galácticos eran más frecuentes, pues la densidad de objetos era mayor, lo que significa que el disco de una galaxia era más vulnerable. Un disco delgado como el que posee la Vía Láctea actualmente solo podría formarse en un Universo en el que la actividad de fusiones galácticas ya no es tan importante (Helmi (2020) [28]).

De hecho, Helmi et al. (2018) [27] estudiaron un grupo de estrellas con metalicidades típicas del disco grueso pero con características dinámicas típicas del halo (según mediciones de Gaia DR2). Encontraron que estas estrellas definen una secuencia independiente al disco grueso en el espacio $[\alpha/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$, por lo que sugieren que estas estrellas se formaron en un sistema independiente del disco grueso. En particular, proponen que estas estrellas fueron acretadas en un objeto masivo conocido como Gaia-Enceladus hace 10 Gyr, y que este evento representa el último evento de fusión masiva de la galaxia. Estos autores proponen que, debido a esta interacción, el disco grueso se formó, mediante el calentamiento dinámico de un disco delgado temprano.

El modelo de formación de la galaxia de Chiappini et al. (1997) [11] y Chiappini et al. (2001) [13] consiste en dos episodios de acreción masiva de gas: uno inicial del que se formó el halo, el disco grueso y el bulbo; y un segundo episodio del que se formó el disco delgado. Sus resultados indican que el segundo evento ocurrió hace 7 Gyr. En la Fig. 1.11 se representa la evolución de cada etapa de la galaxia y su escala de tiempo de acuerdo al modelo anterior, pero se ha incluido la propuesta de Helmi et al. (2018) [27] que explica la formación del disco grueso.

El modelo de Chiappini et al. (1997) [11] ha sido revisado por distintos grupos en busca de reproducir nuevas observaciones (Matteucci (2021) [41] y referencias citadas ahí).

1.2.3. La búsqueda de estrellas *ex-situ* en el disco delgado

Como se ha señalado antes, la simple existencia del disco delgado es una señal de que no ha ocurrido un evento de fusión galáctica masivo en los últimos 10 Gyr, de modo que su formación se daría a partir del material recolectado de la interacción con objetos muchos menos masivos como galaxias enanas (Chiappini (2001) [12]). La población de estrellas jóvenes y de alta metalicidad en el disco delgado coincide con esta idea. Sin embargo, a lo largo de los años se ha descubierto un grupo importante de estrellas cuyas características invitan a pensar que su nacimiento no ocurrió dentro de la Vía Láctea.

Sestito et al. (2019) [62] usan la base de datos GAIA DR2 para determinar distancias, órbitas, y otras propiedades dinámicas de todas las estrellas de ultra baja metalicidad (UMP por sus siglas en inglés *Ultra Metal Poor*), $[\text{Fe}/\text{H}] < -4.0$. Las estrellas UMP

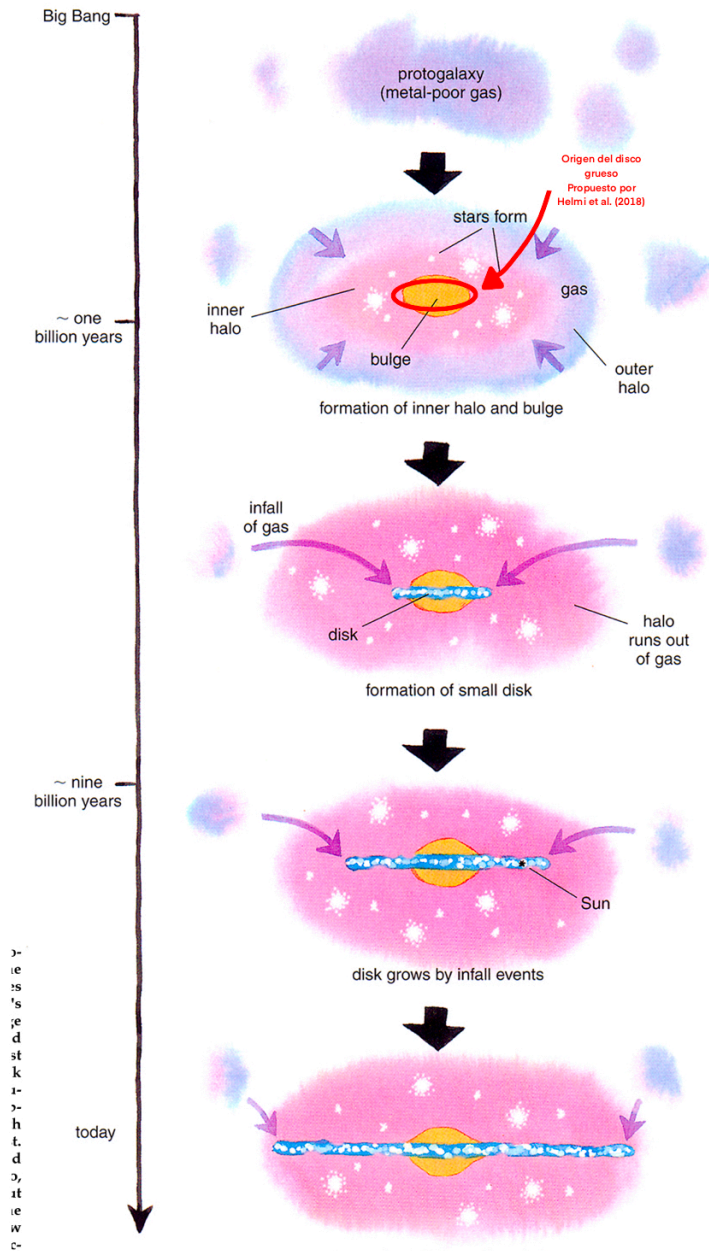


Figura 1.11: Modelo de formación galáctica de Chiappini et al. (1997) [11] y Chiappini et al. (2001) [13]. Imagen de Chiappini (2001) [12]

suelen encontrarse en el halo. Sin embargo, ellos encuentran 11 estrellas UMP de las 42 de su muestra en órbitas del plano de la Vía Láctea (± 3 pc arriba y debajo del plano) y dos de ellas tienen órbitas casi circulares dentro del disco. Una de las posibles explicaciones es que son el resultado de acreción de material (incluyendo gas y estrellas) en fusiones galácticas con galaxias enanas masivas en órbitas co-planares (Gomez et al. (2017) [26], Abadi et al. (2003) [1] [2]). Sin embargo, de haber ocurrido de este modo, el gas acretado hubiera iniciado un brote de formación estelar co-planar al disco, de modo que deberíamos ver un número mucho mayor de estrellas como UMP en la Vecindad Solar. Otro escenario que explica la presencia de estas estrellas en la galaxia es, según los autores, que estas estrellas pertenecieron a aquellos fragmentos que dieron origen al halo, y cuyas órbitas coincidieron con el plano del disco.

Más tarde, Sesito et al. (2020) [63] estudian una muestra de 1027 estrellas de muy baja metalicidad ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.5$) provenientes de los catálogos LAMOST y Pristine. En el panel superior de la Fig. 1.12, donde J_ϕ es la acción azimutal (equivalente a la componente-z del momento angular de la estrella) y J_z es la acción vertical (la cual da información sobre qué tanto se aleja una estrella del plano galáctico en su órbita), se aprecia claramente un conjunto de estas estrellas muy cerca del plano galáctico (J_z pequeño) en órbitas circulares, es decir, en órbitas con $0.5 < J_\phi/J_{\phi\odot} < 1.2$ (progrado) y $-1.2 > J_\phi/J_{\phi\odot} > -0.5$ (retrogrado). Como puede verse al comparar los recuadros negros del panel superior de la Fig. 1.12. Estos autores encuentran que hay una sobredensidad de estrellas de muy baja metalicidad en el disco en órbita prógrada en comparación con estrellas en órbita retrograda.

Recientemente, Mardini et al. (2022) [36] identifican una componente independiente de disco, compuesta de estrellas metálicamente pobres y con orígenes *ex-situ*, cuyo factor de escala vertical se extiende más allá del disco grueso. Por otro lado, Feuillet et al. (2022) [18] estudiaron la posibilidad de que el disco dinámicamente frío de la Vía Láctea incluya una población estelar *ex-situ* antigua. Encuentran una muestra de nueve estrellas RR-Lyrae de baja abundancia de $[\text{Al}/\text{Fe}]$ (lo cual es un indicador de orígenes *ex-situ*, Hasselquist et al. (2021, Fig. 5)) pertenecientes al disco frío, confinadas al plano galáctico y de edades estimadas de 10 Gyr que se acretaron al disco de galaxia hace apenas 2 Gyr.

1.2.4. Antecedentes en simulaciones: estrellas *ex-situ* en el disco de galaxias espirales simuladas

A fin de entender cómo es la evolución de las galaxias en simulaciones cosmológicas, es conveniente revisar resultados numéricos basados en la cosmología Λ CDM obtenidos por diferentes grupos. De acuerdo con la Fig. 1.2, las simulaciones con la mayor abun-

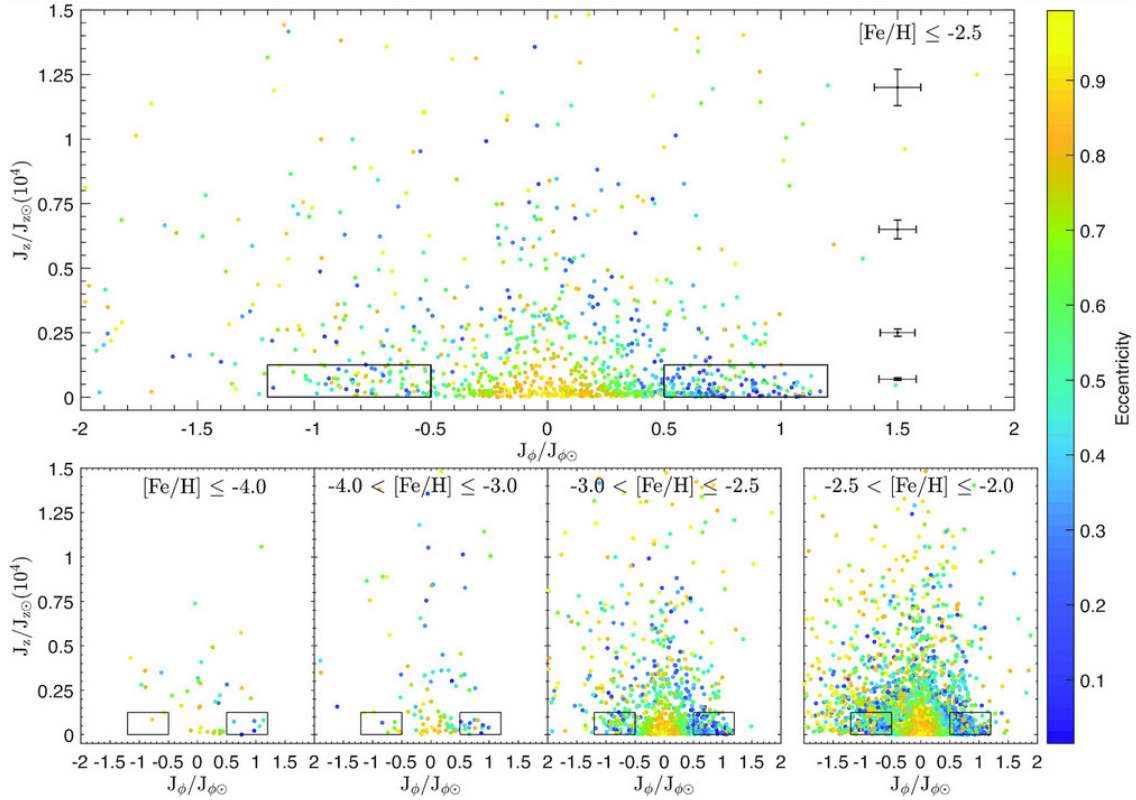


Figura 1.12: Distribución de estrellas de ultra baja metalicidad y muy baja metalicidad en el espacio $J_z - J_\phi$ de Sestito et al. (2019) [62] y Sestito et al. (2020) [63]. Imagen de Sestito et al. (2020) [63].

dancia de galaxias tipo MW / M31 son AURIGA con 30 (Grand et al. (2017) [23]), ARTEMIS con 45 (Font et al. (2020) [19]) e Illustris TNG 50 con 198 (Engler et al. [17]). No obstante, a la fecha solo se han estudiado las propiedades físicas de las estrellas *ex-situ* del disco de algunas simulaciones.

Usando la simulación AURIGA (Grand et al. (2017) [23]), Gómez et al. (2017) [26] caracterizan la componente estelar *ex-situ* del disco frío de galaxias simuladas tipo MW. Estos autores encuentran que la contribución de masa estelar *ex-situ* en el disco es tal que $M_{ex-situ}/M_{in-situ} < 0.1$ para todas las galaxias de su muestra (30 en total) y solo para 8 de ellas es tal que $M_{ex-situ}/M_{in-situ} > 0.05$. Los autores reportan, para estas 8 galaxias, que los discos *ex-situ* tienden a ser más gruesos que los *in-situ*, con una dispersión vertical tal que $\sigma_Z^{ex-situ}/\sigma_Z^{in-situ} \sim 1.5$. Además, Gómez et al. (2017) [26] encuentran que la diferencia en metalicidades entre las dos poblaciones puede ser tan grande como 0.5 dex, y que la edad media del disco *ex-situ*, que está en el rango de 6 – 9Gyr, es significativamente más vieja que la edad media del disco *in-situ*, con una

diferencia de edades de hasta 6 Gyr.

Por su parte, Santistevan et al. (2021) [57] usan la simulación FIRE-2 (Hopkins et al. (2018) [30]) para estudiar el origen de las estrellas metálicamente pobres ($[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$) en el disco de galaxias tipo MW/M31 (su muestra es de 12 galaxias). Su análisis se concentra únicamente en aquellas estrellas metálicamente pobres en órbita prograda en el disco de sus galaxias dado que este movimiento predomina dicha población. Encuentran que solo el 5 – 30% de estrellas metálicamente pobres en órbitas progradas se forman *in-situ*, mientras que el resto tiene orígenes *ex-situ* y que casi todas estas estrellas se formaron hace ≥ 12 Gyr.

En la simulación Illustris, Rodríguez-Gómez et al. (2016) [54] estudiaron la contribución de estrellas *in-situ* en una muestra para la cuál imponen la única condición de que la masa estelar de las galaxias sea tal que $M_\star > 10^9 M_\odot$. Esto les dio como resultado una muestra de 29,203 galaxias de todo tipo en $z = 0$. Ellos encuentran que la fracción de masa estelar *ex-situ* aumenta conforme mayor es la masa total de la galaxia anfitrión. Para las galaxias de masa similar a la Vía Láctea la contribución de masa estelar *ex-situ* en la galaxia ocupa alrededor del $\sim 10\%$ de la masa estelar total, mientras que para las galaxias más masivas la contribución de estrellas *ex-situ* puede superar el 80% de la masa estelar total. Esto puede verse en la Fig. 1.13 donde se presenta la dependencia de la masa estelar en función de la distancia galactocéntrica (Rodríguez-Gómez et al. (2016) [54]). Cada panel corresponde a rangos de masa estelar distintos, $M_\star 10^{10} M_\odot$, $10^{11} M_\odot$ y $10^{12} M_\odot$ respectivamente. Como se indica en la imagen, la línea negra corresponde al perfil de masa estelar *ex-situ* en función de la distancia y el rojo corresponde al perfil de la masa estelar *in-situ*. Para todos los rangos de masa se observa que las estrellas *in-situ* dominan casi totalmente la región interior de las galaxias, mientras que las *ex-situ* dominan en las regiones externas. Se observa que existe una distancia en la cual la línea roja y negra se cruzan, lo que significa que el dominio de la masa estelar cambia a partir de dicha posición (al que le llaman radio de transición), y es claro de esta figura que depende de la masa estelar total de las galaxias. En unidades de r_{half} , el cual representa el radio dentro del cual se concentra la mitad de la masa de la galaxia, para galaxias de $M_\star \sim 10^{10} M_\odot$ y $10^{11} M_\odot$, el radio de transición es $10^{5.5} r_{half}$ y $10^4 r_{half}$ respectivamente, mientras que para galaxias con $M_\star \sim 10^{12} M_\odot$, el radio de transición es $\sim 10^{0.13} r_{half}$. En conclusión, hasta ahora, para las galaxias de la simulación Illustris se sabe que las estrellas *ex-situ* se encuentran principalmente en el halo de las galaxias. Sin embargo, aún no se conoce su contribución ni distribución espacial dentro del disco.

Por otro lado, tanto Gómez et al. (2017) [26] con AURIGA, como Santistevan et al. (2021) [57] con FIRE-2, encuentran que el origen de las estrellas *ex-situ* en el disco de sus galaxias proviene principalmente de los escombros de un máximo de tres galaxias satélites, y que, de hecho, gran parte de la masa estelar *ex-situ* en el disco siempre proviene de un único contribuidor ($> 50\%$ en AURIGA y $\sim 24\%$ en FIRE-2). Además,

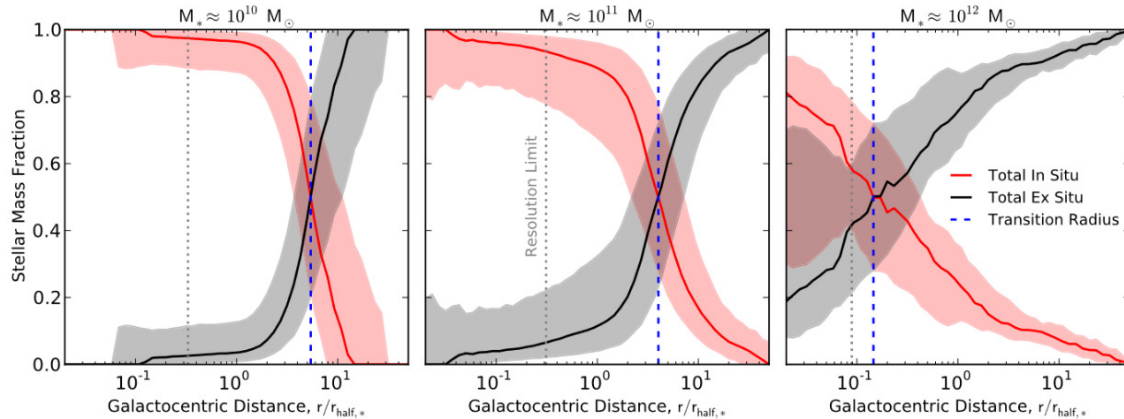


Figura 1.13: La fracción de masa estelar media como función de la distancia galactocéntrica normalizada. Se muestran estrellas formadas *in-situ* en rojo, y estrellas formadas *ex-situ* en negro. Se señala la intersección entre las dos líneas con la línea punteada azul vertical. Imagen de Rodríguez-Gómez (2016) [54].

para las galaxias de la simulación FIRE-2, Santistevan et al. (2021) [57] reportan que la fusión galáctica responsable de la mayor contribución de estrellas metálicamente pobres en movimiento progrado se debe a un evento de fusión ocurrido hace 7 – 12.5 Gyr. En la simulación Illustris TNG, si bien se conoce la fracción de masa estelar *ex-situ* en las galaxias en función de su masa estelar total, y se sabe, además, que la concentración de estrellas *ex-situ* cerca del centro galáctico es mucho menor que en el exterior, se desconoce aún la contribución de estrellas *ex-situ* específica en el disco frío de las galaxias y por lo tanto tampoco se conoce la historia de acreción de masa estelar *ex-situ* en el disco.

Para concluir esta sección introductoria, en el contexto de la formación del disco de la galaxia, las simulaciones cosmológicas han posibilitado el rastreo del origen de poblaciones estelares con distintas características dentro de las galaxias simuladas. Aún con sesgos, esto permite analizar hasta cierto grado, la viabilidad de un modelo para explicar la historia de formación de la Vía Láctea. Dado que los datos observacionales tanto de metalicidad, como cinemáticos, sugieren que existe una población de estrellas *ex-situ* en el disco delgado de la MW, en el presente trabajo proponemos el estudio de simulaciones cosmológicas a fin de caracterizar y entender la relevancia de la población *ex-situ* en galaxias tipo MW/M31.

Capítulo 2

Illustris TNG

Las simulaciones hidrodinámicas de N-cuerpos resuelven las ecuaciones físicas de gravedad e hidrodinámicas numéricamente. Simulaciones de N-cuerpos de pura materia oscura han sido exitosas para reproducir la estructura a gran escala del Universo (a escalas de megaparsecs y mayores) (Silk et al. [65] y referencias ahí citadas). Sin embargo, los fenómenos físicos a escalas pequeñas (escala de parsecs), como la formación estelar y el enriquecimiento químico por supernovas y AGN, deben introducirse manualmente usando aproximaciones semi-analíticas. A este tratamiento se le conoce como *sub-grid*. Las simulaciones hidrodinámicas se dividen principalmente en dos tipos: basadas en malla y basadas en partículas (Silk et al. [65] y referencias ahí citadas).

Illustris TNG (Proyecto Illustris TNG [45], [48], [37], [69], [42], [43], [50], [44]) es una simulación magneto-hidrodinámica de N-cuerpos basada en el código de malla móvil AREPO, la cual resuelve las ecuaciones acopladas de la magneto-hidrodinámica y la auto-gravedad. El modelo de Illustris TNG ha sido diseñado para reproducir varias de las propiedades básicas de las galaxias observadas, algunas son: la función de masa estelar de galaxias, la relación masa estelar - masa del halo, el contenido total de masa de gas dentro del radio virial de grupos masivos, la relación de masa - tamaño estelar y la relación masa de agujero negro - masa de la galaxia, entre otras (Nelson et al. (2019) [45]).

Nelson et al. (2019) [45] y referencias ahí citadas muestran que los resultados de Illustris TNG son consistentes con observaciones en distintos marcos, por ejemplo: la forma y tamaño de la secuencia roja y la nube azul de galaxias, la distribución espacial en cúmulos de galaxias azules vs. rojas desde decenas de kilo-parsecs hasta cientos de mega-parsecs, y la morfología óptica de galaxias en comparación con observaciones de Pan-STARRS, entre muchas otras. En la Tabla 2.1 encontramos algunos de los datos que Nelson et al. (2019) [45] hicieron públicos de la simulación Illustris TNG, los cuáles

Datos	Unidades	Descripción
Coordenadas	$ckpc/h$	Posición espacial dentro de la simulación en coordenadas co-moviles.
Velocidades	$km\sqrt{a}/s$	Velocidad espacial.
Potencial	$(km/s)^2/a$	Energía potencial gravitacional.
Masas	$10^{10}M_{\odot}/h$	Masa de las estrellas
Coord. de nacimiento	$ckpc/h$	Posición espacial dentro de la simulación donde se formó esta partícula estelar. Coordenadas co-moviles. Unidades: ckpc: kilo-parsecs comóviles, a: factor de escala, h: constante de hubble.
Metalicidad		Heredada de las celdas de gas convertidas en estrellas al momento de su nacimiento. Dada en unidades de M_Z/M_{total} donde M_Z es la masa total de todos los elementos metálicos (superiores a He).
Tiempo de formación estelar		El tiempo exacto (dado en unidades del factor de escala) en el que la partícula estelar se formó.

Tabla 2.1: Algunos de los datos públicos de la simulación Illustris TNG por Nelson et al. (2019) [45]. Todos los datos en esta tabla corresponden a partículas estelares de la simulación.

utilizamos en este trabajo para investigar las características de distintas poblaciones estelares en el disco de galaxias tipo MW / M31.

En lo que resta de este capítulo repasaremos el modelo físico de la simulación Illustris TNG, los algoritmos para identificación de estructura utilizados y las características de los elementos de resolución.

Modelo físico de galaxias

A continuación describimos las características principales del modelo físico de galaxias de Illustris TNG 50. Para la formación estelar se considera lo siguiente: i) una función de masa inicial de Chabrier (2003) [9] ii) se formarán partículas estelares a partir de gas que tenga una densidad superior a $n_H = 0.1\text{cm}^{-3}$ de acuerdo a la ley empírica de Kennicutt-Schmidth, la cual consiste en una relación entre la tasa de formación estelar y la densidad superficial del gas. La simulación incluye evolución estelar y enriqueci-

miento químico por supernovas tipo Ia, tipo II y por estrellas de la rama asintótica de gigantes. La simulación registra la producción y la evolución de nueve elementos (H, He, C, N, O, Ne, Mg, Si y Fe). Además, se registra la fracción total de masa de elementos más pesados que He en cada celda de gas y partícula estelar, es decir, la metalicidad. El gas enriquecido se enfría de forma radiativa en la presencia de un fondo de radiación ionizante ultravioleta y a través de líneas de metalicidad. Los agujeros negros supermasivos se forman en halos de materia oscura suficientemente grandes, acretao gas del medio circundante e insertando, a su vez, energía en el medio. Finalmente, el enriquecimiento químico asociado con la formación estelar impulsa flujos de tamaños de escalas galácticas (Proyecto Illustris TNG [48], [37], [69], [42], [43], [50], [44]).

Resolución

El proyecto de Illustris TNG está compuesto por tres simulaciones de distintos volúmenes: TNG 50 (Illustris TNG 50 [50], [44]), TNG 100 y TNG 300 (Illustris TNG 100 y TNG 300 [48], [37], [69], [42], [43]). Illustris TNG 50 es la simulación con el volumen más pequeño, con la más alta resolución. Incluye 2×2160^3 elementos de resolución en una caja de 50 Mpc, con una resolución de masa bariónica de $8.5 \times 10^4 M_\odot$. Illustris TNG se basa en el modelo cosmológico Λ CDM consistente con las parametrizaciones de la Colaboración Planck 2016. Illustris TNG incluye distintos elementos de resolución: partículas estelares, partículas de materia oscura, celdas de gas, agujeros negros y partículas de viento. Todas las partículas interactúan gravitacionalmente.

Las partículas de materia oscura tienen una masa de $4.5 \times 10^5 M_\odot$, mientras que las partículas de gas tienen una masa promedio de $8.5 \times 10^4 M_\odot$. Las partículas estelares heredan una masa estelar similar a las partículas de gas para perder masa subsecuente por medio de la evolución estelar.

Evolución estelar

Una partícula estelar en la simulación representa una población de estrellas nacidas al mismo tiempo de acuerdo a la función de masa inicial dada por Chabrier (2003) [9]. Las estrellas envejecen, evolucionan y devuelven materia al medio interestelar, la cual es rastreada como función del tiempo de tres etapas evolutivas: como estrella de la rama asintótica de las gigantes (AGB), supernovas tipo II y supernovas tipo Ia. En el modelo de Illustris TNG, los autores asumen que las estrellas entre $1 - 8 M_\odot$ llegarán a la fase AGB, mientras que las estrellas con masas entre $8 - 100 M_\odot$ llegarán a explotar como supernovas tipo II (Proyecto Illustris TNG [48], [37], [69], [42], [43], [50], [44]).

Identificación de galaxias en Illustris TNG

Los halos de materia oscura en Illustris TNG se identifican mediante el algoritmo Friends-of-Friends (FoF Davis et al. (1985) [14]), mientras que la identificación de (sub)halos dentro de los halos de materia oscura de FoF se realiza mediante el algoritmo SUBFIND (Springel et al. (2001) [68]).

El algoritmo FoF define una distancia de conexión, l . Si para una partícula cualquiera, la partícula i , se encuentra con otra partícula, la partícula j , a una distancia menor o igual a l , entonces las partículas i y j estarán conectadas. De este modo la partícula i estará directamente conectada con todas las partículas que se encuentren a una distancia menor o igual a l de ella. Estas estrellas serán sus amigas (en inglés *friends*). Más aún, la partícula i estará también conectada indirectamente con todas las amigas de sus amigas (en inglés *friends of friends*). De modo que la red formada por todas las partículas conectadas directa e indirectamente es conocida como grupo.

El algoritmo SUBFIND es utilizado para encontrar subestructura dentro de la estructura ya identificada por el FoF. Con SUBFIND, primero se calcula la densidad de partículas del grupo FoF en observación con el fin de localizar regiones de sobredensidad local que son catalogadas como candidatos de subestructura. Una vez hecho esto, se impone que solo las partículas con energía total negativa sean consideradas como parte del candidato a subestructura, es decir, que esten ligadas gravitacionalmente. De modo que cada subestructura sea identificada como una región de sobredensidad ligada gravitacionalmente. En resumen, SUBFIND descompone un grupo dado de partículas en un conjunto de sobredensidades auto-gravitantes.

SUBFIND realiza la identificación de subestructura utilizando como componente primario la materia oscura. La materia bariónica quedará ligada con las partículas de materia oscura más cercanas. De modo que los halos de SUBFIND están compuestos de todos los elementos de resolución (gas, estrellas, materia oscura y agujeros negros) (Proyecto Illustris TNG [48], [37], [69], [42], [43], [50], [44]).

En Illustris TNG, un halo de SUBFIND es considerado una galaxia si dicho halo posee masa estelar distinta de cero, excluyendo aquellos casos cuya materia oscura corresponda a menos del 20 % de su masa total (Proyecto Illustris TNG [48], [37], [69], [42], [43], [50], [44]).

La posición de un halo de SUBFIND coincide con la posición de la partícula con el mínimo valor de energía potencial gravitacional. Existen dos tipos de galaxias en Illustris TNG, las galaxias centrales que son las más masivas dentro del halo de materia oscura al que pertenecen y el resto de galaxias dentro de este halo son clasificadas como galaxias satélite (Proyecto Illustris TNG [48], [37], [69], [42], [43], [50], [44]).

Capítulo 3

Metodología

El objetivo de este trabajo es estudiar la componente estelar *ex-situ* en el disco de una muestra de 198 galaxias tipo Milky Way / M31 de Illustris TNG 50. Para este fin, el primer paso consiste en distinguir la estructura estelar que nos interesa. Esto se realiza en dos partes: la primera parte se trata de la identificación de las estrellas de disco en las galaxias y la segunda parte consiste en encontrar las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en ese disco.

Muestra de galaxias tipo Vía Láctea / Andrómeda

Nuestra muestra es originalmente seleccionada por Engler et al. (2021) [17] para estudiar la abundancia de galaxias satélite alrededor de galaxias tipo MW / M31 de la simulación Illustris TNG 50.

Engler et al. (2021) [17] indican los siguientes criterios de selección de la muestra: i) se requiere que las galaxias MW / M31 tengan una masa estelar $M_{\star} = 10^{10.5} - 10^{11.2} M_{\odot}$ dentro de una apertura de 30 kpc. ii) Se exige que las galaxias de la muestra tengan una componente estelar en forma de disco. Se realiza una inspección visual de imágenes sintéticas generadas con tres bandas de luz estelar o se utiliza un criterio de selección basado en la proporción entre los ejes menor y mayor de su distribución de masa estelar. iii) Se aplica un criterio de aislamiento en el tiempo actual que consiste en no tener ninguna galaxia masiva ($M_{\star} > 10.5 M_{\odot}$) próxima en un radio de 500 kpc de la galaxia principal. iv) Finalmente, se exige que el halo de materia oscura al que pertenece la galaxia principal no exceda el límite de masa $M_{200} < 10^{13} M_{\odot}$.

3.1. Descomposición dinámica

Una vez seleccionada la muestra, realizamos la descomposición dinámica de la componente estelar de las 198 galaxias pues nuestro interés principal es estudiar la componente estelar contenida exclusivamente en la región del disco.

Llevar a cabo la descomposición dinámica de la componente estelar de una galaxia significa que distinguiremos cada una de las partes de la galaxia: disco, halo y bulbo, basándonos en las propiedades dinámicas de sus estrellas y gas: su momento angular, velocidad, posición, etc.

Abadi et al. (2003) [2] realizan por primera vez la descomposición dinámica de una galaxia espiral simulada basándose en la existencia de un disco gaseoso para el cual se define un eje de simetría (de ahora en adelante, el eje z). Definen la circularidad de una estrella como $\epsilon = j_z/j_{\text{circ}}$ donde j_z es la componente z del momento angular específico de la estrella y j_{circ} es el momento angular que tendría una estrella en órbita circular con la misma energía de ligadura e , definida como $e = U_{\text{grav}} + v^2$ donde U_{grav} es la energía potencial gravitacional de la estrella y v es la magnitud de su velocidad. El parámetro ϵ nos indica el grado en el que una estrella se mueve en movimiento circular en el plano y tiene un valor en el rango $[-1, 1]$, $\epsilon = 1$ para órbitas en co-rotación con la galaxia (órbita progrado) y $\epsilon = -1$ para órbitas en rotación contraria (órbita retrograda). $\epsilon \sim 0$ indican órbitas con una componente z de momento angular muy pequeña, estas podrían estar muy inclinadas con respecto al eje de rotación de la galaxia y/o ser muy excéntricas (Grand et al. (2017) [23]).

La distribución de la circularidad para todo el conjunto de estrellas en una galaxia de disco en general presenta dos picos: uno en $\epsilon \sim 1$ y otro en $\epsilon \sim 0$, que corresponden al disco y al halo respectivamente (Abadi et al. (2003) [2], Scannapieco et al. (2009) [59], Doménech-Moral et al. (2012) [34]). Un ejemplo de estas distribuciones y sus picos se encuentran en la Fig. 3.1 (tomada de Doménech-Moral et al. (2012) [34]), donde los autores grafican la fracción de masa estelar (línea negra) y gas (línea magenta) como función de la circularidad ϵ_J para su muestra de galaxias en $z = 0$. Las líneas azules, verdes y rojas corresponden a las fracciones de masa del disco delgado, disco grueso y esferoide respectivamente.

Doménech-Moral et al. (2012) [34] incluyen la energía de ligadura como un parámetro adicional para realizar una descomposición dinámica más detallada. La energía de ligadura se define como

$$e = U_{\text{grav}} + v^2, \tag{3.1}$$

donde U_{grav} es la energía potencial gravitacional de la estrella y v es su velocidad,

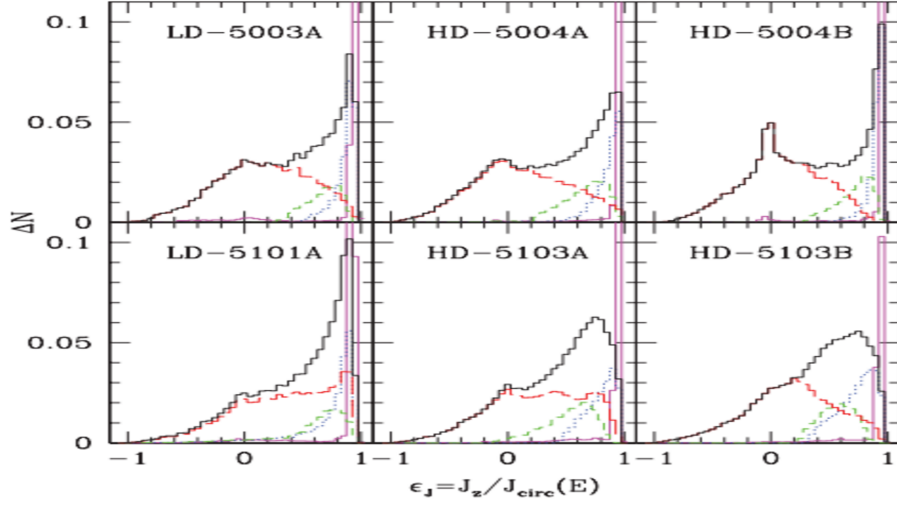


Figura 3.1: Imagen de Doménech-Moral et al. (2012) [34]. Los autores grafican la distribución de circularidad estelar (ϵ_J para ellos, ϵ para nosotros) de 6 galaxias espirales. Se observan dos picos, uno alrededor de $\epsilon = 0$ y otro cercano a $\epsilon = 1$ que corresponden al halo y al disco respectivamente.

es decir, la energía de ligadura nos indica que tan ligada se encuentra una estrella al potencial gravitacional de la galaxia. En particular se utiliza la energía de ligadura normalizada, esto es, se localiza la partícula estelar que se encuentra más ligada al potencial gravitacional de la galaxia, es decir, con el máximo valor de $|e|$ denotado como $|e|_{max}$ y se define la variable $\kappa = e/|e|_{max}$, y se define

$$\kappa = e/|e|_{max}. \quad (3.2)$$

En el espacio fase formado por la energía de ligadura normalizada κ y la circularidad ϵ , la circularidad cuantifica el nivel de alineación de rotación de una estrella respecto al momento angular total de la galaxia y κ representa que tan ligada se encuentra la estrella a su galaxia.

Utilizando algoritmos de identificación de estructura es posible asociar las distintas partes de una galaxia de disco a valores de estos parámetros (Doménech-Moral et al. (2012) [34], Obreja et al. (2018) [46], Du et al. (2020) [35]). Similarmente, sabemos que la energía de las estrellas del bulbo están más ligadas que las estrellas del halo. Así, Du et al. (2020) definen los siguientes límites en el espacio fase vs κ : el límite entre el disco y el resto de la galaxia está definido por la circularidad. Le llaman disco tibio a las estrellas con circularidad en el rango $0.5 < \epsilon < 0.8$ y disco frío a las estrellas con $\epsilon > 0.8$, mientras que el halo y el bulbo corresponden a toda las estrellas con $\epsilon < 0.5$,

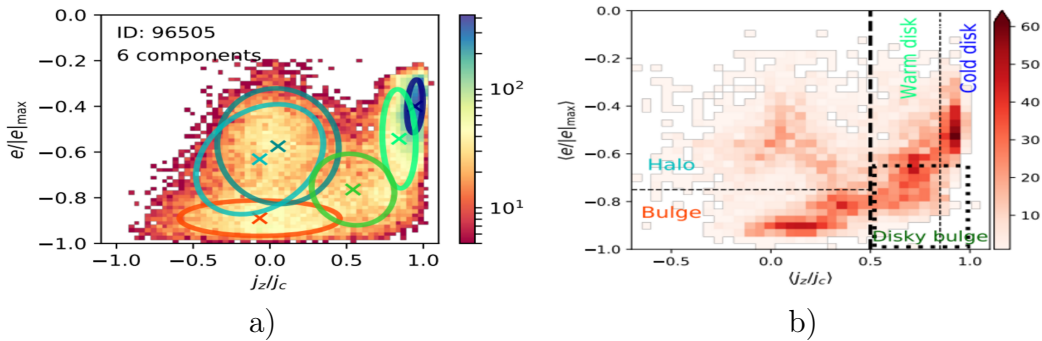


Figura 3.2: a) Distribución de la circularidad j_z/j_c vs. la energía de ligadura normalizada $e/|e|_{max}$ de las estrellas de una galaxia espiral. b) distribución del promedio de las variables dinámicas j_z/j_c y $e/|e|_{max}$ para una muestra de galaxias de disco barradas. Imágenes de Du et al. (2020) [35].

y estas dos estructuras quedan separados por el nivel en el que se encuentran ligadas a la galaxia, el cual está dado por el valor de κ . De acuerdo a análisis morfológicos, típicamente el bulbo es aquella región con $\kappa < -0.75$ y el halo es tal que $\kappa > -0.75$, es decir, el bulbo se encuentra más ligado a la galaxia.

En la Fig. 3.2 presentamos dos de los resultados de Du et al (2020), en la izquierda los autores grafican la distribución de la energía normalizada vs. la circularidad de una galaxia (en su notación, la circularidad es j_z/j_c , donde j_c es para ellos lo que j_{circ} para nosotros). De acuerdo a los mecanismos utilizados por los autores en esta gráfica las elipses corresponden a 6 componentes gaussianas identificadas a nivel sub-estructural para una galaxia (dos componentes en el halo, una de bulbo, dos de disco tibio y una de disco frío) y el mapa de la derecha de la Fig. 3.2 representa la distribución del promedio de j_z/j_c y $e/|e|_{max}$ para una muestra de galaxias de disco barradas.

Como es de imaginarse, la elección exacta de estos límites define las razones de masa entre diferentes componentes. En el presente trabajo hemos decidido restringir la búsqueda de estrellas ex-situ en el mismo límite que define Grand et al. (2017) [23] para el disco, es decir, aquella región de la galaxia cuya circularidad es $\epsilon > 0.7$.

Calculo de la circularidad

A fin de poder hacer la descomposición dinámica de la componente estelar de las galaxias de la muestra el primer paso es definir el plano galáctico de cada galaxia. Definimos este plano con el momento angular total de las estrellas y gas de la galaxia, es decir $\vec{J}_* = \sum_{i=0}^N \vec{j}_i$ donde $\vec{j}_i = \vec{r}_i \times \vec{v}_i$ es el momento angular específico de las estrellas y partículas de gas de la galaxia, \vec{r}_i y \vec{v}_i son la posición y velocidad de cada partícula

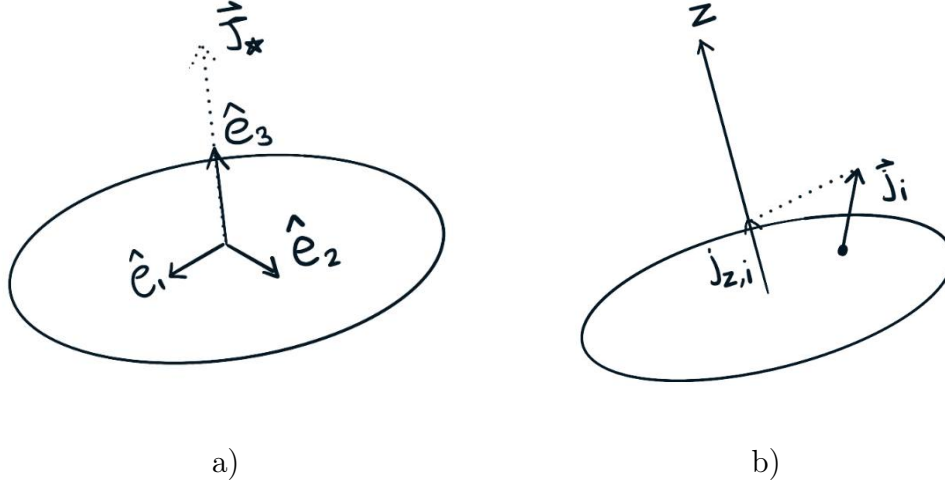


Figura 3.3: a) Espacio vectorial construido a partir del plano galáctico, b) proyección del momento angular de una estrella sobre el eje z galáctico.

en el sistema de referencia de la simulación respectivamente y N es el total de estos componentes.

En la Fig. 3.3a tenemos el vector momento angular de la galaxia \vec{J}_* , el cual es perpendicular al disco. De este vector definimos un eje z, es decir,

$$\hat{e}_3 = \vec{J}_*/|\vec{J}_*|. \quad (3.3)$$

Una vez que tenemos definido un eje z buscamos construir una base ortonormal a partir de \hat{e}_3 , buscamos \hat{e}_1 y \hat{e}_2 de la base $B = \{\hat{e}_1, \hat{e}_2, \hat{e}_3\}$. Un vector perpendicular a \hat{e}_3 estará dado por el producto cruz de \hat{e}_3 con cualquier otro vector arbitrario. De manera arbitraria definimos el eje z de la simulación, de manera que

$$\hat{e}_2 = \hat{e}_3 \times (0, 0, 1). \quad (3.4)$$

Finalmente el tercer vector de la nueva base, \hat{e}_1 , debe ser perpendicular a \hat{e}_3 y a \hat{e}_2 , por lo que

$$\hat{e}_1 = \hat{e}_2 \times \hat{e}_3 \quad (3.5)$$

De modo que ahora podemos escribir cualquier vector en la base $B = \{\vec{e}_1, \vec{e}_2, \vec{e}_3\}$. Proyectamos el momento angular \vec{j}_i de una estrella arbitraria sobre el eje z galáctico \hat{e}_3

y el valor de esta componente se denota como $j_{z,i}$ (ver Fig. 3.3b). Definimos j_{circ} como

$$j_{\text{circ},i}^{\rightarrow} = [\vec{R} \times \vec{v}]_{\text{max}} = [|\vec{R}_i| |\vec{v}_i| \sin \theta]_{\text{max}} = |\vec{R}_i| |\vec{v}_i|, \quad (3.6)$$

donde $\vec{R}_i = (\vec{r}_i \cdot \hat{e}_1, \vec{r}_i \cdot \hat{e}_2, \vec{r}_i \cdot \hat{e}_3)$ es la posición de la estrella en el sistema de referencia de la galaxia y \vec{v}_i su velocidad en el tiempo actual. Finalmente, la circularidad de la estrella esta dada por

$$\epsilon_i = \frac{j_{z,i}}{j_{\text{circ},i}}. \quad (3.7)$$

3.2. Árboles de fusiones

A lo largo de su evolución, las galaxias van ganando masa mediante interacciones con otras galaxias con las cuales chocan, se fusionan. Gracias al trabajo de Pillepich et al. (2019) [50], quienes aplicaron algoritmos de búsqueda de estructura en la simulación cosmológica Illustris TNG 50, es posible conocer el momento en el cual se identifica una estructura o subestructura dada por primera vez en la simulación y a partir de este momento también es posible seguirla a través del tiempo en la simulación y registrar su historial de interacciones con otros cuerpos de los que también se conoce el historial. Estos historiales de interacción y fusión galáctica se conocen como árboles de fusión (*merger trees* en inglés).

Rodríguez-Gómez et al. (2015) [53] aplicaron algoritmos de búsqueda para la construcción de los historiales de fusión de los halos de materia oscura en Illustris TNG 50. En particular se conocen los árboles de fusión de los halos de materia oscura de cada galaxia en nuestra muestra. Aunque en la realidad una galaxia puede fusionarse con una o más galaxias simultáneamente y tener como resultado una galaxia masiva y una o varias de menor masa. Con el objetivo de demostrar algunas definiciones relacionadas con los árboles de fusión a continuación utilizaremos un ejemplo de fusión galáctica entre solo dos cuerpos y como resultado de dicha fusión obtendremos un cuerpo masivo y a lo mucho un satélite.

Considere un halo de masa $M = M_0$ y otro de masa $M_1 < M_0$, ver Fig. 3.4, supongamos que estos dos halos colisionan, se fusionan y tienen como resultado un halo de masa M . En este simple primer caso el halo de masa M es el único producto de la fusión y por lo tanto se le conoce como el descendiente de los halos M_0 y M_1 , y a estos a su vez se les conoce como los progenitores de M .

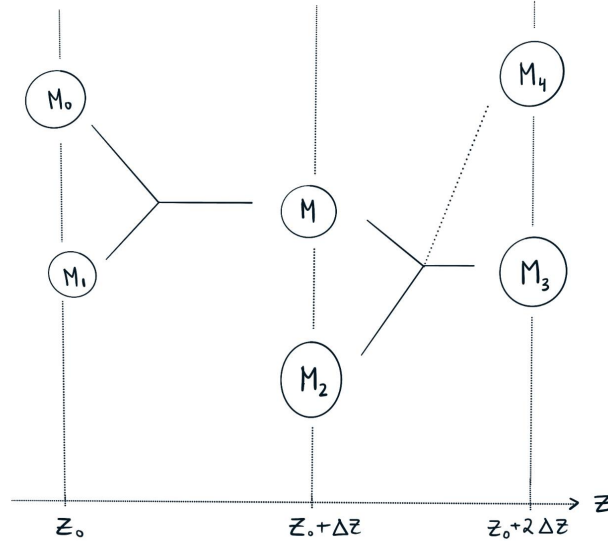


Figura 3.4: Diagrama esquemático del historial de fusión de acuerdo a las definiciones descritas por Rodríguez-Gomez et al. (2015) [53]

Para la construcción de los árboles de fusión en Illustris-TNG se cumple la siguiente regla: un halo puede tener muchos progenitores, pero a lo mucho un único descendiente. Supongamos entonces que el halo de masa M se fusiona con otro halo de masa M_2 y como resultado se obtienen dos halos de materia oscura, uno de masa M_3 y otro de masa M_4 , ver Fig. 3.4. Los halos de masa M_3 y M_4 son considerados candidatos a descendiente de la fusión entre M y M_2 al cumplir la condición de poseer partículas en común con sus progenitores. La manera en la que se decide cual será el único descendiente de la fusión consiste en el siguiente criterio (Rodríguez-Gómez et al. (2015) [53]). Se mide la energía de ligadura de las partículas de cada halo candidato a descendiente, denotada como R_j , y se define un puntaje para cada halo candidato dado por:

$$x = \sum_j R_j^{-1}, \quad (3.8)$$

el candidato a descendiente con mayor puntaje será seleccionado como el único descendiente. En el ejemplo de la Fig. 3.4, supongamos que el algoritmo ha seleccionado al halo de masa M_3 como el único descendiente de la fusión entre M y M_2 . Ahora bien, M y M_2 son los progenitores de M_3 y para los progenitores también existen distintas clases: el progenitor principal y el progenitor secundario. Se decide cual es cual de acuerdo a la siguiente definición (Rodríguez-Gómez et al. (2015) [53])

- Progenitor principal: El halo progenitor del descendiente en cuestión con el historial más masivo.
- Progenitor secundario: El halo progenitor del descendiente en cuestión con el segundo historial más masivo.

Recordemos que un halo descendiente puede tener más de dos progenitores, los siguientes progenitores serán ordenados de acuerdo al historial más masivo. En el ejemplo en cuestión, asumiendo que M tiene un historial más masivo que M_2 , entonces el halo de masa M es el progenitor principal de M_3 mientras que M_2 es su progenitor secundario. Más aún, si M_0 es el progenitor principal de M , surge otra definición, la de rama principal, que consiste en el conjunto de halos clasificados como progenitores principales en el historial de fusión de una galaxia. Para el ejemplo en cuestión, la rama principal de la galaxia de masa M_3 esta compuesta por los halos de masa M y M_0 .

Finalmente, el árbol de fusión de una galaxia consiste en el conjunto de halos conectados por las relaciones progenitor/descendiente.

Determinación de estrellas *ex-situ*

Ahora deseamos explicar la manera en la que distinguiremos las estrellas nacidas fuera de la galaxia (estrellas *ex-situ*) de las estrellas que nacieron dentro de la galaxia (estrellas *in-situ*), para ello usaremos las definiciones anteriores incluyendo la de rama principal. Describiremos visualmente las herramientas que usamos para este fin con dos ejemplos visuales concretos y concluiremos con la definición de estrellas *ex-situ* y estrellas *in-situ* que aplicaremos en este trabajo.

En la Fig. 3.5 graficamos la posición de nacimiento de las estrellas de una galaxia. El color de las partículas denota la edad de la estrella, siendo las de color azul oscuro las estrellas más jóvenes, y las de color rojo las estrellas más viejas. La barra de color indica la edad en giga años. El origen de las gráficas coincide con la posición actual ($z = 0$) de la galaxia.

Además de la posición de nacimiento de las estrellas, podemos indicar la posición de todos los halos progenitores de esta galaxia, la cual se obtiene como el mínimo de potencial de cada halo progenitor. Esto puede verse en la Fig. 3.6 donde una vez más mostramos la posición de nacimiento de las estrellas de las galaxias con el color que indica su edad y los puntos verdes denotan la posición de los progenitores. Aquí podemos ver que todas las estrellas de la galaxia han nacido cerca de la posición de al menos un progenitor.

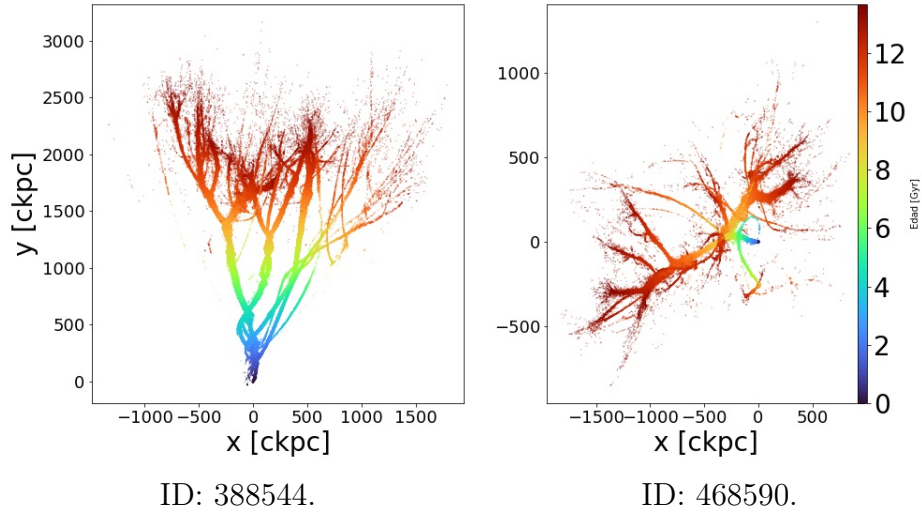


Figura 3.5: Posición de nacimiento de las estrellas de una galaxia. La barra de color indica la edad de la estrella en giga años.

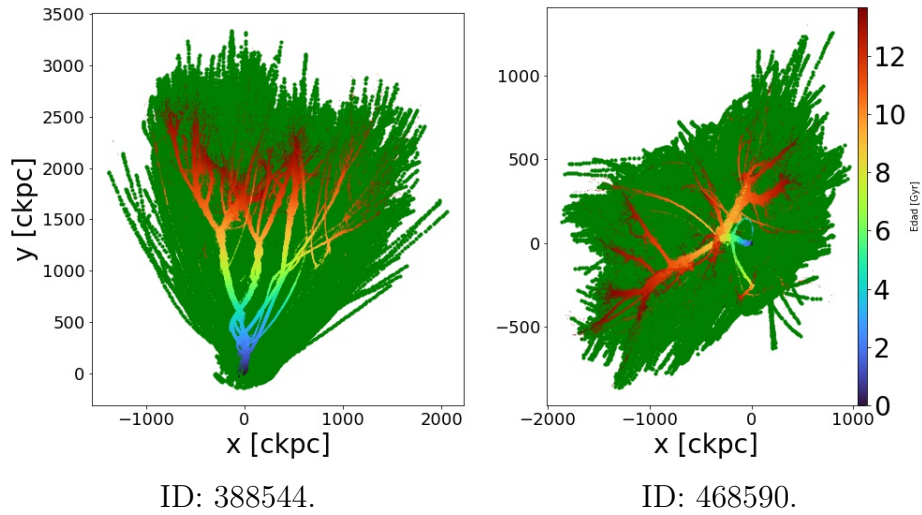


Figura 3.6: Posición de nacimiento de las estrellas (en colores) y la posición del centro de masa de todos los progenitores de la galaxia (puntos verdes).

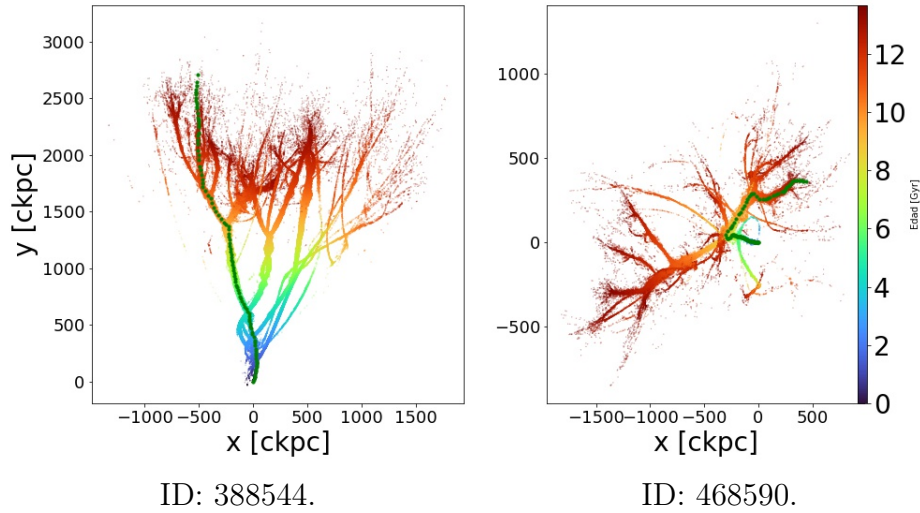


Figura 3.7: Posición de nacimiento de las estrellas (en colores) y la posición del centro de masa de los halos de la rama principal (puntos verdes).

Al graficar únicamente la posición de los halos de la rama principal se puede distinguir claramente una trayectoria en este plano, Fig 3.7. Usaremos esta trayectoria para definir las estrellas *in-situ*. En esta figura es claro que algunas estrellas nacen más cerca de la rama principal que otras. Si dibujamos una región alrededor de la rama principal, por ejemplo un volumen de un radio de media masa de los subhalos de la rama principal, Fig. 3.8, entonces podríamos clasificar estrellas que han nacido dentro de esta región y fuera de ella.

La definición de estrellas *ex-situ* e *in-situ* es la siguiente: para una galaxia arbitraria centrada en $(0,0)$ considere una estrella con posición de nacimiento \vec{B}_i , ver Fig. 3.9, la posición de los halos de la rama principal $M\vec{B}_j$ y los radios de media masa de cada halo de la rama principal HMR_j .

La estrella con posición de nacimiento \vec{B}_i será *in-situ* si se cumple

$$|\vec{B}_i - M\vec{B}_j| < HMR_j \quad \text{para cualquier } j, \quad (3.9)$$

de lo contrario, será considerada una estrella *ex-situ*, esto es

$$|\vec{B}_i - M\vec{B}_j| > HMR_j \quad \text{para todo } j. \quad (3.10)$$

Finalmente, las galaxias que hemos usado como ejemplo en esta sección llegan a convertirse en galaxias espirales en la actualidad. En la Fig. 3.10 presentamos imágenes

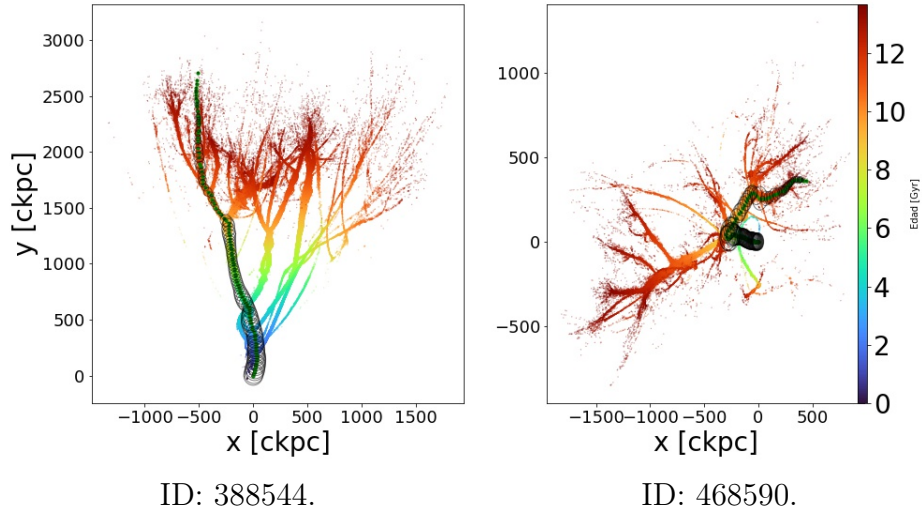


Figura 3.8: Posición de nacimiento de las estrellas (en colores) y círculos de radio de media masa alrededor de la posición del centro de masa de los halos de la rama principal (puntos verdes en la Fig. 3.7).

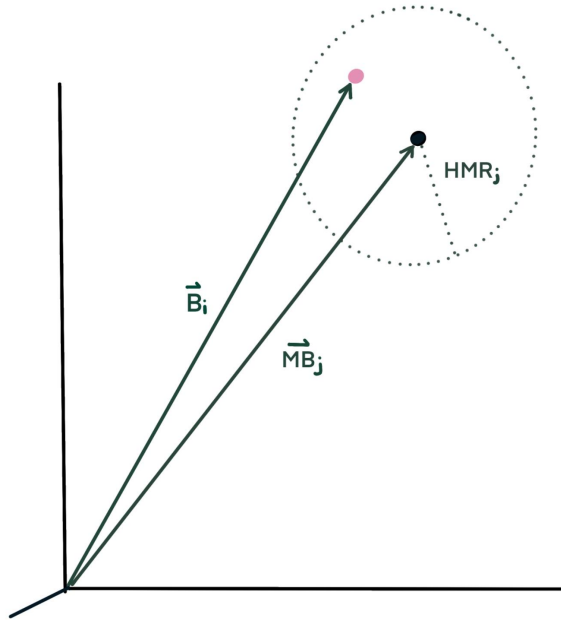


Figura 3.9: La posición de nacimiento de una estrella \vec{B}_i (punto rosa), la posición de un halo de la rama principal de una galaxia arbitraria, \vec{MB}_j (punto negro) y el radio de media masa de ese halo de la rama principal HMR_j . En este caso la estrella se clasifica como in-situ pues ha nacido dentro del volumen de radio HMR_j .

sintéticas de estas galaxias que fueron generadas con los filtros gri del SDSS (Sloan Digital Sky Survey, Stoughton et al. (2002) [70]). El color de una estrella está relacionado con su temperatura, y esta a su vez esta relacionada con su espectro de radiación electromagnética mediante la ley de desplazamiento de Wien. Un filtro es un dispositivo que bloquea la radiación en todas las longitudes de onda salvo en una región de interés. Los filtros del SDSS corresponden a las siguientes regiones: el verde (g) corresponde a $\lambda = 354.3\text{nm}$, rojo (r) corresponde a 623.1nm y el filtro de infrarrojo cercano (i) corresponde a 765.2nm . En el apéndice A puede encontrarse el código de python con el cual se encontraron las estrellas *in-situ/ex-situ* de una galaxia.

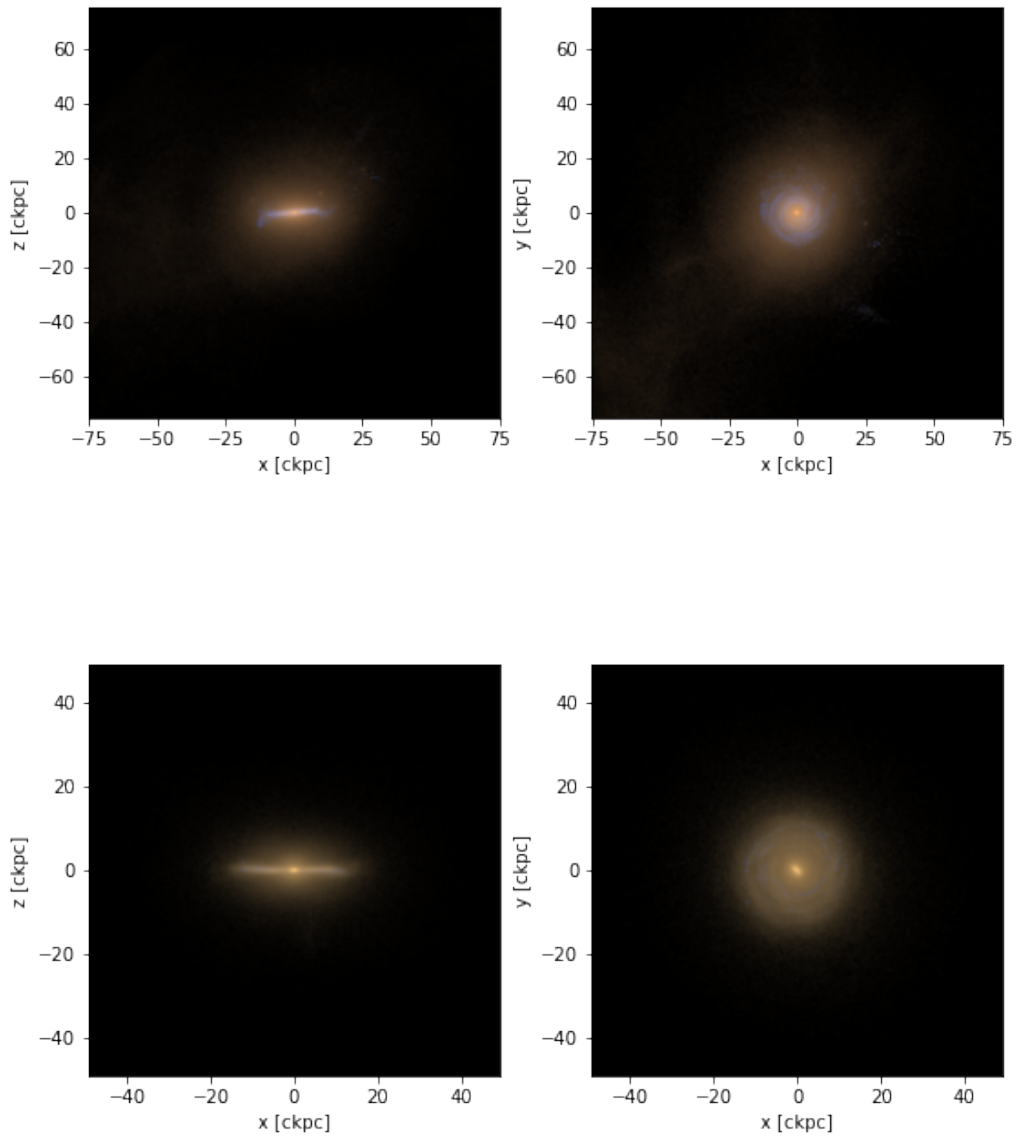


Figura 3.10: Imagenes de la galaxia con ID 388544 y 468590 de Illustris TNG 50, generada con los filtros gri del SDSS

Capítulo 4

Resultados

A continuación presentamos y discutimos los resultados obtenidos acerca de la descomposición dinámica de 198 galaxias tipo MW / M31 y sobre la población de estrellas *ex-situ* / *in-situ* encontradas en su disco frío. Para facilitar la lectura considere las siguientes definiciones: la circularidad una estrella $\epsilon = j_z/j_{\text{circ}}$, definida en la Ec. 3.7, su energía de ligadura normalizada $\kappa = e/|e|_{\text{max}}$, definida en la Ec. 3.2, la fracción de masa estelar *ex-situ* relativa a la masa estelar total en el disco $\eta = M_{\text{ex-situ}, \epsilon > 0.7} / M_{\epsilon > 0.7}$, y la razón entre la masa estelar en el disco y la masa estelar total de la galaxia $D/T = M_{\epsilon > 0.7} / M_{\text{total}}$.

Presentamos resultados de la muestra total de 198 galaxias y usamos una galaxia para ejemplificar observaciones detalladas. Dividimos la discusión de la siguiente manera: primero hablamos sobre la descomposición dinámica de las galaxias, después sobre la estructura espacial, la cual dividimos en dos partes: estructura espacial global y distribución espacial de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco. Continuamos con más resultados sobre propiedades de las estrellas *ex-situ* e *in-situ*, y finalizamos con la historia de ensamblaje de los discos galácticos.

A manera de ilustración, en la Fig. 4.1 presentamos la galaxia con ID 526478 de Illustris TNG 50 con una imagen sintética generada con los filtros gri del SDSS (Sloan Digital Sky Survey, Stoughton et al. (2002) [70]). Esta galaxia será utilizada como ejemplo de resultados particulares en algunas secciones y en adelante nos referiremos a ella como galaxia G.

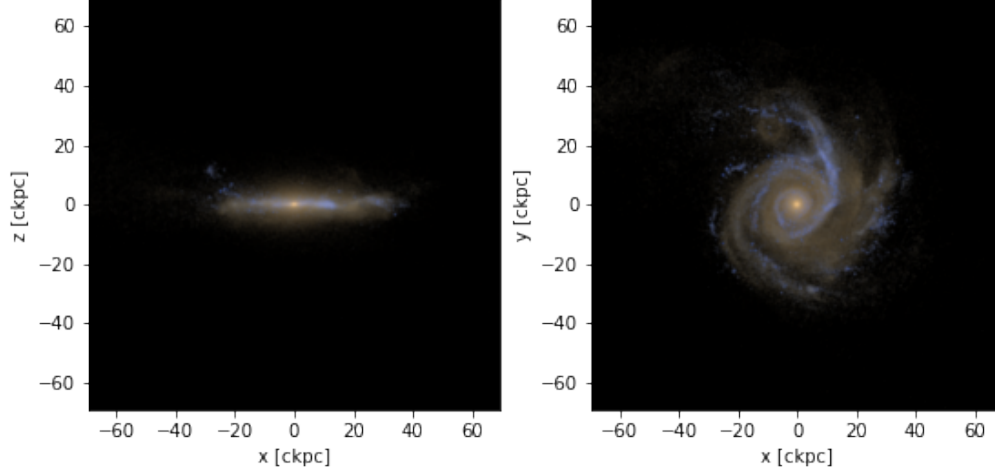


Figura 4.1: Imagen sintética de la galaxia G en $z = 0$. Panel izquierdo: vista de canto de la galaxia. Panel derecho: visto de frente.

4.1. Descomposición dinámica de galaxias

Como referencia, en la Tabla 4.1 tenemos el rango de los parámetros dinámicos (ϵ y κ) correspondientes a cada región de una galaxia espiral.

En la Fig. 4.2 mostramos la función de distribución de probabilidad de circularidad, $\text{pdf}(\epsilon)$, de las estrellas de la galaxia G. Para ésta, el máximo valor de la distribución se encuentra en $\epsilon > 0.9$, denotado como ϵ_p , reflejando el hecho de que, en efecto, es una galaxia de disco. Más aún, en el panel izquierdo de la Fig. 4.3 tenemos la función de distribución de circularidad $\text{pdf}(\epsilon)$ de todas las galaxias de la muestra y en el panel

Región	$\epsilon = j_z/j_{\text{circ}}$	$\kappa = e/ e _{\text{max}}$
Disco frío	$\epsilon > 0.7$	todo el rango
Disco tibio	$0.5 < \epsilon < 0.7$	todo el rango
Bulbo	$\epsilon < 0.5$	$\kappa < -0.75$
Halo	$\epsilon < 0.5$	$\kappa > -0.75$

Tabla 4.1: Descomposición dinámica de una galaxia de disco basada en parámetros dinámicos.

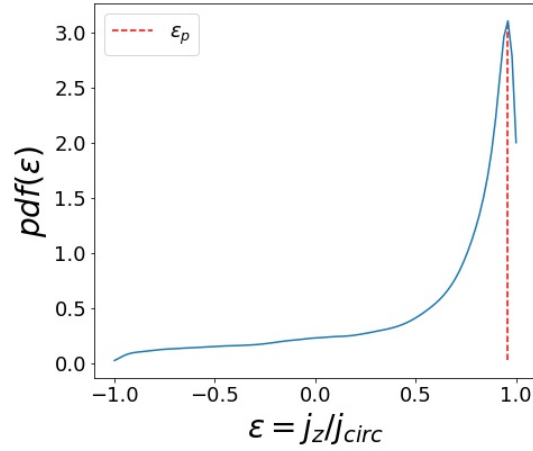


Figura 4.2: Función de distribución de estrellas en función de la circularidad ($pdf(\epsilon)$) de la galaxia G. Esta distribución está normalizada tal que el área bajo la curva es igual a 1.

derecho de la Fig. 4.3 mostramos la distribución de máximos de la $pdf(\epsilon)$ de las 198 galaxias en la muestra, ϵ_p .

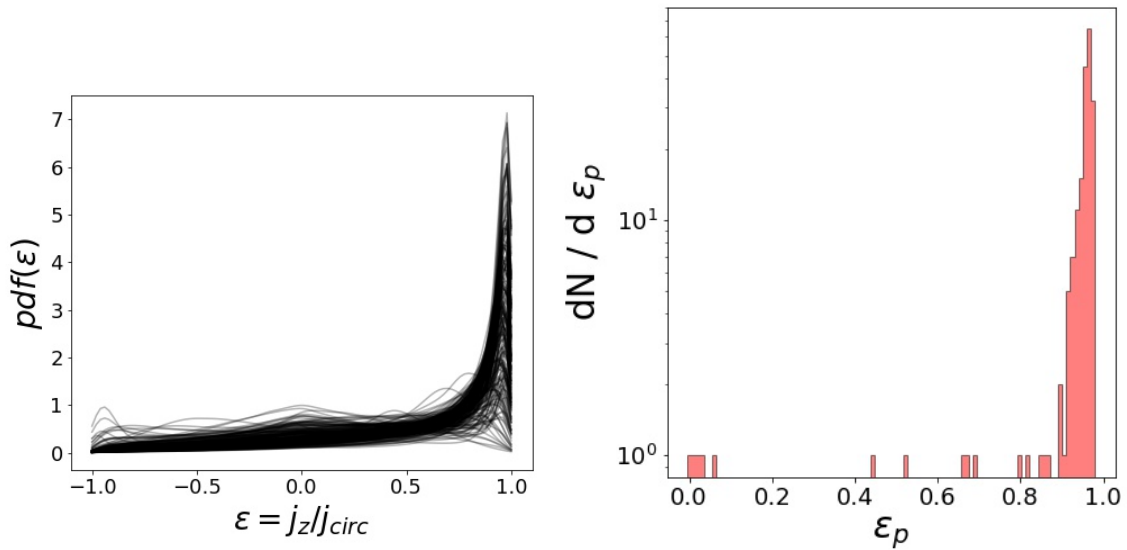


Figura 4.3: Izquierda: distribución de circularidad de todas las galaxias de la muestra superpuestas. Derecha: histograma con los distintos valores de ϵ_p medidos en la muestra.

Estas distribuciones nos han permitido verificar que la descomposición dinámica

realizada hasta ahora es congruente con las características fotométricas de la muestra, esto es: se espera que las galaxias tengan una componente estelar importante en la región $\epsilon > 0.7$, es decir, en el disco. De hecho, encontramos que solo 10 galaxias de la muestra son tales que $\epsilon_p < 0.7$. Más aún, para algunas de ellas incluso ocurre que $\epsilon_p \sim 0$, lo cual se observa en el panel derecho de la Fig. 4.3. Como mencionamos en el capítulo 3, la muestra fue originalmente seleccionada a partir de una inspección visual de imágenes sintéticas generadas con tres bandas de luz estelar o mediante un criterio de selección basado en la proporción entre los ejes menor y mayor de su distribución de masa estelar. A fin de entender por qué algunas galaxias tienen $\epsilon_p \sim 0$, estudiamos la distribución espacial de la componente estelar de aquellas galaxias con $\epsilon_p \sim 0$ y encontramos que estas se comportan más bien como galaxias elípticas con un disco prominente. En las Figs. 4.4 y 4.5 presentamos la imagen sintética generada con los filtros SDSS de dos de estas galaxias. A partir de este resultado destacamos que de haberse realizado una selección de galaxias tipo MW / M31 incluyendo criterios dinámicos, el tamaño de la muestra disminuiría.

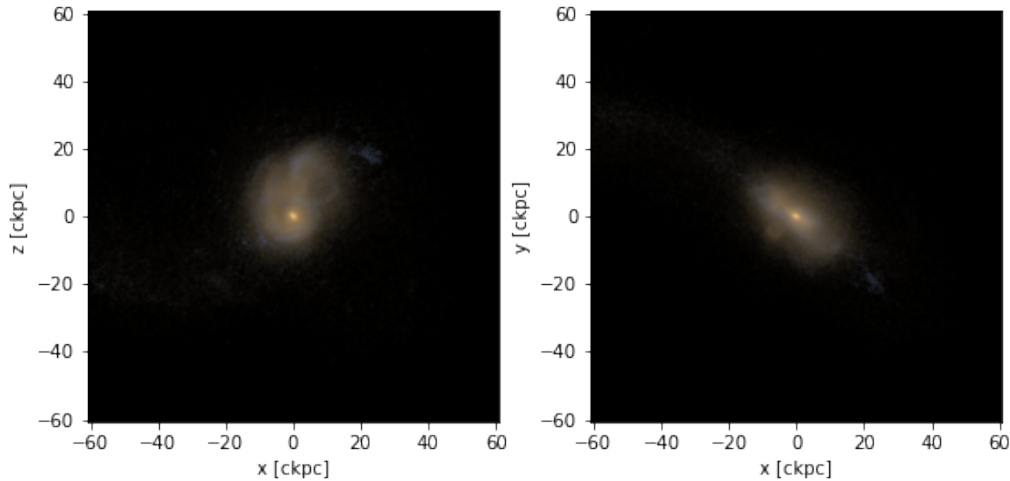


Figura 4.4: Imágenes sintéticas de galaxias. ID 490079 de Illustris TNG.

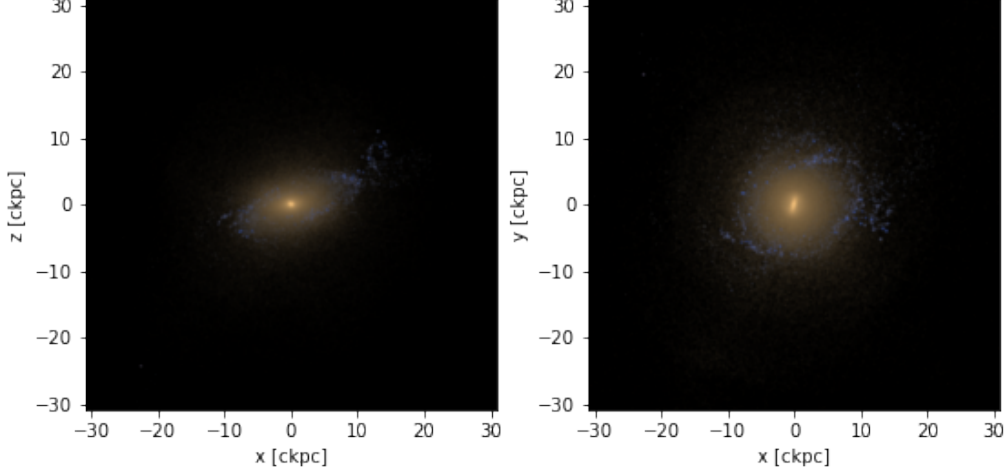


Figura 4.5: Imágenes sintéticas de galaxias. ID 505100 de Illustris TNG.

Con el fin de identificar más estructuras dinámicas además del disco, consideramos la energía normalizada κ para la descomposición dinámica. En la Fig. 4.6 presentamos la distribución de estrellas en el espacio fase ϵ vs. κ de la galaxia G. Las líneas rojas dividen este espacio fase de acuerdo a los límites señalados en la Tabla 4.1, de modo que se pueda visualizar la importancia de cada componente en la galaxia. Por ejemplo, para la galaxia G, como es de esperarse para galaxias tipo MW / M31, la más alta concentración de partículas estelares se encuentra distribuida en la región con $\epsilon > 0.7$.

Con la descomposición dinámica completa, calculamos la fracción de masa estelar relativa de cada estructura dinámica en las galaxias. En la Fig. 4.7 graficamos la fracción de masa estelar relativa en el disco frío (D/T) vs. la fracción de masa estelar relativa en i) el halo (M_{halo}/M_{total}), ii) el disco tibio M_{dt}/M_{total} y iii) el bulbo M_{bulbo}/M_{total} . La mediana del valor de la masa estelar relativa en cada región es 0.53, 0.11, 0.23, 0.1 para el disco frío, disco tibio, halo y bulbo respectivamente. En otras palabras, la Fig. 4.7 nos muestra que, estadísticamente hablando, el disco frío de las galaxias tipo MW / M31 tiende a contener más del 50% de la masa estelar total de su galaxia, mientras que la segunda estructura con el mayor contenido estelar es el halo, con el $\sim 20\%$ de la masa estelar, seguido del disco tibio y el bulbo con el $\sim 10\%$ cada una. Sin embargo, como puede verse en el panel superior izquierdo de la Fig. 4.7, donde tenemos D/T vs. M_{halo}/M_{total} , se observa que algunos discos solo poseen una fracción pequeña de masa estelar, $\sim 10\%$ de la masa estelar total, lo cual es significativamente pequeño para

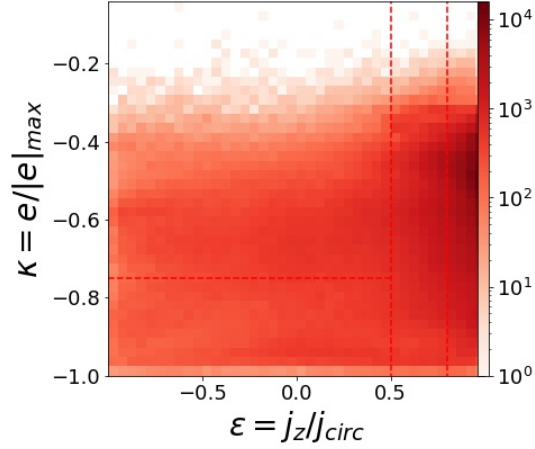


Figura 4.6: Distribución de las estrellas de la galaxia G en el espacio fase $\epsilon = j_z/j_{\text{circ}}$ vs. $\kappa = e/|e|_{\text{max}}$. Las líneas punteadas separan las estructuras de acuerdo a las definiciones en la Tabla 4.1 y la barra de color indica el conteo logarítmico de partículas estelares por unidad de área en este espacio fase.

una galaxia comparable con la Vía Láctea. Las galaxias para las que esto ocurre son precisamente aquellas galaxias para las que el valor de $\epsilon_p \sim 0$ (ver Fig. 4.3), y para estas mismas galaxias, la contribución de masa estelar en el halo es mucho más importante. Si bien la fracción de masa estelar en el halo tiende a ser pequeña cuando el disco frío es muy masivo en estrellas, y viceversa, para el caso del disco tibio y el bulbo no se observa ninguna correlación.

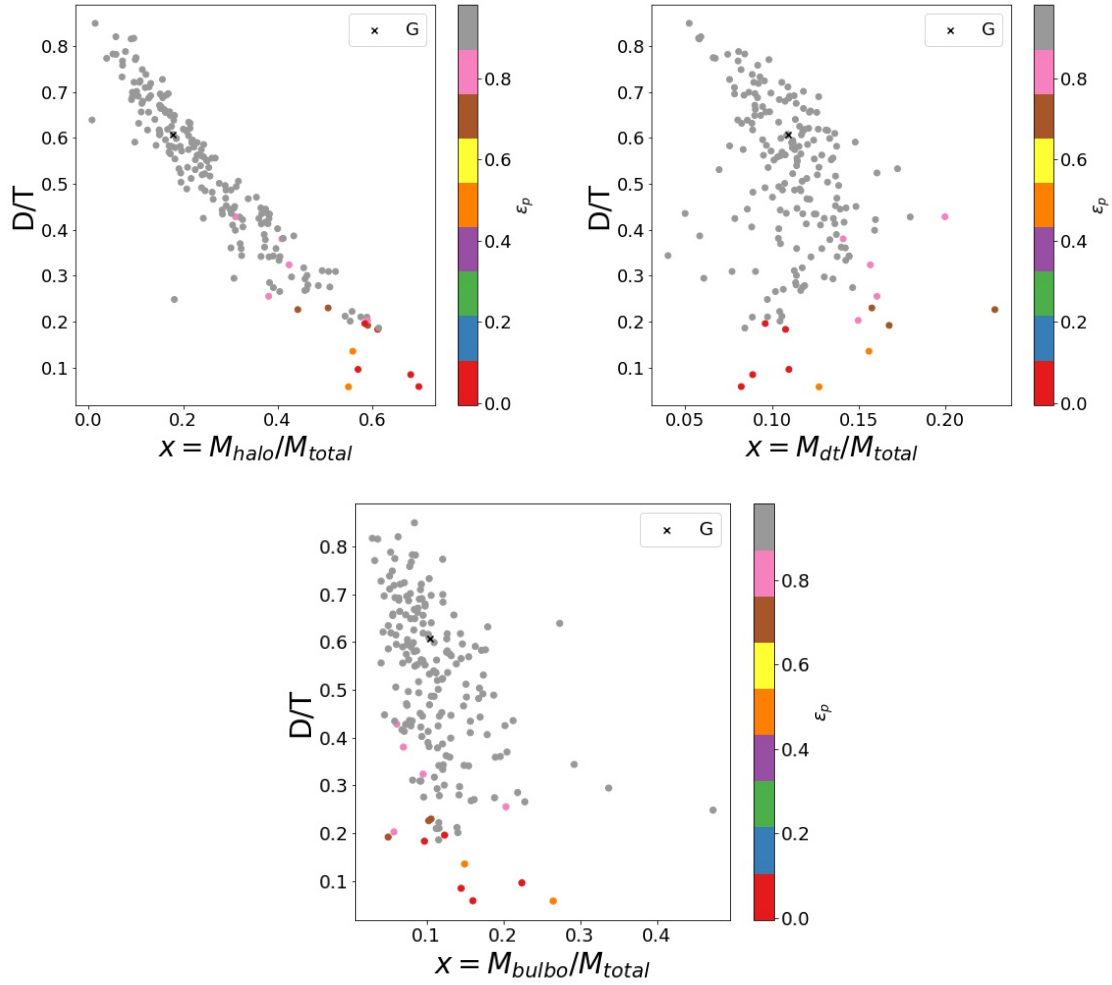


Figura 4.7: Superior izquierdo: la fracción de masa estelar relativa del disco frío (D/T) vs. la masa estelar relativa en el halo (M_{halo}/M_{total}). Superior derecho: D/T vs. la masa estelar relativa en el disco tibio (M_{dt}/M_{total}). Inferior: D/T vs. la masa estelar relativa en el bulbo (M_{bulbo}/M_{total}). La cruz indica el valor de la galaxia G y la barra de color indica el valor de ϵ_p de cada galaxia (ver Fig. 4.3).

4.2. Estructura espacial

A partir de la descomposición dinámica realizada anteriormente, analizamos la distribución espacial de las estrellas en las distintas componentes dinámicas de las galaxias.

4.2.1. Estructura espacial global

En particular, para el caso de la galaxia G, en la Fig. 4.8 graficamos la distribución espacial de cada componente estelar resultado de la descomposición dinámica de sus estrellas: disco frío, disco tibio y halo. En esta figura, la barra de color indica el número de partículas estelares/ ckpc^3 , los paneles superiores muestran la proyección de la galaxia en el plano transversal, mientras que los paneles inferiores muestran la proyección frontal.

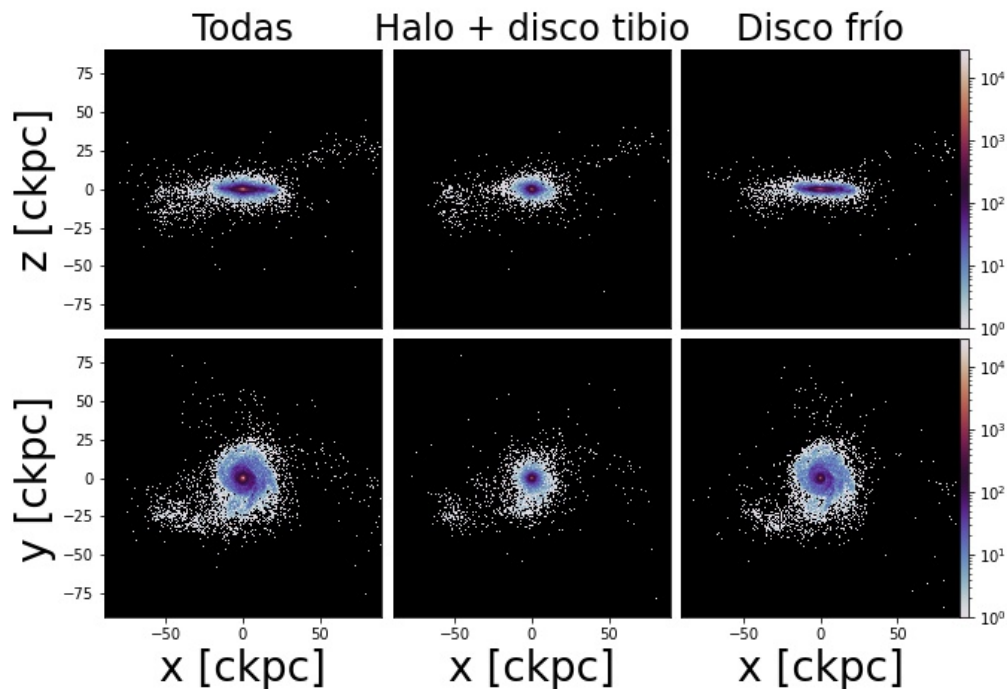


Figura 4.8: Distribución espacial de las estrellas pertenecientes a cada región de la galaxia G. Renglón inferior: plano (x,y) , que corresponde a la proyección frontal de la galaxia. Renglón superior: plano (x,z) , que corresponde a la proyección transversal de la galaxia. La barra de color indica el número de partículas estelares/ ckpc^3 .

Los brazos espirales, visibles en la imagen sintética que se mostró en la Fig. 4.1, son visibles también en la vista frontal de la componente estelar total (panel inferior izquierdo inferior derecho de la Fig. 4.8) de la galaxia. Sus brazos forman parte principalmente de la componente de disco frío (panel inferior derecho de la Fig. 4.8), mientras que en la componente de halo + disco tibio no se visualizan. Al observar detalladamente, muy cerca de uno de los brazos se visualiza una estructura de estrellas que da la impresión

de que esta galaxia posee un brazo muy largo en comparación a los otros (panel inferior izquierdo de la Fig. 4.8). En el panel inferior derecho de la Fig. 4.8 nos damos cuenta que el conjunto de estrellas que alarga el brazo, forman parte, en gran medida, del disco frío de esta galaxia.

4.2.2. Distribución espacial de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de las galaxias

Una vez identificado el disco frío de las galaxias, lo que procede es estudiar la componente estelar *in-situ* y *ex-situ* de esta estructura dinámica. Como se ha discutido en la sección de metodología, las estrellas *in-situ* son aquellas que han nacido dentro de una región definida alrededor de la rama principal de la historia de fusión de las galaxias. En este trabajo la definición de estrellas *in-situ* se encuentra especificada en la Ec. (3.9), y en contraste, las estrellas *ex-situ* son aquellas cuya posición de nacimiento está suficientemente alejada de la rama principal de la galaxia, Ec. (3.10). Con las definiciones anteriores se ha logrado encontrar las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de todas las galaxias de la muestra y a partir de esto estudiamos las propiedades físicas de cada población.

En la Fig. 4.9 presentamos la distribución espacial de estrellas *in-situ* y *ex-situ* en el disco de la galaxia G. Como hemos mencionado anteriormente, a simple vista pareciese que uno de los brazos espirales fuera más largo que el resto. Al analizar la distribución espacial de la componente *ex-situ* e *in-situ* de este disco nos percatamos que los brazos más prominentes de esta galaxia (en azul en la Fig. 4.1) están formados principalmente de estrellas *in-situ*, lo cual se observa en el panel inferior central de la Fig. 4.9, mientras que en la misma figura, en el panel inferior derecho, la distribución espacial de estrellas *ex-situ* manifiesta una estructura propia, en la que se forman brazos mucho más abiertos y uno más denso en estrellas que el resto.

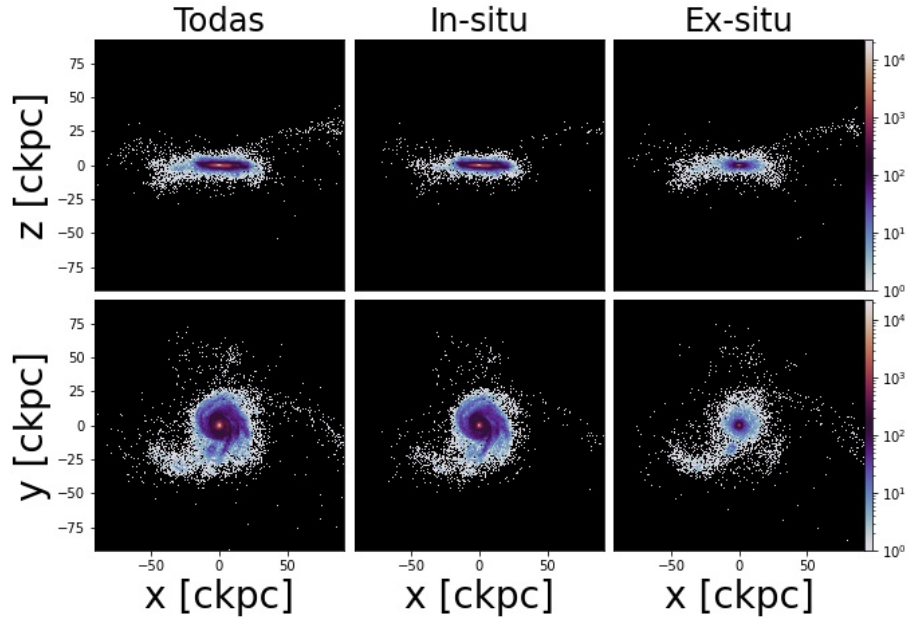


Figura 4.9: Distribución espacial de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia G. Renglón inferior: plano (x,y), que corresponde a la proyección frontal del disco frío de la galaxia. Renglón superior: plano (x,z), que corresponde a la proyección transversal del disco. La barra de color indica el número de partículas estelares/ ckpc^3 .

A fin de entender la historia de formación, evolución y ensamblaje de las galaxias tipo MW, en la Fig. 4.10, mostramos el mapa de nacimiento estelar del disco de la galaxia G. En el mapa de nacimiento estelar se muestran las estrellas *in-situ* y *ex-situ* en dos paletas de color distintas que indican la edad en giga-años de las estrellas. La edad de las estrellas *in-situ* se indica en la paleta de colores que corre del azul al verde, mientras la edad de las estrellas *ex-situ* se muestra en la paleta que corre del rosa al amarillo. El mapa esta centrado en la posición actual de la galaxia, de modo que la trayectoria de la rama principal, así como de todas las ramas secundarias convergen en este punto. Las trayectorias formadas por la huella de nacimiento estelar son útiles para visualizar no solo la trayectoria de los sistemas donde se formaron las estrellas, si no que se puede visualizar también donde ocurrieron los periodos de mayor formación estelar, además de que nos permite darnos una idea de donde, cuando y cómo interactuó la galaxia principal con los sistemas secundarios.

Si bien las estrellas *ex-situ* de las galaxias se encuentran principalmente en el halo de galaxia, hasta ahora hemos visto que es posible encontrarlas en el disco y que, de hecho, el comportamiento observado de la distribución espacial de estrellas *ex-situ* e

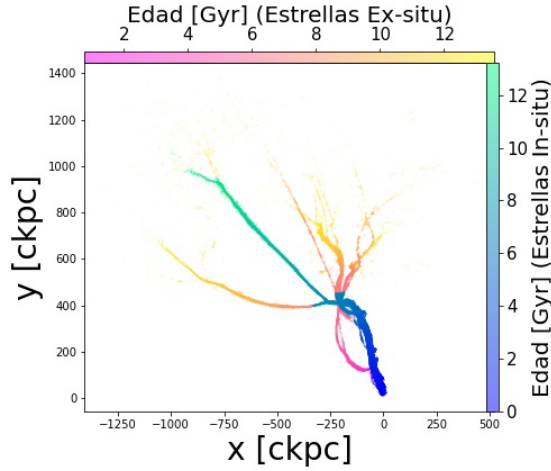


Figura 4.10: Posición de nacimiento de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia G.

in-situ en el disco frío (Fig. 4.9) parece indicar que las dos poblaciones están bien mezcladas en esta estructura. A fin de explorar esto un poco más en detalle, mostramos ahora la distribución vertical y radial de las estrellas en las galaxias. En el panel superior izquierdo de la Fig. 4.11 graficamos la función de distribución de masa estelar en función de la altura ($\text{pdf}(|z|)$) de las galaxias de la muestra. Aquí se puede ver claramente que en general la masa estelar *in-situ* (en azul) se distribuye hasta una altura de 500 – 1000 pc, menor que la altura de la distribución de masa estelar *ex-situ* (en magenta) en el disco (del orden de 2 kpc). Con el fin de obtener la escala de altura de cada una de las distribuciones, en el panel superior derecho de la Fig. 4.11 hemos graficado $\log_{10}(\text{pdf}(|z|))$. En ésta gráfica confirmamos que la distribución vertical de masa estelar *in-situ* en el disco decae de manera más rápida que la distribución de masa estelar *ex-situ*. Se realizaron dos ajustes lineales para cada distribución de $\log_{10}(\text{pdf}(|z|))$ (es decir, dos ajustes para cada distribución de masa estelar *in-situ* y *ex-situ* de cada galaxia), uno en el intervalo [0.5, 1] kpc y otro en el intervalo [1, 5] kpc. Calculamos la mediana del factor de escala que se encontró en cada caso y obtuvimos lo siguiente: para la distribución vertical de masa estelar *in-situ*, del ajuste lineal en el espacio $\log_{10}(\text{pdf}(|z|))$ se obtuvo un factor de escala de $z_0 = 1.23$ kpc para el intervalo [0.5, 1] kpc, mientras que para el intervalo [1, 5] kpc se obtuvo un factor de escala de $z_0 = 2.05$ kpc. Por otro lado, para la distribución vertical de masa estelar *ex-situ* el factor de escala en el intervalo [0.5, 1] kpc y [1, 5] kpc es $z_0 = 2.53$ kpc y $z_0 = 4.14$ kpc respectivamente.

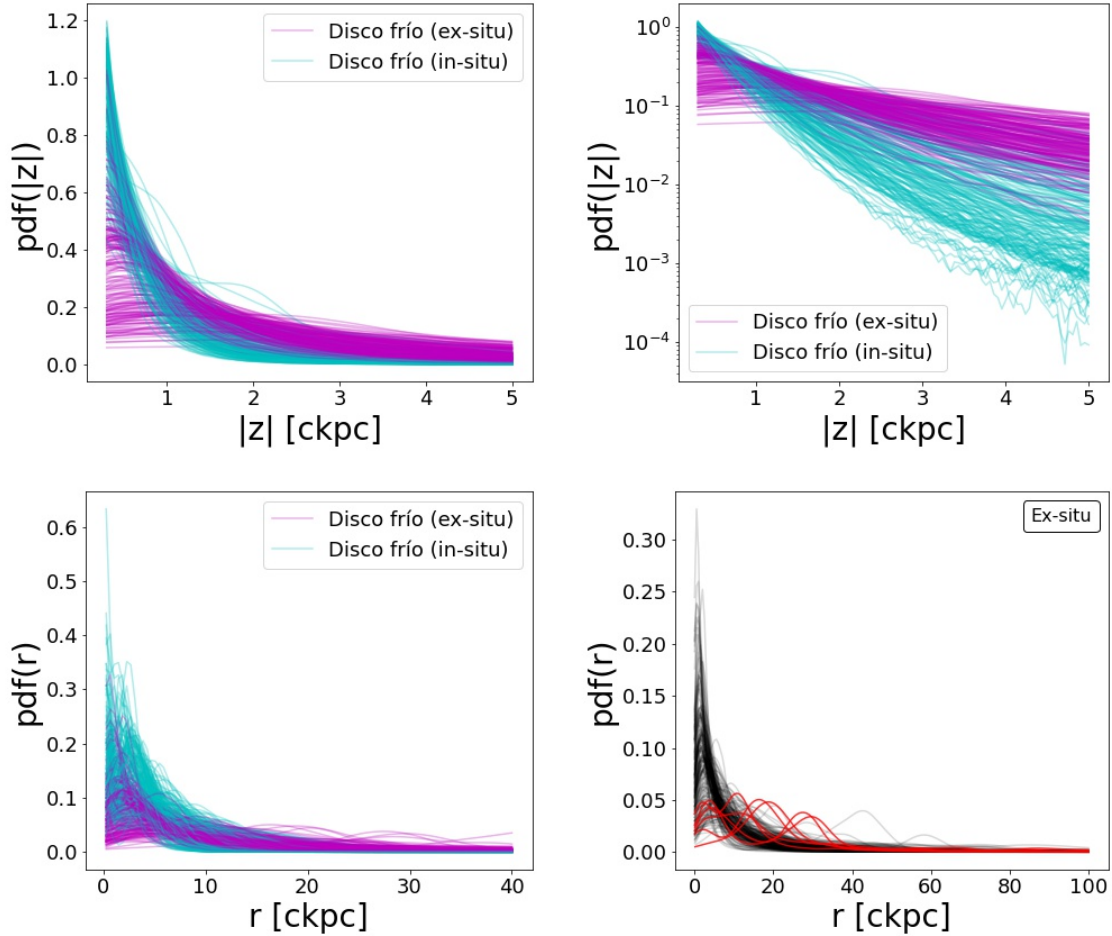


Figura 4.11: Superior izquierdo: función de distribución de masa vertical ($\text{pdf}(|z|)$) de las estrellas *ex-situ* (magenta) e *in-situ* (azul). Superior derecho: $\text{pdf}(|z|)$ de las estrellas *ex-situ* (magenta) e *in-situ* (azul) en espacio semi-log. Inferior izquierdo: función de distribución de masa estelar radial ($\text{pdf}(r)$) en el disco de las galaxias, en magenta se considera solo la masa estelar *ex-situ* y en azul únicamente la masa estelar *in-situ*. Inferior derecho: distribución de masa estelar radial de la componente *ex-situ* en el disco frío de las galaxias. Cada línea representa la distribución de masa estelar *ex-situ* en el disco de una galaxia y las líneas rojas corresponden a la distribución de densidad estelar *ex-situ* de una submuestra que presenta concentraciones localizadas de estrellas *ex-situ* alejadas del centro.

Por su parte, en el panel inferior izquierdo de la Fig. 4.11 presentamos la función de distribución radial ($\text{pdf}(r)$) de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de las galaxias. En esta figura $r = x^2 + y^2 + z^2$, es la distancia de la estrella al centro de la galaxia.

De la figura se observa que en el caso de la $\text{pdf}(r)$, la diferencia entre una población y otra no es tan clara, aún así, los discos *in-situ* (en azul) aparentan tener una escala de altura menor que los disco *ex-situ*. El análisis detallado de las distribución radial de estrellas *in-situ* no se comentará en este trabajo. Sin embargo, investigaremos más a fondo la distribución radial de estrellas *ex-situ*. En el panel inferior derecho de la Fig. 4.11 hemos graficado únicamente la distribución de masa estelar *ex-situ* en función del radio $\text{pdf}(r)$. En esta figura observamos que, si bien la tendencia general es que la densidad de estrellas *ex-situ* en el disco frío decrezca de forma suave hacia su exterior, existe algunas galaxias para las que se encontró un grupo de estrellas *ex-situ* alejado del centro. Estos grupos de estrellas sobresalen en su $\text{pdf}(r)$ (curvas rojas en el panel inferior derecho de la Fig. 4.12). Hablaremos con más detalle de cuatro casos especiales con este comportamiento en la siguiente sección.

Adicional a la distribución espacial, en la Fig. 4.12 tenemos la función de distribución de circularidad $\text{pdf}(\epsilon)$ de las estrellas *ex-situ* (magenta) e *in-situ* (azul) en el disco frío de todas las galaxias.

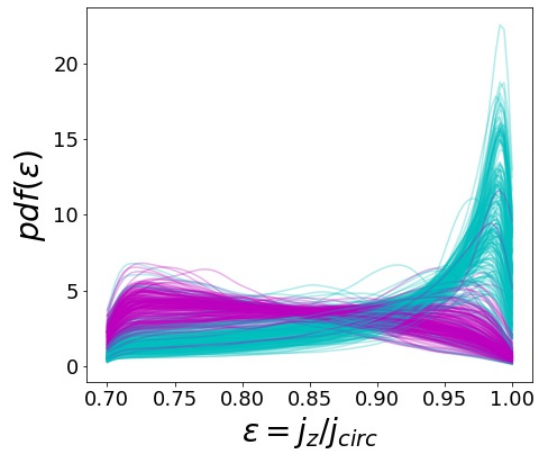


Figura 4.12: Función distribución de circularidad ($\text{pdf}(\epsilon)$) de las estrellas *ex-situ* (magenta) e *in-situ* (azul) en el disco frío de todas las galaxias. Cada línea representa la distribución de masa estelar *ex-situ* en el disco de una galaxia y las líneas rojas corresponden a la distribución de densidad estelar *ex-situ* de una submuestra que presenta concentraciones localizadas de estrellas *ex-situ* alejadas del centro.

En esta figura se aprecia una clara diferencia entre las dos poblaciones. Recordemos que el parámetro de circularidad nos indica el grado en el que la órbita de una estrella se acerca a una órbita circular en el plano. Gran parte de las estrellas *in-situ* se distribuyen en un rango muy cercano a $\epsilon = 1$, lo que significa que estas estrellas se encuentran en

órbitas muy circulares en el plano, mientras que las estrellas *ex-situ* se distribuyen de forma más uniforme en el rango $0.7 < \epsilon < 1$. De las Figs. 4.11 y 4.12 podemos decir que las estrellas *ex-situ* son dinámicamente más calientes y se distribuyen a alturas más grandes que las estrellas formadas dentro del disco de galaxia.

4.2.3. Cuatro casos especiales.

En la Figs. 4.13 - 4.16 presentamos la distribución espacial de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco de cuatro casos especiales cuya densidad de estrellas *ex-situ* no decrece monotónicamente, sino que contiene grupos importantes de estrellas a distancias considerables del centro de la galaxia. Para facilitar la lectura le asignamos una letra a cada una de las cuatro galaxias de interés, de manera que los casos A, B, C, D y corresponden a los IDs 358609, 411449, 487742, 503437 de Illustris TNG 50 respectivamente. En todas estas galaxias se observan dos concentraciones de estrellas en el disco *ex-situ*, una en el centro, y otra alejada de éste. Por ejemplo, para la galaxia A en la Fig. 4.13, en el panel inferior izquierdo se observa un grupo de ellas concentrado alrededor de -20 kpc sobre el eje x. Este grupo de estrellas no alcanza a visualizarse en la distribución de estrellas *in-situ* (los dos paneles centrales), pero sí se distingue claramente en la distribución de estrellas *ex-situ* (paneles del lado derecho).

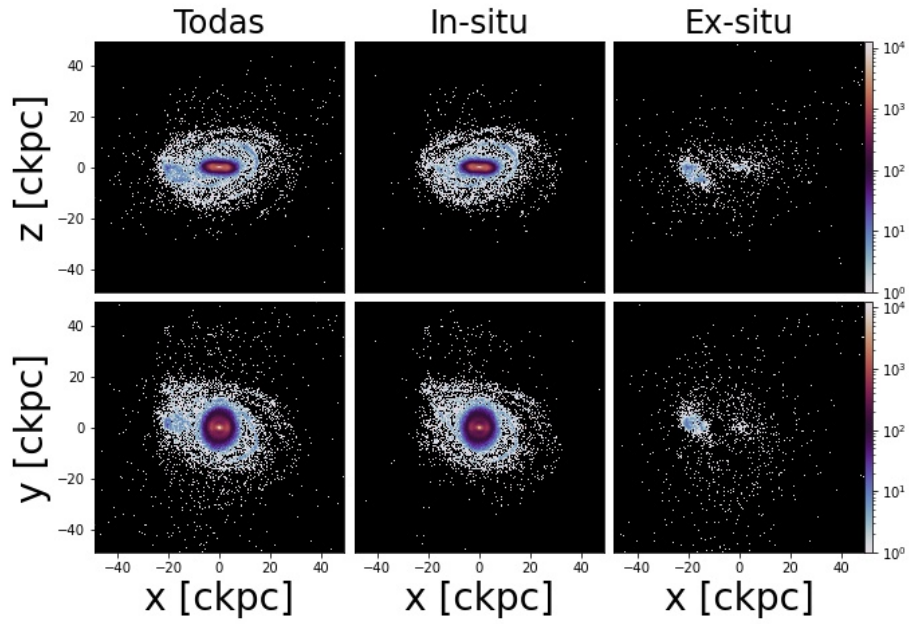


Figura 4.13: Distribución espacial de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de galaxia A.

En el caso de la galaxia B, en la Fig. 4.14, al separar las componentes *ex-situ* e *in-situ* de las estrellas del disco se observa como las estrellas *ex-situ* en el disco forman un anillo que no está presente en la distribución *in-situ*.

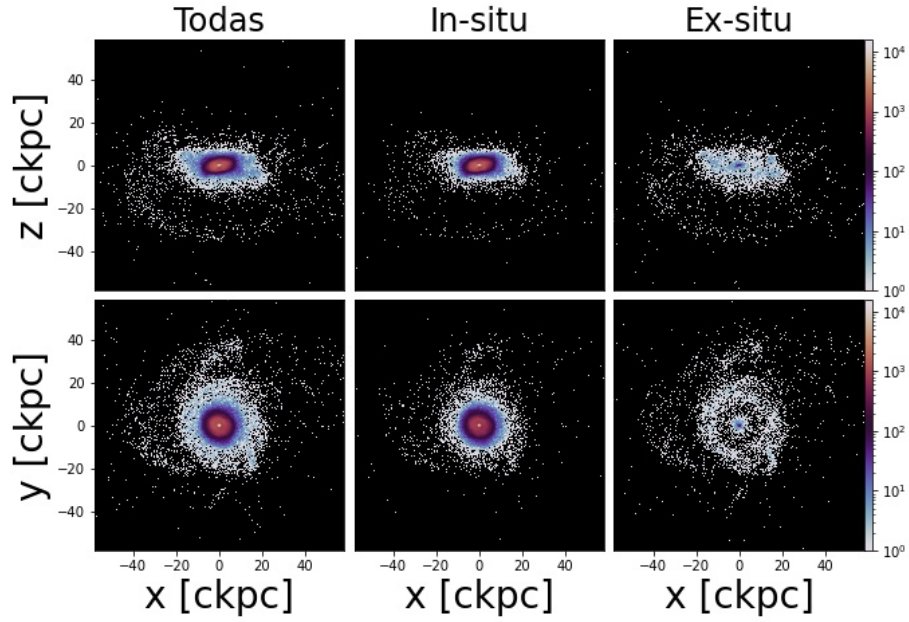


Figura 4.14: Distribución espacial de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de galaxia B.

En el caso de las galaxia C y D, Figs. 4.15 y 4.16, se pueden observar concentraciones de estrellas de distintos tamaños en el disco *ex-situ* que, si bien son visibles también en las distribuciones de estrellas *in-situ*, son menos prominentes en dicha componente. Estos dos casos serán discutidos con más detalle al discutir el historial de ensamblaje de masa estelar del disco de estas galaxias.

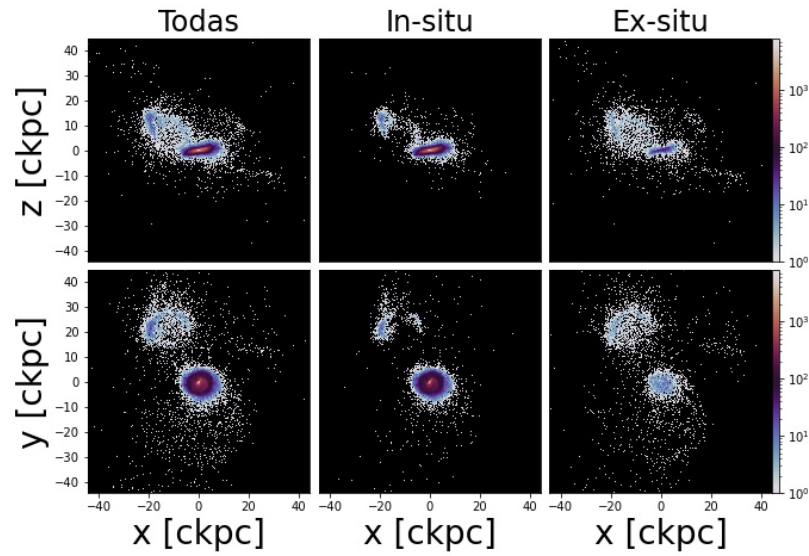


Figura 4.15: Distribución espacial de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de galaxia C.

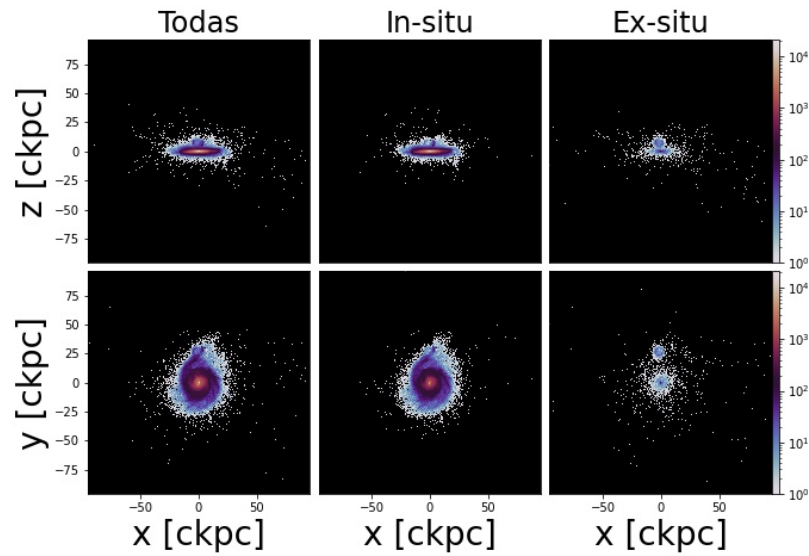


Figura 4.16: Distribución espacial de estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de galaxia D.

4.3. *ex-situ* vs. *in-situ*

Hasta este momento hemos discutido sobre la distribución espacial de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco de galaxias tipo MW / M31, ahora presentaremos resultados acerca de otra propiedades físicas de estas poblaciones. En la Fig. 4.17 hemos graficado el valor de la masa en el disco normalizada a la masa total de la galaxia (D/T) vs. $\eta = M_{ex-situ, \epsilon > 0.7} / M_{\epsilon > 0.7}$ de todas las galaxias de la muestra. En esta gráfica podemos ver que, aunque hay mucha dispersión, existe una tendencia: si η es grande, D/T es pequeña. Encontramos que en promedio el disco frío de las galaxias tipo MW / M31 es tal que $\eta = 0.06$, es decir, solo el 6% de la masa estelar en su disco frío es *ex-situ*, mientras que la mediana tiene un valor de $\eta = 0.02$, que corresponde al 2% de la masa estelar total del disco frío.

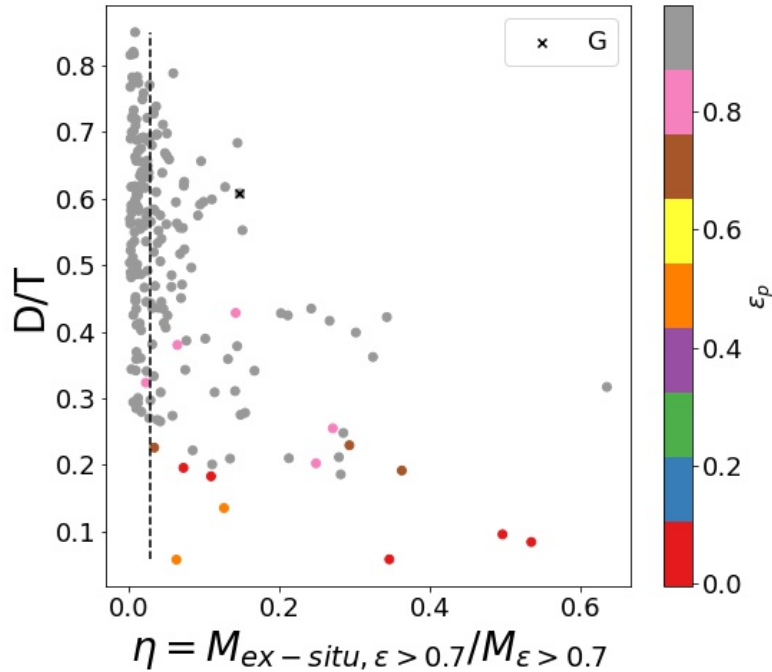


Figura 4.17: Fracción de masa estelar *ex-situ* en el disco vs. la masa relativa del disco con respecto a la masa total de las galaxias. La cruz indica el valor de la galaxia G y la barra de color indica el valor de ϵ_p de cada galaxia (ver Fig. 4.3).

Ya que conocemos la cantidad de masa estelar en el disco y su distribución espacial, podemos ver también la metalicidad y edad promedio de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco de cada galaxia. En la Fig. 4.18 presentamos la diferencia entre la metalicidad

y edad promedio de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* de los discos de cada galaxia. La edad de las estrellas está dada en giga-años y la metalicidad está en las siguientes unidades:

$$\frac{M_Z}{M_{\text{total}}} = \frac{\text{Masa total de todos los elementos más pesados que el Helio}}{\text{Masa estelar total}}, \quad (4.1)$$

de modo que tomamos la diferencia entre cualquier variable promedio x de la población *ex-situ* e *in-situ* como:

$$\Delta x = x_{\text{ex-situ}} - x_{\text{in-situ}} \quad (4.2)$$

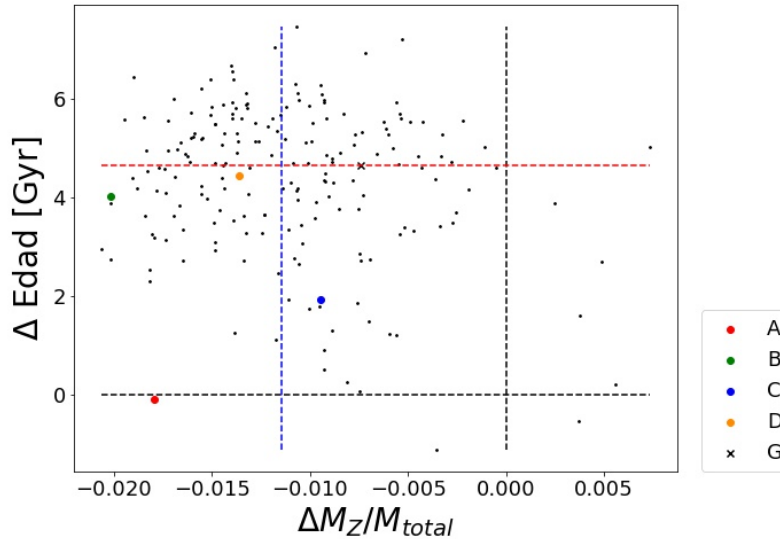


Figura 4.18: Diferencia entre la edad y metalicidad promedio de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco de cada galaxia de acuerdo a la Eq. 4.2. Señalamos los casos particulares de las galaxias A, B, C, D y G. Las líneas punteadas negras se encuentran en $\Delta x = 0$, mientras que las líneas punteadas roja y azul indican la mediana del valor de $\Delta \text{Edad} = 4.6$ y $\Delta M_Z/M_{\text{total}} = -0.011$ respectivamente.

Las líneas punteadas negras de la Fig. 4.18 se encuentran en $\Delta x = 0$ respectivamente. En la figura notamos que la gran mayoría de los puntos caen en la región $\Delta \text{Edad} > 0$ y $\Delta M_Z/M_{\text{total}} < 0$. Esto nos indica dos cosas. Por un lado, que las estrellas *in-situ* en conjunto tienden a ser más metálicas que las estrellas *ex-situ*. La mediana del valor de $\Delta M_Z/M_{\text{total}} = -0.012$. Por otro lado, que las estrellas *ex-situ* son una población

considerablemente más vieja que las estrellas *in-situ*. Encontramos que la mediana del valor de $\Delta\text{Edad} = 4.6$ Gyr.

Es interesante notar que muchas veces se dice en astronomía que las estrellas más jóvenes suelen ser más metálicas, y las estrellas más viejas, menos metálicas. Sin embargo, si bien las estrellas *ex-situ* son estadísticamente menos metálicas, no necesariamente son más viejas. A fin de revisar esto, analizamos en detalle las distribuciones de edades y metalicidades de nuestros cuatro casos particulares A, B, C, D. En las Figs. 4.21 - 4.20 graficamos la distribución de metalicidad y edad de cada población de estrellas en el disco de las galaxias A, B, C, D respectivamente. Para estas galaxias B y D ocurre que, en efecto, las estrellas *ex-situ*, que son una población más vieja (con edades principalmente mayores a 7.5 Gyr), también están restringidas en un rango de metalicidad menor ($\log_{10}(M_Z/M_{total}) < -2$) comparado con las estrellas *in-situ*, que son también más jóvenes (edades principalmente $\in [0, 7.5]$).

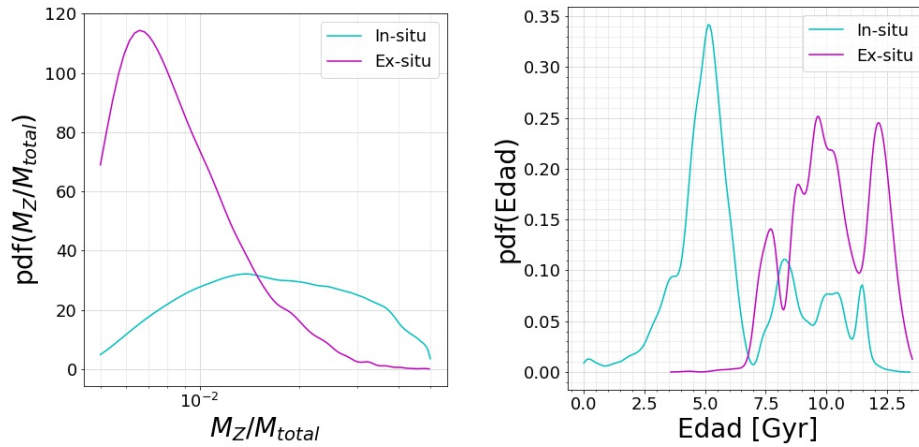


Figura 4.19: Distribución de i) metalicidad y ii) edad de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia B.

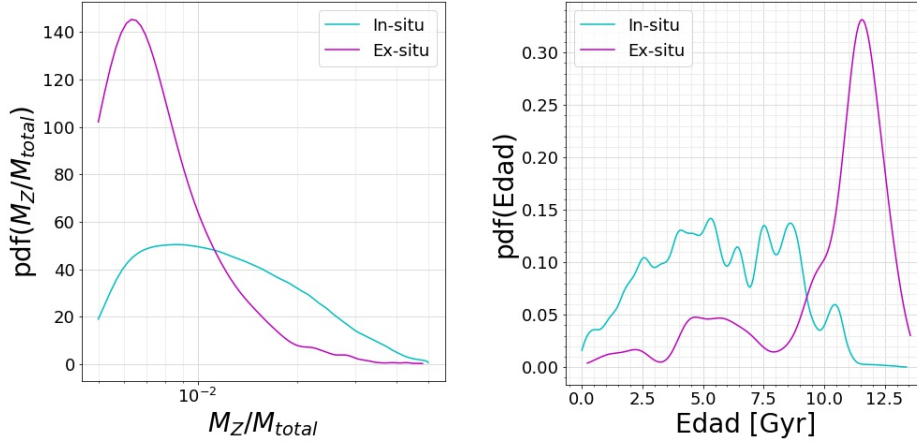


Figura 4.20: Distribución de i) metalicidad y ii) edad de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia D.

Por otro lado, para la galaxia A (Fig. 4.21), la distribución de edades de estrellas *ex-situ* se encuentra en el rango [5, 13] Gyr, mientras que las estrellas *in-situ* tienen edades de [7.5, 12.5] Gyr, es decir, si sólo observáramos las edades de las estrellas de esta galaxia, no podríamos distinguir entre una población y otra en el rango de [7.5, 12.5] Gyr. Ahora bien, aunque las dos poblaciones de estrellas se encuentren bien mezcladas en el espacio de edad, en el espacio de metalicidad si existen diferencias, pues las estrellas *ex-situ* de la galaxia A están restringidas a ($\log_{10}(M_Z/M_{total}) < -2$), mientras que las estrellas *in-situ* están más uniformemente distribuidas en el espacio de metalicidad, lo cual es inesperado, considerando que son estrellas *in-situ* son igual de viejas que las *ex-situ*. Este comportamiento de las estrellas *in-situ* podría estudiarse desde el punto de vista del enriquecimiento químico del gas dentro del disco de la galaxia, que debió ser muy rápido, además de que debió acabarse lo suficientemente rápido para cesar la formación estelar hace ~ 7.5 Gyr.

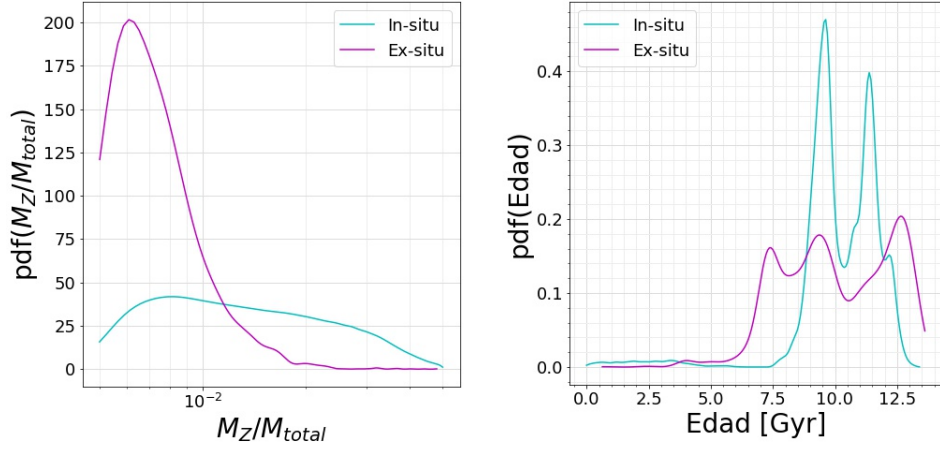


Figura 4.21: Distribución de i) metalicidad y ii) edad de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia A.

Finalmente, para la galaxia C (Fig. 4.22) se distingue claramente un grupo de estrellas *ex-situ* muy jóvenes (edades < 2.5 Gyr). Este brote de estrellas *ex-situ* jóvenes debió formarse recientemente en el sistema galáctico en el que se formaron.

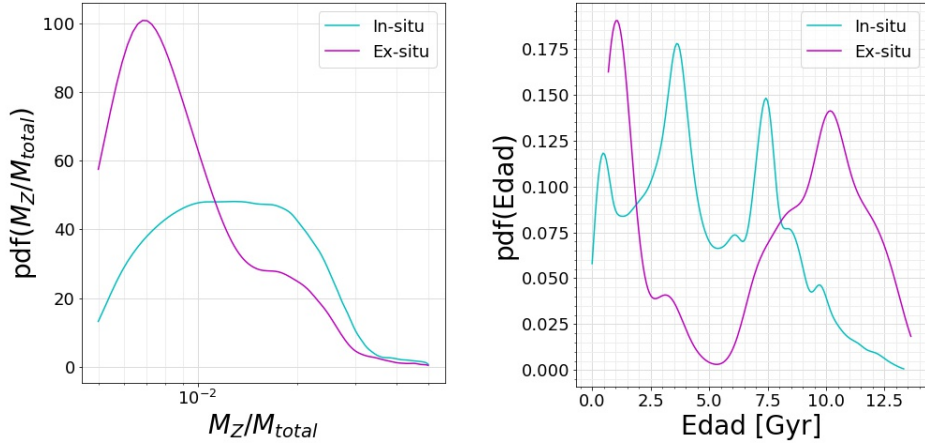


Figura 4.22: Distribución de i) metalicidad y ii) edad de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia C.

4.4. Historia de ensamblaje de masa estelar

A fin de investigar las historias de ensamblaje de masa estelar de las galaxias tipo MW/M31 en Illustris TNG 50, en el panel izquierdo de la Fig. 4.23 presentamos la fracción de masa estelar *ex-situ* acumulada en el disco de cada galaxia en función de la edad de las estrellas, de modo que cada curva representa el historial de una galaxia de la muestra. Similarmente, en el panel derecho tenemos la fracción de masa estelar total (*ex-situ* + *in-situ*) acumulada de los discos en función de la edad de las estrellas. La primera figura nos muestra que la contribución de estrellas *ex-situ* viejas es mucho mayor que de estrellas *ex-situ* jóvenes en el disco. Esto puede entenderse de la siguiente manera. La gran mayoría de las curvas se observa que pasan de tener una pendiente alta desde su origen hasta cierto momento en el que la pendiente disminuye sustancialmente, de manera que las curvas parecen tener una rodilla. Este cambio en la pendiente indica que no existen muchas estrellas *ex-situ* nacidas después de este momento.

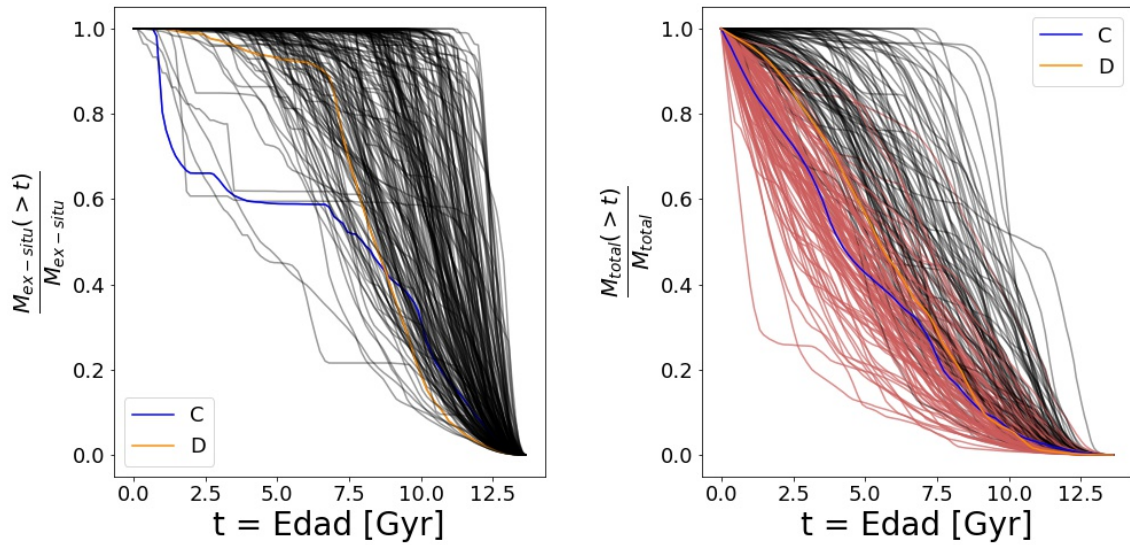


Figura 4.23: Panel izquierdo: Masa estelar *ex-situ* acumulada en el disco de cada galaxia en función de la edad de las estrellas *ex-situ*. Panel derecho: Masa estelar total (*ex-situ* + *in-situ*) acumulada de los discos en función de la edad de las estrellas. Las líneas rojas corresponden a las galaxias para las que no se encontró una rodilla de aplanamiento. En ambas figuras se observan las curvas de las galaxias C y D.

A fin de encontrar el punto en el que una curva creciente manifiesta este cambio en la pendiente, utilizamos la función `KneeLocator` de la librería `Kneed` de python, basada en el algoritmo desarrollado por Satopaa et al. (2011) [58], en particular, localizamos

el momento de la “rodilla” en las curvas de la Fig. 4.23. En el panel derecho de la Fig. 4.23, en color rojo se muestran las curvas de las galaxias para las que no se encontró una rodilla de aplanamiento. Esto ocurre para $\sim 50\%$ de la muestra. En conjunto, el comportamiento de las gráficas de la Fig. 4.23 sugiere que mientras la formación estelar sigue muy activa dentro de los discos fríos, estos no han acreetado estrellas *ex-situ* jóvenes de manera significativa en la mayoría de los casos. La rodilla en la figura anterior podría indicar, además, un momento para cada galaxia de la muestra sobre el cual la acreción de masa estelar *ex-situ* en los discos fríos se detiene. En otras palabras, si todas las estrellas *ex-situ* nacieron antes de ser acreetadas a la galaxia actual, una estrella nacida, por ejemplo, hace 5 Gyr, indica que el sistema en el que nació fue acreetado por la galaxia hace no más de 5 Gyr.

En la Fig. 4.24 mostramos un histograma del momento en el que la pendiente de las curvas de la Fig. 4.23 decrece sustancialmente de acuerdo al algoritmo KneeLocator de python. A este momento le llamamos rodilla. Tenemos la rodilla correspondiente de las curvas de masa estelar *ex-situ* acumulada en función de la edad en magenta y para la masa estelar total lo mostramos en azul. Es importante mencionar que en este caso no se consideran las curvas en rojo de la Fig. 4.23 derecha, pues para estas curvas no se ha encontrado ninguna rodilla. Notamos que la mayoría de las curvas de acreción de masa estelar *ex-situ* encontraron una rodilla hace más de 4 Gyr, de hecho, el valor de la mediana del valor de la rodilla es 4.6 Gyr, mientras que el promedio es 7.5 Gyr, con una dispersión de 2.5 Gyr aproximadamente. Sin embargo, el hecho de que el histograma magenta no caiga a cero en $t = 0$ implica que existen algunas galaxias con una acreción de estrellas importante en el presente.

4.4.1. Análisis de dos casos particulares

En la Fig. 4.23 indicamos el caso particular de las galaxias C y D con colores de línea distinto. Para estos dos casos, como para la mayoría de las galaxias, la mayor parte de su masa estelar *ex-situ* se acumula en edades mayores a los 4 Gyr. El disco *ex-situ* de la galaxia C (línea azul de la Fig. 4.23), sin embargo, es un caso muy particular, que merece análisis especial. En esta sección analizaremos esta galaxia en particular y, a fin de comparación con el comportamiento típico de la mayoría de las galaxias, analizaremos como referencia la galaxia D (curva naranja del panel izquierdo de la Fig. 4.23).

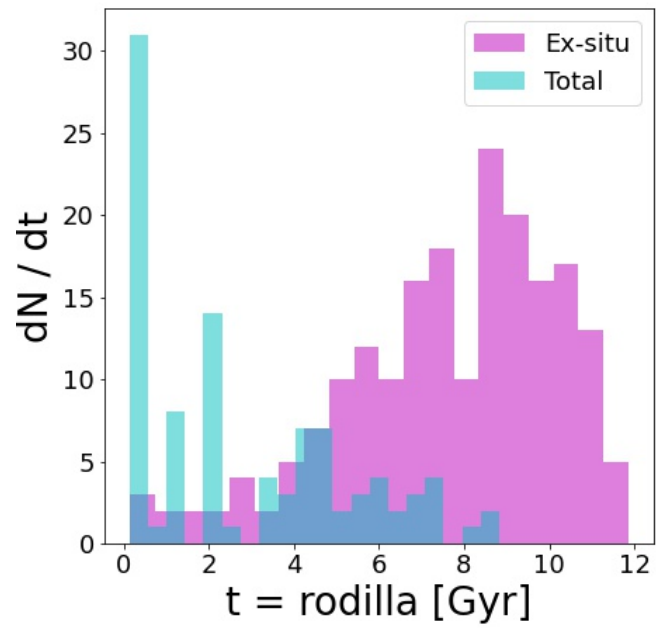


Figura 4.24: Rodilla de la curva de acreción de masa estelar de la componente *ex-situ* y total respectivamente en el disco frío de las galaxias de la muestra.

Galaxia C

La galaxia C resulta peculiar desde varios puntos de vista. Morfológicamente, en la Fig. 4.15 hemos mostrado que esta galaxia tiene una pequeña galaxia satélite de estrellas principalmente *ex-situ* en la región del disco frío de la galaxia.

En el panel izquierdo de la Fig. 4.25 mostramos la función de distribución de probabilidad de estrellas en función del radio de las estrellas *ex-situ* del disco frío de la galaxia C. En esta figura se aprecia claramente una elevación alrededor de la $pdf(r)$ alrededor de $r \sim 30\text{ckpc}$. Caracterizamos espacialmente las estrellas responsables de esa elevación y en el panel derecho Fig. 4.25 presentamos una vez más la distribución espacial de las estrellas *ex-situ* en el disco frío de la galaxia C, y a lado graficamos únicamente las estrellas del grupo fuera del centro. Las estrellas del grupo son tales que $18 < r < 45\text{ckpc}$, $x < 0\text{ ckpc}$ y $y > 0\text{ckpc}$.

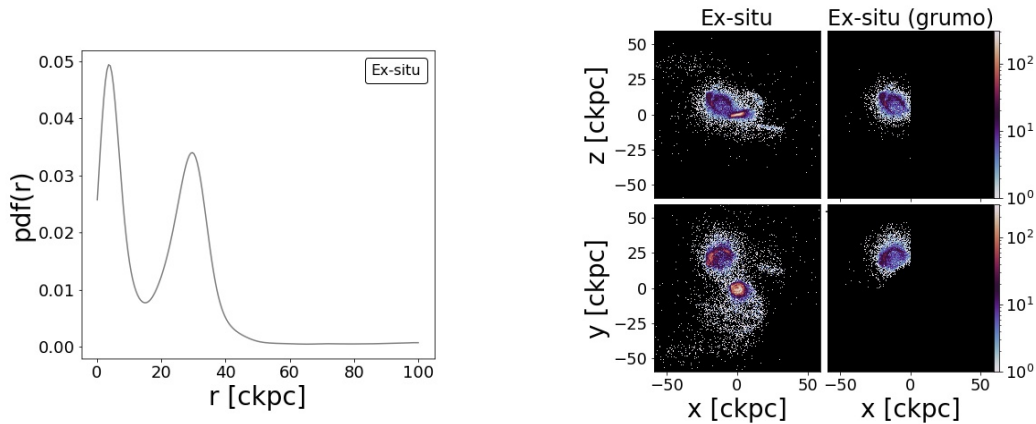


Figura 4.25: Izquierda: distribución de probabilidad de estrellas *ex-situ* del disco de la galaxia C en función del radio. Derecha: distribución espacial de todas las estrellas *ex-situ* en el disco frío de la galaxia C, así como la distribución espacial de las estrellas responsables del máximo alrededor de $r \sim 30\text{ckpc}$ en la $pdf(r)$.

En la Fig. 4.26 graficamos la posición de nacimiento de las estrellas del disco frío como se ha hecho en casos anteriores y en este caso, en negro, se dibuja la posición de nacimiento de las estrellas del grupo. Se observa que la rama principal de estrellas (*in-situ*) interactúa con la rama de de estrellas del grupo muy cerca del origen de la gráfica (que recordemos corresponde a la posición actual de la galaxia) formando un remolino. Este comportamiento podría interpretarse como una representación de la interacción gravitacional entre la galaxia principal y el satélite originario del grupo de estrellas.

La historia de acreción de masa estelar *ex-situ* en el disco de la galaxia C también

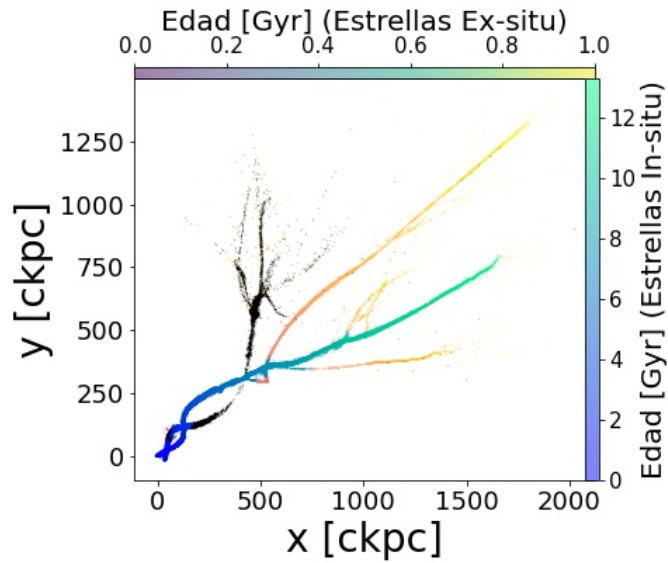


Figura 4.26: Distribución espacial de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia C. En negro se encuentra la posición de nacimiento de las estrellas del grupo.

es peculiar. Su masa acreta aumenta de manera un poco más lenta que la mayoría de las galaxias (ver Fig. 4.23), pero tiene tres brotes de formación estelar los cuales indicamos con SB1 ($t \sim 1.5$ Gyr), SB2 ($t \sim 3$ Gyr) y SB3 ($t \sim 10$ Gyr) en la Fig. 4.27.

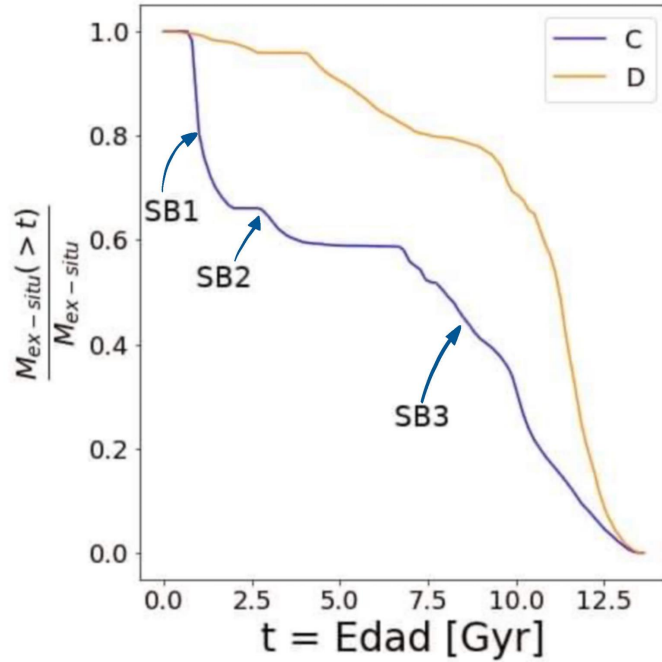


Figura 4.27: Masa estelar *ex-situ* acumulada en el disco de cada galaxia en función de la edad de las estrellas *ex-situ* de las galaxias C y D. Las flechas indican tres brotes de formación distintos de las estrellas *ex-situ* del disco de la galaxia C: SB1 ($t \sim 1.5$ Gyr), SB2 ($t \sim 3$ Gyr) y SB3 ($t \sim 10$ Gyr).

En la Fig. 4.28 presentamos la distribución de estrellas del disco de la galaxia D en el espacio edad vs. metalicidad. En negro se encuentran las estrellas del grupo y en rojo todas las demás. Para las estrellas del grupo podemos observar tres agrupaciones de estrellas indicando los tres brotes de formación estelar *ex-situ* distintos, uno hace ~ 10 Gyr, otro hace ~ 3 Gyr y el último hace ~ 1 Gyr. Por otro lado, en el panel derecho de la misma figura graficamos la rama de nacimiento de estrellas del grupo y la rama principal (de estrellas *in-situ*), aunque en esta ocasión podemos ver las edades de las estrellas del grupo. En esta figura se observa que los brotes de formación estelar de hace 10, 3 y ~ 1 Gyr (señaladas con una flecha) respectivamente, suceden en momentos en los que la galaxia satélite tuvo mucha interacción gravitacional con otros sistemas, pues también se puede ver que en dicho sistema hubo muy poca formación estelar entre 8 y 4 Gyr.

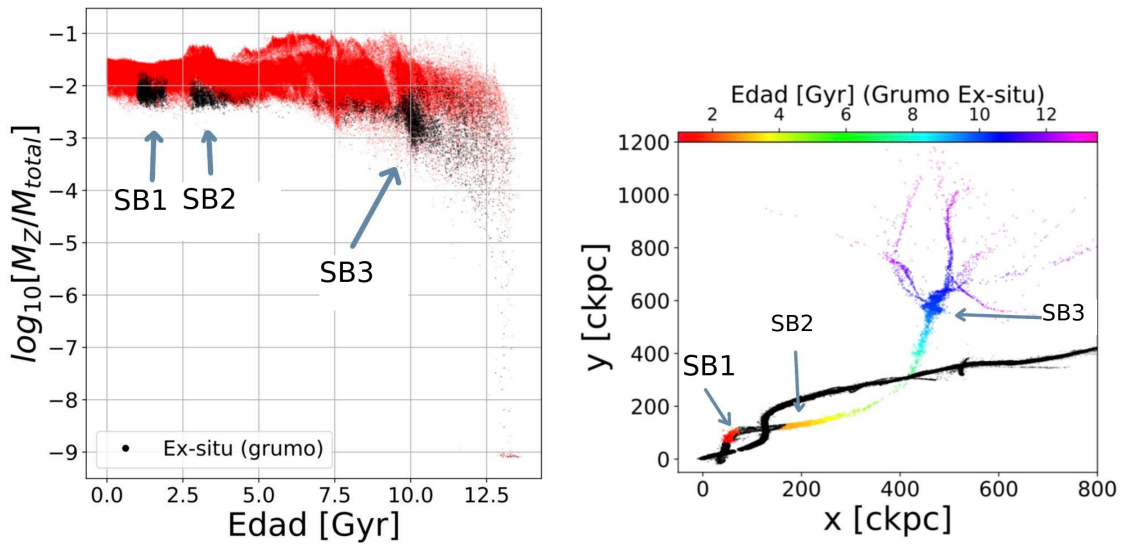


Figura 4.28: Panel izquierdo: Distribución de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* del disco frío de la galaxia D en el espacio metalicidad - edad. En negro se encuentra la posición de nacimiento de las estrellas del grupo y en roja todas las demás estrellas del disco. Panel derecho: Posición de nacimiento de las estrellas del grupo en colores y la posición de nacimiento de las estrellas de la rama principal en negro.

Galaxia D

Hemos elegido a la galaxia D como galaxia "típica", ya que tiene una historia de acreción similar a la gran mayoría de galaxias, con una acreción importante inicial, y un posterior muy plana (ver Fig. 4.27). En la Fig. 4.29 hemos graficado las estrellas del grupo de la galaxia E que se distribuyen en una región muy pequeña, la cual hemos caracterizado espacialmente tal que $r = x^2 + (y^2 - 28)^2 < 10$. Para esta galaxia encontramos que solo el 1% de la masa estelar del disco frío es *ex-situ*, y de esa masa, el grupo corresponde tan solo al 35% de la masa estelar *ex-situ* en el disco. En otras palabras, el grupo de estrellas de interés es muy pequeño en comparación con la masa estelar total del disco. Sin embargo, es interesante conocer el origen de este pequeño grupo de estrellas que terminó en el disco frío de la galaxia.

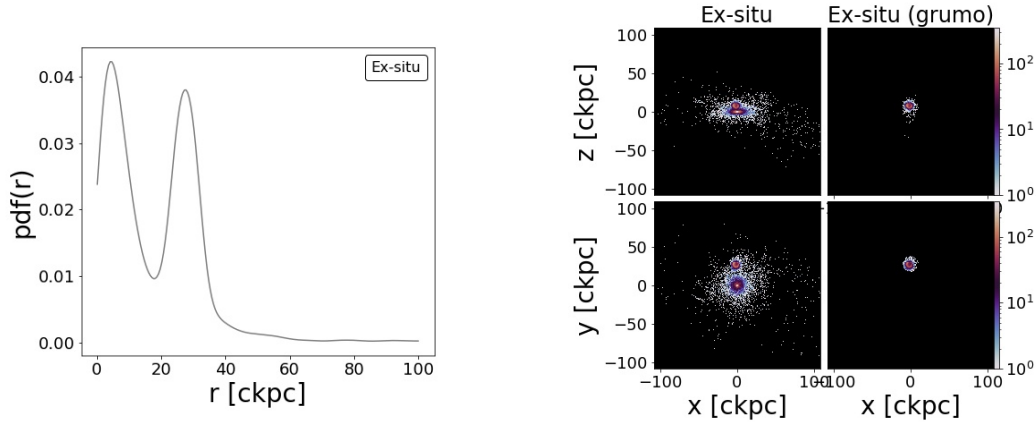


Figura 4.29: Izquierda: distribución de probabilidad de estrellas *ex-situ* del disco de la galaxia E en función del radio. Derecha: distribución espacial de todas las estrellas *ex-situ* en el disco frío de la galaxia E, así como la distribución espacial de las estrellas responsables del máximo alrededor de $r \sim 28$ ckpc en la $\text{pdf}(r)$.

En el panel izquierdo de la Fig. 4.30 presentamos la distribución de estrellas de la galaxia D en el espacio edad-metalicidad. En negro se encuentran las estrellas *ex-situ* del grupo y en rojo todas las demás. Lo que se observa de esta gráfica es que las estrellas del grupo pertenecían a un sistema con formación estelar relativamente constante. En el panel derecho de la misma figura graficamos el mapa de nacimiento estelar de la galaxia E. En esta ocasión, en negro se encuentran las estrellas *in-situ* en su posición de nacimiento a lo largo de la rama principal y en colores tenemos la rama de nacimiento estelar del grupo de estrellas *ex-situ*. En la rama del grupo también se puede observar formación estelar constante a lo largo de su trayectoria. Por otro lado, al observar detalladamente vemos que hace alrededor de 6 Gyr, el satélite originario del grupo se encontró con la galaxia principal y empezó a orbitarla hasta ser acreta.

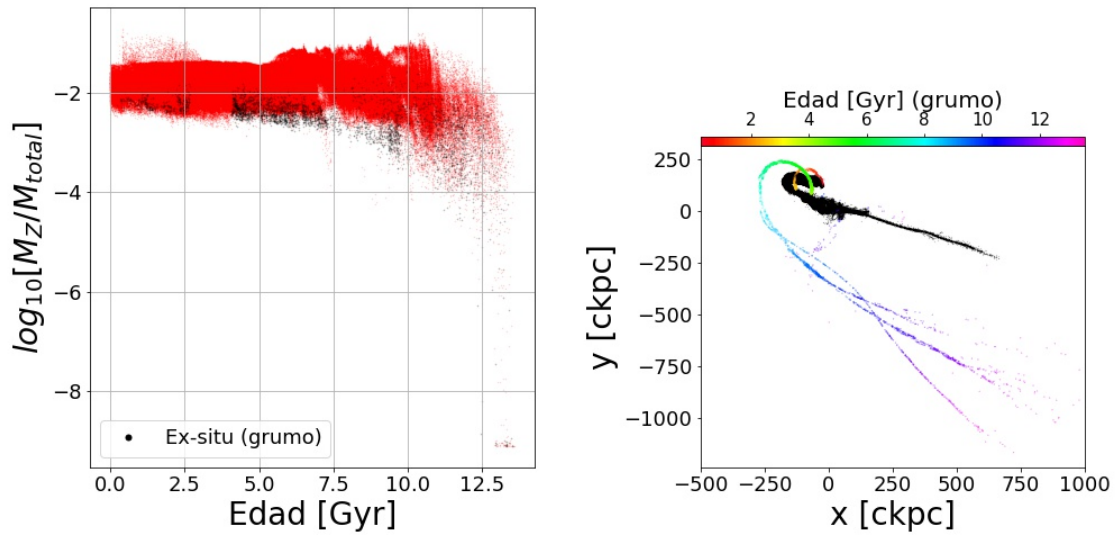


Figura 4.30: Distribución espacial de las estrellas *ex-situ* e *in-situ* en el disco frío de la galaxia D. En negro se encuentra la posición de nacimiento de las estrellas del grupo.

Para concluir esta sección vemos que una diferencia sustancial que puedes concluir entre la galaxia C y la D es que la D tiene una historia de formación continua, y esto se refleja en la gráfica metalicidad-edad (Fig. 4.30) como una dispersión de puntos constante a lo largo de todo el tiempo. En la galaxia C, por el contrario, hay brotes intensos de formación, que definen lugares particulares en el espacio de metalicidad-edad (ver Fig. 4.28).

Capítulo 5

Conclusiones

En este trabajo realizamos la descomposición dinámica de galaxias espirales tipo MW / M31 de Illustris TNG 50 con la idea de estudiar la componente *ex-situ* e *in-situ*, y así poder entender la historia de ensamblaje de las galaxias en una cosmología de tipo λ CDM. Para lograr nuestro objetivo, se utilizaron las siguientes definiciones: para realizar la descomposición dinámica se tomaron en cuenta la circularidad (ϵ (3.7)) y la energía de ligadura normalizada (κ (3.2)). Para una galaxia espiral, el disco frío corresponde a toda la componente estelar cuya circularidad es $\epsilon > 0.7$. Similarmente, el disco tibio son aquellas estrellas con circularidad tal que $0.5 < \epsilon < 0.7$. Tanto para el disco frío como para el disco tibio no existe restricción sobre la energía de ligadura normalizada, es decir, todas las estrellas ligadas cuyo momento angular esté lo suficientemente alineado con el momento angular estelar total de la galaxia, o que tengan una órbita casi circular serán consideradas parte del disco. El halo, por su parte, es aquella componente estelar tal que su circularidad sea $\epsilon < 0.5$ y su energía de ligadura es $\kappa > -0.75$., mientras que el bulbo estelar corresponderá a todas las estrellas tal que $\epsilon < 0.5$ y $\kappa < -0.75$. En otras palabras, la diferencia entre el bulbo y el halo consiste simplemente en que las estrellas del bulbo se encuentran mucho más ligadas gravitacionalmente a la galaxia en comparación a las estrellas del halo. Estas definiciones se basan en los límites definidos por Du et al. (2020) [35] con la diferencia de que en este trabajo hemos considerado una región más grande para el disco delgado motivada por los límites de Grand et al. (2017) [23]. Se definió también la componente *ex-situ* e *in-situ* de acuerdo a las Eqs. (3.10) y (3.9) respectivamente.

Al estudiar la distribución vertical de las estrellas en el disco encontramos que las estrellas *in-situ* se distribuyen en una región más delgada verticalmente que las estrellas *ex-situ*. Para la distribución vertical de masa estelar *in-situ*, se obtuvo un factor de escala de $z_0 = 1.23$ kpc para el intervalo $[0.5, 1]$ kpc, mientras que para el intervalo $[1, 5]$ kpc se obtuvo un factor de escala de $z_0 = 2.05$ kpc. Por otro lado, para la

distribución vertical de masa estelar *ex-situ* el factor de escala en el intervalo $[0.5, 1]$ kpc y $[1, 5]$ kpc es $z_0 = 2.53$ kpc y $z_0 = 4.14$ kpc respectivamente. Además, estudiamos la circularidad de cada población de estrellas en el disco frío y encontramos que las estrellas *in-situ* se mueven en órbitas muy circulares, tales que $\epsilon > 0.95$, en comparación a las estrellas *ex-situ*, que se distribuyen de manera homogénea en el rango $0.7 < \epsilon < 1$, lo cuál sugiere que el disco *in-situ* es aún más frío que el *ex-situ*. Se obtienen así dos estructuras dentro del disco frío, el disco frío *in-situ*, el cual se compone de estrellas dinámicamente muy frías y distribuidas en una región verticalmente más delgada que la segunda estructura, el disco frío *ex-situ*. Los dos resultados son interesantes al contrastar con el trabajo observacional de Mardini et al. (2022) [36], con estrellas de nuestra galaxia, en el que identifican una componente independiente de disco, compuesta de estrellas metálicamente pobres y con orígenes *ex-situ*, cuyo factor de escala vertical se extiende más allá del disco grueso.

Si bien el disco frío *ex-situ* alcanza alturas mayores que el disco frío *in-situ*, nos preguntamos que tan importante es la componente estelar *ex-situ* en comparación con la *in-situ* en términos de la masa. Para esto, primero calculamos la razón de masa estelar de cada componente dinámica con respecto a la total y encontramos que estadísticamente hablando, el disco frío estelar contiene el 50 % de la masa estelar total de las galaxias tipo MW / M31. De esto, calculamos la fracción de masa estelar *ex-situ* en el disco frío, de lo cual encontramos que solo el 6 % de la masa estelar de disco frío es masa estelar *ex-situ*. Es decir, aunque la mitad de la masa estelar se encuentre en el disco frío de las galaxias tipo MW / M31, de esta masa, solo el una pequeña porción es de estrellas *ex-situ*. Además, encontramos que las estrellas *ex-situ* son en general metálicamente más pobres que las *in-situ*, esto es, el rango de metalicidad de las estrellas *ex-situ* es $\log_{10}(M_Z/M_{total}) \in [-9.1, -1.00]$, mientras que las estrellas *in-situ* son tales que $\log_{10}(M_Z/M_{total}) \in [-4.84, -0.83]$. Por otro lado, estadísticamente, el rango de edades de las estrellas *ex-situ* encontradas en el disco frío es 4.5 – 13.5 Gyr, mientras que las estrellas *in-situ* más viejas tienen 13.4 Gyr, no hablamos de un límite inferior de edad de estrellas *in-situ* pues la formación estelar continua en el interior del disco.

Por otro lado, calculamos también la historia de ensamblaje de masa estelar de muestras galaxias. La contribución de masa estelar *ex-situ* de estrellas jóvenes en los discos de galaxias tipo MW / M31 no es significativa. Además, las curvas de ensamblaje de masa estelar *ex-situ* acumulada nos muestran que la mayor población estelar *ex-situ* en el disco es vieja, pues no existen muchas estrellas *ex-situ* jóvenes. La mayoría de las estrellas jóvenes en el disco se debe a formación estelar *in-situ*, la cual sigue muy activa en la época actual en todas las galaxias de la muestra. En general la historia de acreción de las galaxias es la siguiente: los discos galácticos acretan básicamente el 99 % de sus estrellas *ex-situ* hasta hace 4.5 Gyr, para posteriormente detener su acreción, y continuar la formación de estrellas con el gas que aún queda.

Al observar la distribución espacial de las estrellas *ex-situ* en el disco de las galaxias encontramos pequeñas acumulaciones de estrellas fuera del centro para una pequeña sub-muestra de galaxias. Investigamos dos casos particulares, el de las galaxias C y D, los cuáles representan un caso atípico y otro caso típico de la muestra. Para éstas galaxias caracterizamos las propiedades físicas de la población *ex-situ* e *in-situ* de sus estrellas, además de analizar el origen del cúmulo de estrellas fuera del centro. Para el caso típico encontramos que el satélite al que pertenecían las estrellas del grupo tenía formación estelar relativamente constante, aunque pequeña, pues en su trayectoria no parece haber tenido muchas interacciones gravitacionales con otros sistemas antes de encontrarse con su galaxia principal. En cambio, para el caso atípico encontramos que el grupo se compone de muchas estrellas *ex-situ* jóvenes y de metalicidad mayor al promedio que fueron acretadas a la galaxia recientemente, hace ~ 2.5 Gyr.

Feuillet et al. (2022) [18] estudiaron la posibilidad de que el disco dinámicamente frío de la Vía Láctea incluya una población estelar *ex-situ* antigua acretada hace apenas 2 Gyr al disco de galaxia. Los resultados de este trabajo son consistentes con la posibilidad de que existan estrellas *ex-situ* en el disco frío provenientes de sistemas recientemente acretados al disco. Así mismo, hacen falta más estudios sobre las propiedades dinámicas de la componente estelar *ex-situ* en el disco de las galaxias, de modo que se nos permita observar si en efecto la componente *ex-situ* e *in-situ* del disco frío de las galaxias corresponde a estructuras dinámicamente independientes. Por otro lado, es deseable identificar con certeza los sistemas que se fusionaron con la galaxia observada y caracterizar con más exactitud las poblaciones de estrellas *ex-situ*.

En particular, como continuación de este trabajo se calculará la función de distribución de $[\text{Fe}/\text{H}]$ de las estrellas del disco de la muestra de las galaxias tipo MW/M31 de Illustris TNG para ser comparadas con los resultados observacionales de Yin et al. (2009) [72], quienes estudiaron la evolución química del disco de la Vía Láctea y M31 con los datos observacionales de Holmberg et al. (2007) [29] y Chang et al. (1999) [10] para la Vía Láctea y Worthey et al. (2005) [71] para M31.

Antes de finalizar, es importante señalar que la definición de estrellas *in-situ* y *ex-situ* en este trabajo incluye la posibilidad de clasificar erróneamente estrellas que nacen cuando la trayectoria de su satélite originario se acerca mucho a la galaxia principal. Del mismo modo, la clasificación de estrellas está sujeta al tamaño de radio dentro del cual se está considerando la región de nacimiento *in-situ*. Para este trabajo dicho radio es del tamaño de un radio de media masa, de acuerdo a la Ec. (3.9). En el Apéndice B ejemplificamos visualmente lo anterior. En el futuro se planea refinar la definición de "lugar de nacimiento de las estrellas", a fin de determinar con más certeza cuándo una estrella es *ex-situ* o *in-situ*.

Apéndice A

```
def findinsitu(starsbirthpos, MBpos, MBHMR, subhalopos):  
    '''  
    starsbirthpos : Stars birth position  
    MBpos         : Position of main branch subhalos  
    MBHMR        : Half Mass Radius of main branch subhalos  
    subhalopos   : Position of the subhalo  
  
    Returns boolean array such that:  
    insitu = True  
    exsitu = False  
    '''  
  
    MBx = MBpos[:,0] - subhalopos[0]  
    MBy = MBpos[:,1] - subhalopos[1]  
    MBz = MBpos[:,2] - subhalopos[2]  
  
    bx = starsbirthpos[:,0] - subhalopos[0]  
    by = starsbirthpos[:,1] - subhalopos[1]  
    bz = starsbirthpos[:,2] - subhalopos[2]  
  
    N_stars = len(bx)  
    MB_N = len(MBx)  
  
    insitu_stars = np.zeros(N_stars, dtype=bool)  
  
    for i in range(N_stars):  
        for j in range(MB_N):  
            x_ = bx[i] - MBx[j]  
            y_ = by[i] - MBy[j]
```



```
z_ = bz[i] - MBz[j]
dj = np.sqrt(x_**2 + y_**2 + z_**2)
if dj < MBMR[j]:
    insitu_stars[i] = True
    break
else:
    continue
return insitu_stars
```

Apéndice B

En el panel derecho de la Fig. B.1 mostramos el mapa de nacimiento de estrellas de una galaxia, en este mapa se encuentran las estrellas *in-situ* en negro, y *ex-situ* en colores, clasificadas de acuerdo a las definiciones en las Eqs. (3.9) y (3.10). Al realizar un acercamiento (panel derecho de la Fig. B.1) notamos que en la rama negra (de estrellas *in-situ*) se encuentra un grupo de estrellas en color rojo, que indica que están siendo clasificadas como *ex-situ* a pesar de que su posición de nacimiento en la trayectoria definida por las estrellas *in-situ*, indica que también deberían ser estrellas *in-situ*.

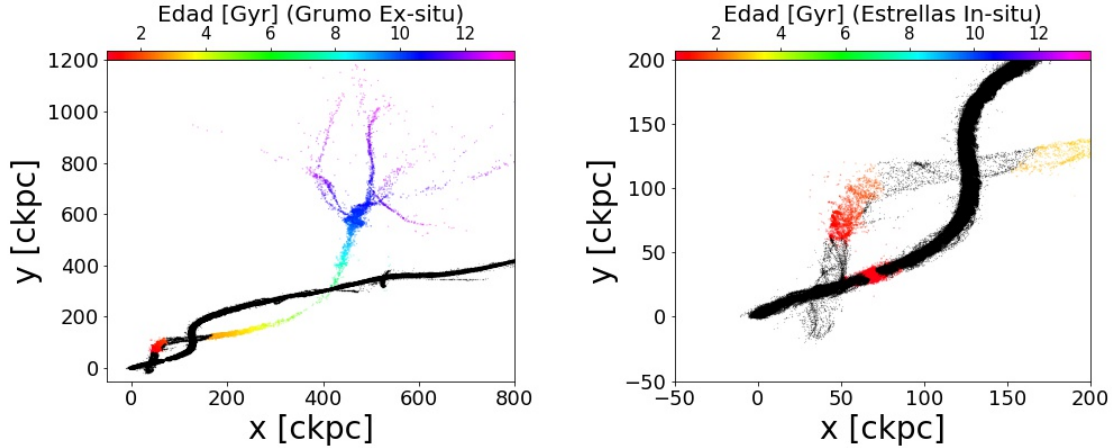


Figura B.1: En el panel izquierdo y derecho se gráfica el lugar de nacimiento de las estrellas *ex-situ* (en colores) e *in-situ* (en negro) en el disco frío de una galaxia. La diferencia se encuentra en la escala.

La segunda observación importante concierne a la trayectoria de estrellas *ex-situ*. En el panel de la derecha de la Fig. B.1 se observa claramente que la trayectoria de estrellas *ex-situ* (en colores) es mucho menos densa en estrellas que la rama de estrellas *in-situ*

(en negro), más aún, la transición entre estrellas *in-situ* y *ex-situ* no es exactamente a las orillas de la densa trayectoria negra, si no que a unos cuantos kilo-parsecs de distancia. Esto se debe a la elección del radio de nacimiento *in-situ*. En este trabajo se clasifican estrellas *in-situ* como todas aquellas que nazcan dentro de un volumen con un radio del tamaño un radio de media masa de la galaxia.

Para obtener resultados más precisos se buscará mejorar el método de clasificación de las estrellas.

Bibliografía

- [1] Abadi, M. G., et al., 2003, ApJ, 591, 499. doi:10.1086/375512
- [2] Abadi, M. G., et al., 2003, ApJ, 597, 21. doi:10.1086/378316
- [3] Beers, T. C., et al., 2005, ARAA, 43, 531. doi:10.1146/annurev.astro.42.053102.134057
- [4] Besla, G., et al., 2007, ApJ, 668, 949. doi:10.1086/521385
- [5] Binney, J. & Merrifield, M., 1998, Galactic astronomy. Princeton, NJ : Princeton University Press, 1998. (Princeton series in astrophysics) QB857 .B522 1998
- [6] Bland-Hawthorn J., et al., 2016, ARAA, 54, 529. doi:10.1146/annurev-astro-081915-023441
- [7] Blitz, L., et al., 1999, ApJ, 514, 818. doi:10.1086/306963
- [8] Carlesi, E., et al. 2022, MNRAS, 513, 2385. doi:10.1093/mnras/stac897
- [9] Chabrier, G., 2003, PASP, 115, 763. doi:10.1086/376392
- [10] Chang R. X., et al., 1999, A&A, 350, 38.
- [11] Chiappini C., et al., 1997, ApJ, 477, 765. doi:10.1086/303726
- [12] Chiappini, C., American Scientist, November-December 2001, pp. 506-515.
- [13] Chiappini C., et al., 2001, ApJ, 554, 1044. doi:10.1086/321427
- [14] Davis, M., et al., 1985, ApJ, 292, 371. doi:10.1086/163168
- [15] Edvardsson, B., et al., 1993, AAP, 275, 101
- [16] Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R., 1962, ApJ, 136, 748. doi:10.1086/147433

- [17] Engler, C., et al., 2021, MNRAS, 500, 3957. doi:10.1093/mnras/staa3505
- [18] Feuillet, D. K., et al., 2022, ApJ, 934, 21. doi:10.3847/1538-4357/ac76ba
- [19] Font A. S., et al., 2020, MNRAS, 498, 1765. doi:10.1093/mnras/staa2463
- [20] Frebel, A. & Norris, J. E. 2015, ARAA, 53, 631. doi:10.1146/annurev-astro-082214-122423
- [21] Gavazzi G., et al., 1996, A&A, 312, 397 doi:10.1007/978-3-540-69654-4-53
- [22] Genel S. et al., 2015, ApJL, 804, L40. doi:10.1088/2041-8205/804/2/L40
- [23] Grand R. J. J., et al., 2017, MNRAS, 467, 179. doi:10.1093/mnras/stx071
- [24] Gratton, R., et al. 1996, Formation of the Galactic Halo...Inside and Out, 92, 307
- [25] Gratton R.G. et al., 2000, Astron. Astrophys. 358, 671–681
- [26] Gomez, F. A., 2017, MNRAS 472, 3722. doi:10.1093/mnras/stx2149
- [27] Helmi, A., et al. 2018, NAT, 563, 85. doi:10.1038/s41586-018-0625-x
- [28] Helmi, A. 2020, ARAA, 58, 205. doi:10.1146/annurev-astro-032620-021917
- [29] Holmberg J., et al. 2007, A&A, 475, 519. doi:10.1051/0004-6361:20077221
- [30] Hopkins P. F., et al., 2018, MNRAS, 480, 800. doi:10.1093/mnras/sty1690
- [31] Lin, C. C. & Shu, F. H. 1964, ApJ, 140, 646. doi:10.1086/147955
- [32] Lintott, C. J., et al. 2008, MNRAS, 389, 1179. doi:10.1111/j.1365-2966.2008.13689.x
- [33] Liu, G.-C., et al. 2020, ApJS, 247, 68. doi:10.3847/1538-4365/ab72f8
- [34] Doménech-Moral, M., et al. MNRAS (2012) 421, 3, 2510–2530, doi:10.1111/j.1365-2966.2012.20534.x
- [35] Du M., et al., 2020, ApJ, 895, 139. doi:10.3847/1538-4357/ab8fa8
- [36] Mardini, M. K., et al. 2022, ApJ, 936, 78. doi:10.3847/1538-4357/ac8102
- [37] Marinacci, F., et al. 2018, MNRAS, 480, 5113. doi:10.1093/mnras/sty2206
- [38] Martin, G., et al., 2018, MNRAS, 480, 2266. doi:10.1093/mnras/sty1936
- [39] Mateo, M. L. 1998, ARAA, 36, 435. doi:10.1146/annurev.astro.36.1.435

- [40] Matteucci, F., & Francois, P., *MNRAS* (1989) 239, 885-904
- [41] Matteucci, F. 2021, *AAPR*, 29, 5. doi:10.1007/s00159-021-00133-8
- [42] Naiman, J. P., et al. 2018, *MNRAS*, 477, 1206. doi:10.1093/mnras/sty618
- [43] Nelson, D., et al. 2018, *MNRAS*, 475, 624. doi:10.1093/mnras/stx3040
- [44] Nelson, D., et al. 2019b, *MNRAS*, 490, 3234. doi:10.1093/mnras/stz2306
- [45] Nelson D., et al., 2019, *ComAC*, 6, 2. doi:10.1186/s40668-019-0028-x
- [46] Obreja, A., et al. 2018, *MNRAS*, 477, 4915. doi:10.1093/mnras/sty1022
- [47] Pearson et al., 2019, *A&A*, 631, A51. doi:10.1051/0004-6361/201936337
- [48] Pillepich, et al. 2018, *MNRAS*, 475, 648. doi:10.1093/mnras/stx3112
- [49] Pillepich A., et al., 2018, *MNRAS*, 473, 4077. doi:10.1093/mnras/stx2656
- [50] Pillepich, A., et al. 2019, *MNRAS*, 490, 3196. doi:10.1093/mnras/stz2338
- [51] Planck Collaboration, Adam R., et al. 2016, *A&A*, 594, A1. doi:10.1051/0004-6361/201527101
- [52] Ramos P., et al., 2022, *A&A*, 666, A64. doi:10.1051/0004-6361/202142830
- [53] Rodríguez-Gómez, V., et al. 2015, *MNRAS*, 449, 49. doi:10.1093/mnras/stv264
- [54] Rodriguez-Gomez V. et al., 2016, *MNRAS*, 458, 2371. doi:10.1093/mnras/stw456
- [55] Ryden, B. 2003, *Introduction to cosmology* / Barbara Ryden. San Francisco, CA, USA: Addison Wesley, ISBN 0-8053-8912-1, 2003, IX + 244 pp.
- [56] Sahlholdt, C. L., et al., 2022, *MNRAS*, 510, 4669. doi:10.1093/mnras/stab3681
- [57] Santistevan, I. B., et al. 2021, *MNRAS*, 505, 921. doi:10.1093/mnras/stab1345
- [58] Satopaa, V., et al. (2011), 31st International Conference on Distributed Computing Systems Workshops, 2011, pp. 166–171, doi: 10.1109/ICDCSW.2011.20.
- [59] Scannapieco C., et al., 2009, *MNRAS*, 396, 696 doi:10.1111/j.1365-2966.2009.14764.x
- [60] Scannapieco, C., et al., 2011, *MNRAS*, 417, 154–171 doi:10.1111/j.1365-2966.2011.19027.x
- [61] Searle, L. & Zinn, R. 1978, *ApJ*, 225, 357. doi:10.1086/156499

- [62] Sestito, F., et al., 2019, MNRAS, 484, 2166. doi:10.1093/mnras/stz043
- [63] Sestito, F., et al. 2020, MNRAS, 497, L7. doi:10.1093/mnrasl/slaa022
- [64] Shen, J. & Zheng, X.-W. 2020, Research in Astronomy and Astrophysics, 20, 159. doi:10.1088/1674-4527/20/10/159
- [65] Silk, J., Di Cintio, A., & Dvorkin, I. 2014, Proceedings of the International School of Physics 'Enrico Fermi' Course 186 'New Horizons for Observational Cosmology' Vol. 186, 186, 137. doi:10.3254/978-1-61499-476-3-137
- [66] Spitoni, E., et al. 2019, AAP, 623, A60. doi:10.1051/0004-6361/201834188
- [67] Spitoni, E., et al. 2022, arXiv, arXiv:2206.12436
- [68] Springel, V., et al. 2001, MNRAS, 328, 726. doi:10.1046/j.1365-8711.2001.04912.x
- [69] Springel, V., et al. 2018, MNRAS, 475, 676. doi:10.1093/mnras/stx3304
- [70] Stoughton, C., Lupton, R. H., Bernardi, M., et al. 2002, AJ, 123, 485. doi:10.1086/324741
- [71] Worthey G., et al. 2005, ApJ, 631, 820. doi:10.1086/432785
- [72] Yin J., et al. 2009, A&A, 505, 497. doi:10.1051/0004-6361/200912316
- [73] Yin C. et al. IEEE Winter Conference on Applications of Computer Vision, 2014, pp. 213-219, doi: 10.1109/WACV.2014.6836098.
- [74] Yuan, C. 1969, ApJ, 158, 889. doi:10.1086/150249