



Distribución y estructura de agrupaciones estelares jóvenes

G. Baume^{1,2}, C. Feinstein^{1,2} & M.J. Rodríguez²

¹ *Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas, UNLP, Argentina*

² *Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET-UNLP, Argentina*

Contacto / editor.baaa@gmail.com

Resumen / Las agrupaciones estelares son reconocidas como herramientas para esclarecer varios aspectos astrofísicos como son la formación estelar o la estructura de las galaxias. En esta presentación se lleva a cabo una descripción del uso de las agrupaciones estelares para el estudio de la estructura subyacente de las poblaciones estelares a diferentes escalas y su vínculo con un diseño fractal. Con esta finalidad, se describen varios métodos para el análisis de la distribución espacial de los miembros de una agrupación estelar y de dichas agrupaciones en una galaxia. Se estudia la aplicación de estos métodos sobre las poblaciones estelares jóvenes de diferentes galaxias. En particular, se remarca la utilidad del uso de técnicas de aprendizaje automático, de los árboles de expansión mínima, de los mapas de densidad estelar y de los dendrogramas, tanto para la identificación de las agrupaciones jóvenes como para revelar la eventual naturaleza fractal de su distribución y de su estructura interna. El análisis global indica que los métodos de agrupamiento conocidos como PLC y HDBSCAN son los más adecuados para el estudio realizado. Por otro lado, se encuentra que la distribución espacial a gran escala de las poblaciones estelares jóvenes estudiadas es consistente con una dimensión fractal determinada.

Abstract / Stellar groupings are recognized as tools to clarify various astrophysical aspects such as star formation or the structure of galaxies. In this presentation, a description of the use of stellar groupings is carried out for the study of the underlying structure of stellar populations at different scales and their link with a fractal design. To this end, several methods are described for the analysis of the spatial distribution of the members of a stellar cluster and of such clusters in a galaxy. The application of these methods over young stellar populations of different galaxies is studied. In particular, the usefulness of the use of machine learning techniques, minimum spanning trees, stellar density maps and dendrograms is highlighted, both for the identification of young clusters and to reveal the eventual fractal nature of their distribution and its internal structure. The global analysis indicates that the clustering methods known as PLC and HDBSCAN are the most suitable for the study carried out. On the other hand, the large-scale spatial distribution of the young stellar populations studied is found to be consistent with a given fractal dimension.

Keywords / Methods: data analysis – Open clusters and associations: general – Galaxies: photometry – Galaxy: star clusters

1. Introducción

Las agrupaciones estelares se caracterizan por ser grupos de estrellas que pertenecen a la misma región del espacio, por lo que puede considerarse que todas ellas se encuentran aproximadamente a la misma distancia. Además, en general se considera que ellas poseen la misma composición química (metalicidad) y aproximadamente la misma edad. Aunque estas dos últimas afirmaciones pueden ser dudosas en algunos casos particulares. Se acepta entonces que las agrupaciones estelares son representativas de diferentes poblaciones estelares de una galaxia y sus parámetros fundamentales (edades, distancias, enrojecimientos, etc.) se pueden determinar de una forma más confiable y precisa que para el caso de estrellas individuales.

El estudio de la estructura y la distribución de las agrupaciones estelares puede dar indicios de su estado evolutivo. En particular, en el caso de las agrupaciones jóvenes, ellos pueden dar pistas importantes sobre el proceso de formación estelar. Desde hace tiempo se reconoce que las poblaciones estelares jóvenes poseen una organización jerárquica (Larson 1994; Elmegreen &

Efremov 1996). O sea que estructuras de tamaño más reducido y de alta densidad estelar se encuentran anidadas sucesivamente dentro de otras estructuras de mayor tamaño y menor densidad. De esta forma los *cúmulos estelares jóvenes* se suelen encontrar como grupos dentro de *asociaciones OB*, y estas últimas pueden agruparse a su vez formando los denominados *agregados estelares*. Siguiendo con la escala ascendente se encuentran luego los *complejos estelares* y finalmente *fracciones de brazos espirales* (para más detalles ver Ambartsumian 1968; Efremov 1989; Gouliermis et al. 2015, 2017; Gouliermis 2018; Grasha et al. 2017).

Dado que la conversión de gas en estrellas se produce por el colapso gravitacional de gas y polvo dentro de las nubes moleculares (Clarke et al., 2000; Lada & Lada, 2003; Larson, 2003), es lógico suponer que la organización de las poblaciones estelares jóvenes es un reflejo de la distribución jerárquica y auto-similar (fractal) del medio interestelar (ISM). Esta distribución se extiende sobre varias escalas espaciales (p.e., Elmegreen 1993; Elmegreen & Falgarone 1996) y se considera como un síntoma claro de su propia naturaleza turbulenta



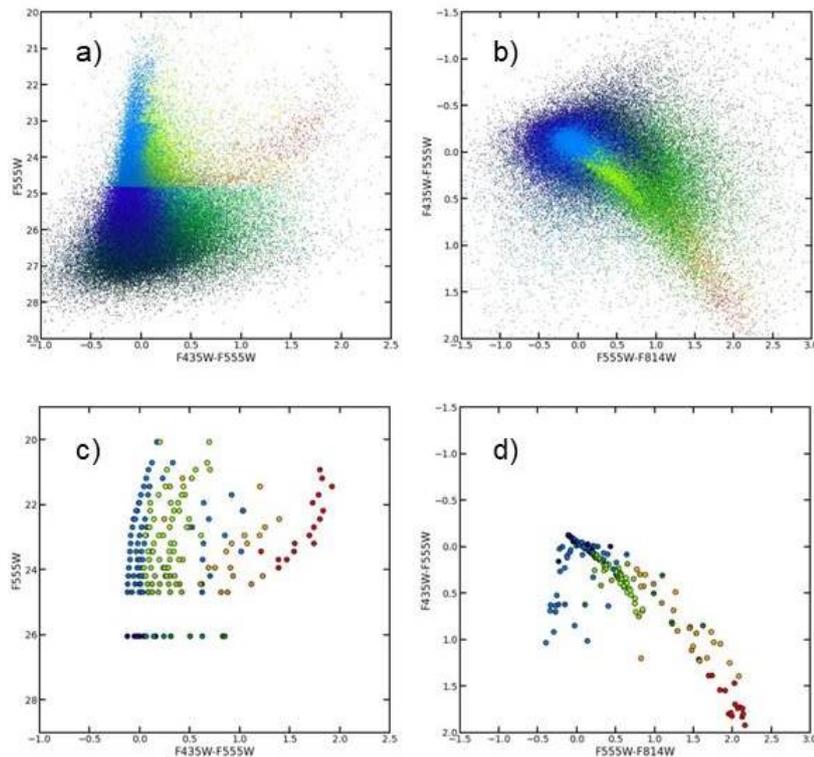


Figura 1: **a)** y **b)** Diagramas fotométricos de la población estelar en la galaxia NGC 1313 (Baume et al., in prep.). Los colores indican las diferentes poblaciones identificadas. En particular, los símbolos celestes y verde claro se adoptan como representantes de la población joven. **c)** y **d)** Simplificación de los diagramas fotométricos en base al uso de GMM, donde los símbolos indican los centros de las diferentes componentes.

(Larson, 1981; Stutzki et al., 1998; Elmegreen & Scalo, 2004).

En base a lo planteado, es necesario disponer de medidas o parámetros cuantitativos y objetivos de la estructura y distribución de las agrupaciones estelares. Ellos permiten efectuar estudios sistemáticos sobre numerosas estructuras estelares de diferentes escalas, estableciendo si dichas estructuras estelares son fractales o no. Además se torna útil emplear estas medidas para comparar agrupaciones (observadas o simuladas) evaluando como evolucionan y comparar los resultados hallados entre las poblaciones estelares y aquellos del ISM.

En las secciones siguientes se describen las metodologías más convenientes utilizadas para identificar las poblaciones estelares y las agrupaciones estelares en una galaxia (Sec. 2.). Luego se describen los métodos para el estudio de su estructura interna (Sec. 3.) y su distribución en la galaxia anfitriona (Sec. 4.). En cada caso se presentan los resultados correspondientes. Finalmente, en las secciones Sec. 5. y Sec. 6. se encuentra la discusión de estos resultados y las conclusiones globales.

2. Identificación de agrupaciones estelares

La forma de llevar a cabo la identificación de agrupaciones estelares depende en primer lugar de la resolución espacial brindada por el sistema de observación utilizado. En el caso de disponer de baja resolución espacial que no permita distinguir los diferentes miembros de

una agrupación, la identificación se lleva a cabo fundamentalmente por la comparación entre forma de las imágenes de los objetos estudiados con los de los objetos puntuales (“point spread function” o PSF; ver por ejemplo Adamo et al. 2017). Por otro lado, en el caso de tener datos con suficientemente alta resolución espacial como para distinguir los miembros individuales, entonces la identificación se hace midiendo la densidad espacial o cercanía de los objetos entre si. En ambos casos es posible encarar el problema utilizando herramientas de aprendizaje automático (ML) no supervisado, las cuales son aptas para ser aplicadas de forma eficiente al gran volumen de datos producidos por diferentes relevamientos celestes.

En particular, para los casos de alta resolución espacial, las técnicas adecuadas son las denominada de “técnicas de agrupamiento” (clustering). Ellas tienen como objetivo la identificación de grupos de objetos dentro de los datos sobre la base de características (features) similares para los objetos de un dado grupo y disimiles para los objetos de grupos diferentes. Si bien existe gran cantidad de estas técnicas, algunas se adaptan mejor a un tipo de datos que otras (ver la página web de la librería scikit-learn* para mas detalles).

En el caso de la identificación de agrupaciones estelares jóvenes, el primer paso consiste en localizar la población joven. Esto se puede hacer mediante el empleo de datos fotométricos multibanda y seleccionando la po-

*<https://scikit-learn.org/stable/modules/clustering.html>

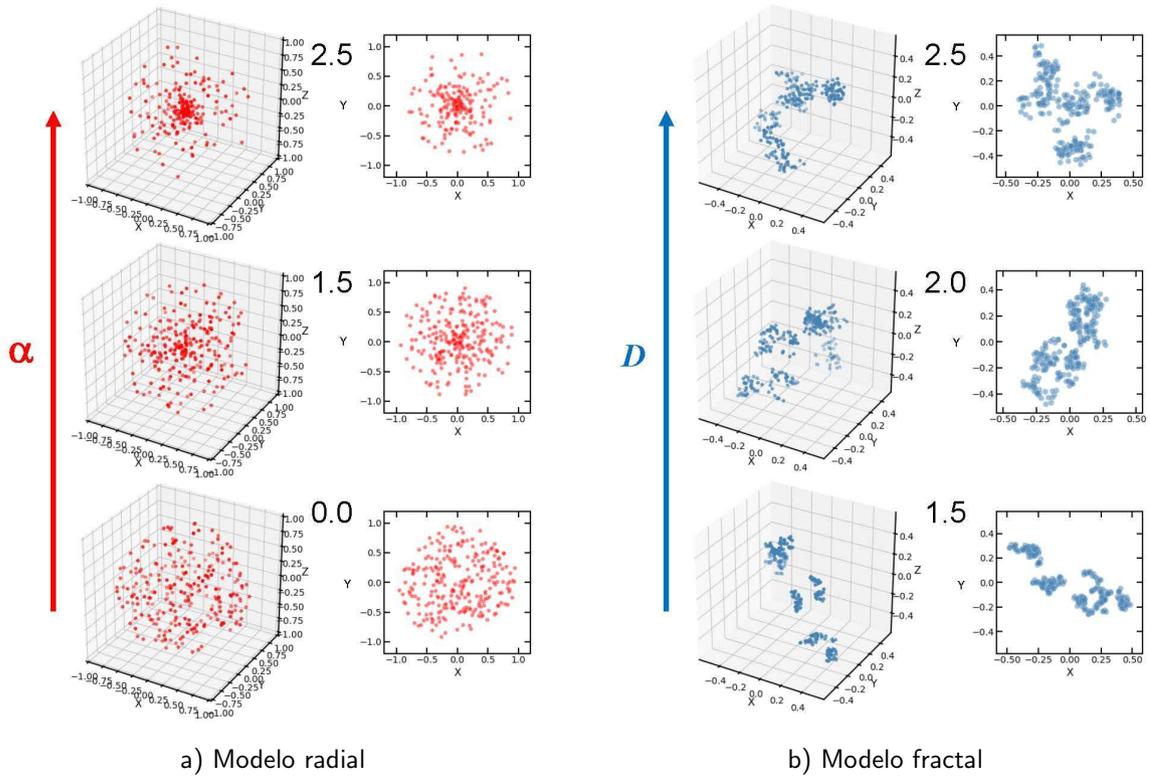


Figura 2: Modelos 3D simples de agrupaciones estelares. **a)** Modelos con simetría radial y una concentración central donde el parámetro α indica su relevancia. **b)** Modelos con estructura fractal donde el parámetro D indica el grado de concentración de los grumos. En cada caso se muestran los gráficos 3D y sus correspondientes proyecciones en un plano X-Y.

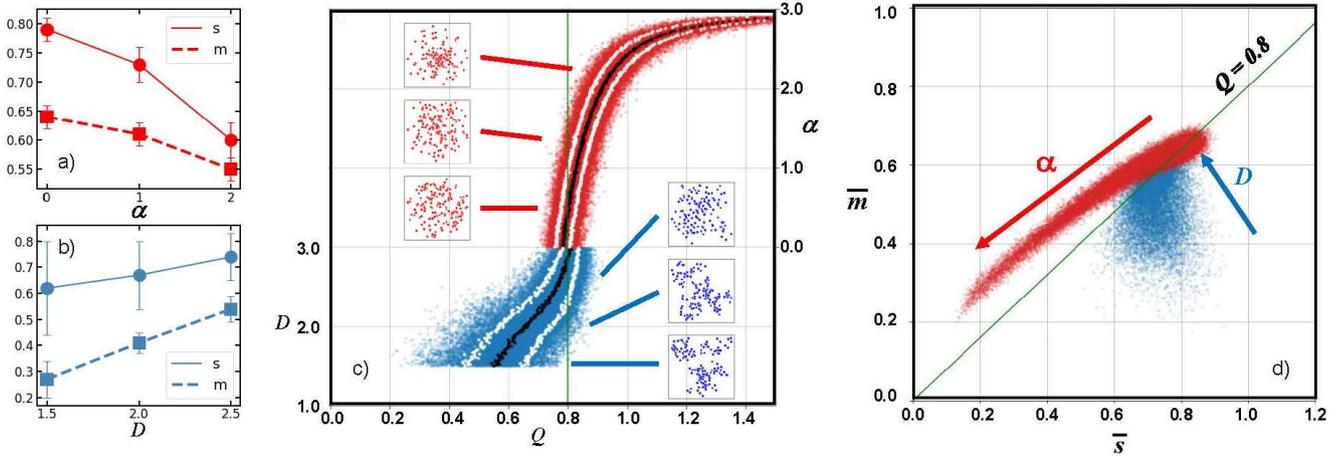


Figura 3: **a)** y **b)** Comportamiento de \bar{m} y \bar{s} con los parámetros α y D . **c)** Valores de Q para diferentes modelos teóricos. La curva negra y las curvas blancas corresponden respectivamente al valor medio y a la desviación estándar para cada valor de D o de α . **d)** Representación de diferentes modelos teóricos en el plano \bar{m} vs. \bar{s} . Las rectas verdes en **c)** y **d)** indican el valor $Q = 0.8$.

blación más azul y brillante. Diferentes trabajos simplemente utilizan límites en las magnitudes e índices de color para seleccionar esta población. Entre estos trabajos se encuentran los de Sun et al. (2017b,a, 2018), denominados SUN+, y la mayoría de los trabajos de nuestro grupo de investigación, denominados RBFs**. Aunque los trabajos de Baume et al. (2021) y Baume et al. (in

**RBFs incluye los siguientes trabajos: Rodríguez et al.

prep.) presentan un método más elaborado basado en la aplicación de métodos de “clustering” (principalmente *Gaussian mixture method* ó GMM) sobre los diagramas fotométricos para hacer esta selección (ver Fig. 1). En el caso de los trabajos mencionados, SUN+ aplican la metodología sobre datos fotométricos infrarrojos de las (2016, 2018, 2019, 2020); Baume et al. (2021); Feinstein et al. (2021 in press); Baume et al. (in prep.)

Agrupaciones estelares jóvenes

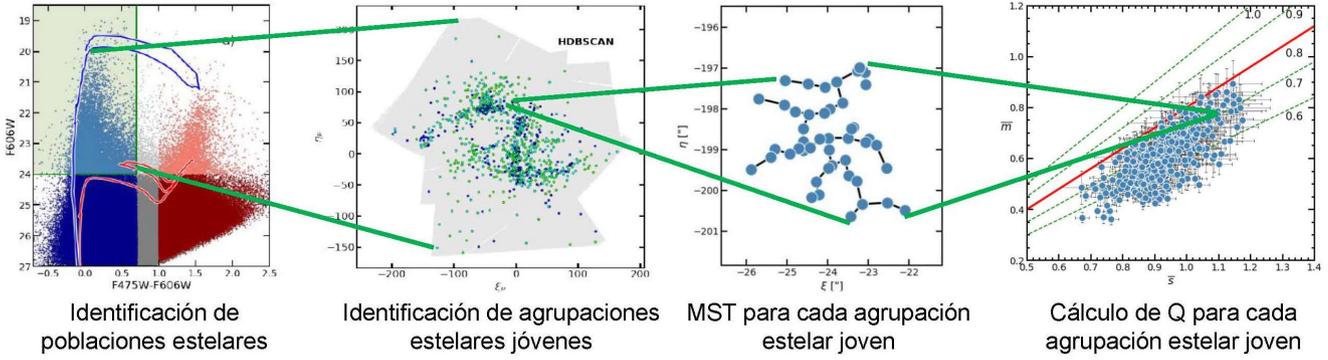


Figura 4: Esquema que indica los pasos empleados para obtener el parámetro Q .

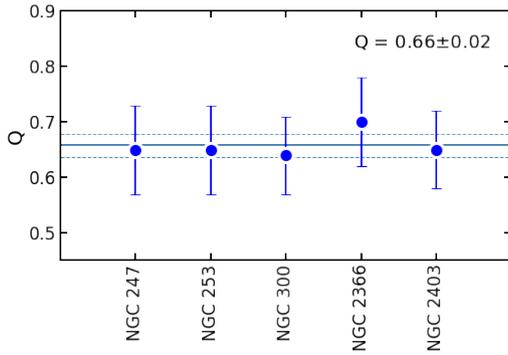


Figura 5: Valores del parámetro Q obtenido para las agrupaciones jóvenes de varias galaxias cercanas. Las líneas horizontales indican el valor medio y la desviación estándar.

Nubes de Magallanes obtenidos con el telescopio VISTA (Sutherland et al., 2015), mientras que RBFs lo hacen sobre datos basados en imágenes en varias bandas fotométricas de campos de galaxias cercanas y obtenidas con el Telescopio Espacial Hubble (HST). Dichos datos corresponden al Legacy Extragalactic UV Survey (LEGUS; Lee et al. 2014) y al The ACS Nearby Galaxy Survey (ANGST; Dalcanton et al. 2009).

Luego de identificar la población joven, se procede al uso de su información de posición (astrometría), aplicándole algún método de “clustering” adecuado. En este sentido, Baume et al. (2021) estudiaron la eficiencia de los métodos *Agglomerative clustering* (AgC), *Path linkage criterion* (PLC), *Density based spatial clustering of applications with noise* (DBSCAN) y *Hierarchical DBSCAN* (HDBSCAN). Ellos encontraron que si bien todos los métodos seleccionados brindan resultados en principio aceptables matemáticamente, solo HDBSCAN y PLC proveen resultados consistentes con los esperados para agrupaciones estelares en cuanto a su distribución espacial y su rango de tamaños.

3. Estructura interna de las agrupaciones

Para el estudio de la estructura interna de agrupaciones estelares se suelen utilizar modelos teóricos simplificados como son una distribución estelar con simetría radial y concentración central o un modelo fractal (Cartwright

& Whitworth, 2004). En el primer caso se suele utilizar una densidad estelar (ρ) siguiendo una ley de potencias, o sea:

$$\rho \sim r^{-\alpha}$$

o, alternativamente, un perfil de King (1962). Mientras que como modelo fractal es usual utilizar el propuesto por Cartwright & Whitworth (2004), el indicado por Elmegreen (1997) o variantes de los mismos como el indicado por Sánchez et al. (2005). En la Fig. 2 se presentan algunos de estos casos.

La parametrización de los modelos propuestos o de los datos observacionales puede llevarse a cabo desde un punto de vista estadístico utilizando diferentes funciones de distribución. En este caso se suele utilizar la “Función de distribución de distancias”, la “Función de correlación” o una variante de esta última denominada “Función de correlación de pares” (TPCF). En particular, la primera de ellas se halla asociada con el “Largo de correlación normalizado” (\bar{s}). Si bien estas funciones permiten en general una descripción con cierto detalle de las estructuras analizadas, por sí solas no logran diferenciar claramente si se trata de una estructura fractal o no. Un complemento adecuado para el análisis lo brinda el uso de un “árbol de expansión mínima” (MST) de la proyección 2D de la estructura estudiada. En este caso el parámetro asociado es el “Valor medio normalizado de los enlaces” (\bar{m}).

En la Figs. 3a y 3b se compara el comportamiento de los parámetros \bar{s} y \bar{m} aplicados sobre los modelos de concentración central y fractal propuestos anteriormente. Se nota que en ambos poseen un comportamiento similar, o sea que en el caso de una concentración central, ellos disminuyen a medida que la concentración se hace más acentuada (α aumenta), y en el caso de una estructura fractal, ellos aumentan a medida que el grado de fractalidad disminuye (D aumenta). No obstante, en cada caso el ritmo de cambio es diferente para \bar{s} o \bar{m} . Esto es, en el caso de una concentración central, \bar{s} disminuye más rápido que \bar{m} . Por otro lado, en el caso de una estructura fractal \bar{m} aumenta más rápido que \bar{s} .

En definitiva, para establecer cualitativamente y cuantitativamente la estructura estudiada, Cartwright & Whitworth (2004) identificaron como adecuada a la relación:

$$Q = \bar{m}/\bar{s}$$

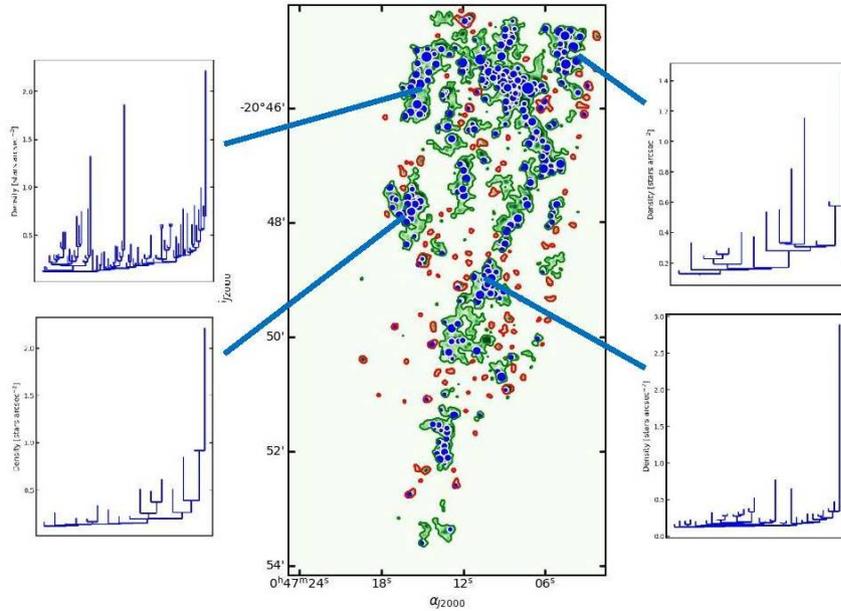


Figura 6: Mapa de densidad estelar de la población joven de la galaxia NGC 247. Los símbolos azules indican los centros de agrupaciones estelares. Los contornos verdes representan las estructuras con estructura compleja, presentándose los correspondientes dendrogramas para alguna de ellas. Los contornos rojos indican las regiones sin estructura detectable. (Figura basada en Rodríguez et al. 2020)

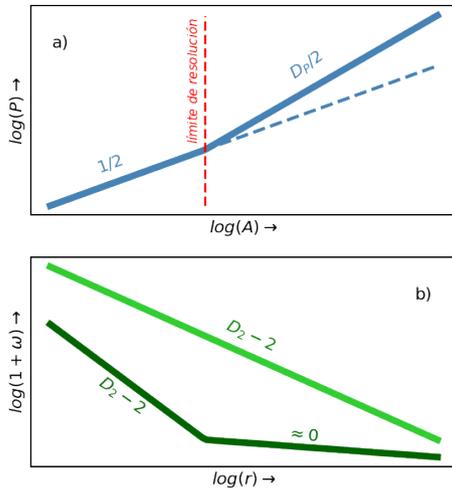


Figura 7: Esquemas para estimar D_P o D_2 para una estructura fractal. **a)** Relación P-A. **b)** Modelos de la TPCF: Una ley de potencia (curva verde claro) o de un par de leyes de potencia a tramos.

Este cociente permite distinguir entre una concentración central y una estructura fractal dependiendo si su valor es mayor o menor a aproximadamente 0.8, respectivamente. Este comportamiento se suele representar en un gráfico de coordenadas cartesianas donde se combinan los parámetros D y α en el eje de ordenadas y Q en las abscisas (Fig. 3c). Otro gráfico típico que indica la misma situación es \bar{m} vs. \bar{s} (Fig. 3d).

Cabe notar que, al considerar modelos teóricos más elaborados en los que se considera un conjunto de partículas con una dada distribución de masas y que

evolucionan dinámicamente a partir de una estructura fractal, ellos desarrollan caminos en un diagrama \bar{m} vs. \bar{s} cruzando el límite de $Q = 0.8$ y finalizando con una concentración central. No obstante, el tiempo que les lleva a dichos modelos cumplir con ese trayecto depende de forma importante de la relación entre la energía cinética y potencial al inicio. Esto es, si el sistema se halla subvirializado, entonces la evolución es rápida, mientras que si el sistema es supervirializado entonces la evolución es lenta. (ver Sánchez & Alfaro 2010; Daffern-Powell & Parker 2020). Varios trabajos han buscado una relación entre las edades de diferentes objetos con sus correspondientes valores de Q . Entre ellos se destacan los trabajos de Sánchez & Alfaro (2010) y de Hetem & Gregorio-Hetem (2019) realizados sobre cúmulos de la Vía Láctea y los trabajos de Gieles et al. (2008) y Bastian et al. (2009) realizados sobre poblaciones en las Nubes de Magallanes.

En la Fig. 5 se indica el valor medio y la desviación estándar de los valores del parámetro Q evaluados sobre todas las agrupaciones estelares jóvenes identificadas en varias galaxias cercanas estudiadas por RBFs. Se aprecia que todos ellos se encuentran cerca de $Q \sim 0.66$, y este valor se puede vincular con una dimensión fractal $D \sim 2$ (ver Fig. 3b). Este último valor es compatible con el hallado por Sánchez & Alfaro (2010) para los cúmulos de la Vía Láctea.

4. Distribución de las agrupaciones

Para un análisis de la forma en que se distribuye una población estelar en una galaxia se suelen utilizar diferentes técnicas. Una de estas técnicas es el uso de los mapas de densidad estelar generados a partir de un *ker-*

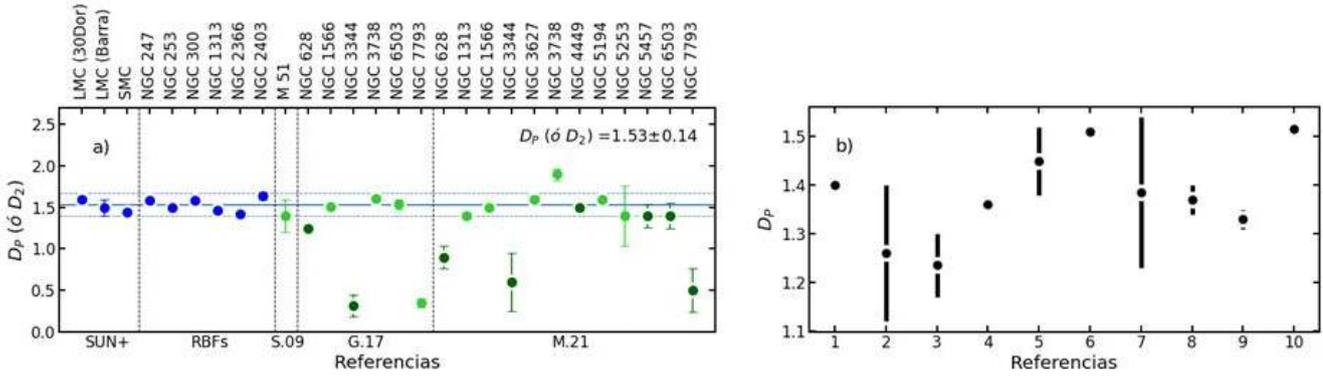


Figura 8: **a)** Valores de la dimensión fractal obtenida por diferentes autores sobre la distribución proyectada de los objetos de la población estelar joven. Los símbolos azules resultan de aplicar la relación P-A. Los símbolos naranjas/rojos resultan de aplicar la TPCF. Los símbolos verde claro indican los datos modelados por una única ley de potencias, mientras que los símbolos verde oscuro indican aquellos modelados con un par de leyes de potencia (ver Menon et al. (2021) para mas detalles). Las líneas verticales separan los datos de diferentes trabajos. Las líneas horizontales indican el valor medio y la desviación estándar. **b)** Valores de la dimensión fractal proyectada del ISM obtenida por diferentes autores y utilizando la relación P-A. La figura y las referencias correspondientes se basan en Sánchez & Alfaro (2010).

nel gaussiano (KDE; ver Rodríguez et al. 2019). Para un estudio cualitativo, estos mapas se pueden complementar con el uso de “dendrogramas” (ver Rosolowsky et al. 2008). Ellos brindan una forma esquemática de representar la distribución de los datos y permiten obtener un esquema independientemente de la cantidad de dimensiones que posea la distribución original, identificando más claramente las estructuras jerárquicas. Un ejemplo claro se presenta en la Fig. 6 para la galaxia NGC 247 estudiada por Rodríguez et al. (2019).

Por otro lado, para realizar un estudio cuantitativo se puede:

- Calcular la relación período-área (P-A) de las isodensitas. En el caso de tratarse de una estructura fractal se verifica que:

$$P \sim A^{D_p/2}$$

donde D_p es la dimensión fractal de la estructura proyectada.

- Utilizar la TPCF ($= 1 + \omega$), la cual en el caso de una estructura fractal toma la forma de una ley de potencia:

$$1 + \omega \sim r^{D_2-2}$$

donde D_2 es la dimensión fractal que parametriza la estructura estudiada.

El primer método fue aplicado por SUN+. Posteriormente, RBFs lo aplicaron sobre las observaciones ya mencionadas de galaxias cercanas. Por otro lado, otros trabajos (Scheepmaker et al. 2009 = S.09, Grasha et al. 2017 = G.17 y Menon et al. 2021 = M.21) aplicaron la segunda metodología utilizando también observaciones fotométricas del HST pero sobre galaxias mas lejanas (3-18 Mpc). En la Fig. 8a se presentan los resultados obtenidos en los trabajos mencionados, donde se nota la coincidencia de los mismos a pesar del uso de diferentes métodos. En especial, algunas galaxias fueron incluidas en diferentes estudios. Este es el caso de NGC 1313 estudiada por Baume et al. (2021) utilizando la relación P-A y por Menon et al. (2021) utilizando la TPCF. También se aprecia la situación particular de NGC 628,

NGC 3344 y NGC 7793. Estas galaxias resultan tener valores significativamente bajos en la dimensión fractal (D_2) respecto a la mayoría de las galaxias estudiadas. Este hecho se ve confirmado por haber sido incluidas tanto en el trabajo de Grasha et al. (2017) como en el de Menon et al. (2021) con resultados similares. Algunas sugerencias para este comportamiento fueron dado por Menon et al. (2021).

Cabe notar que con ambos métodos se obtiene una dimensión fractal (D_p o D_2) que corresponde a una estructura espacial proyectada sobre un plano. Para poder comparar estos valores de con los obtenidos en la Sec. 3. que corresponden a estructuras espaciales, es necesario realizar una transformación adecuada. Muchos autores simplemente adicionan una unidad a D_p o D_2 (Beech, 1992) aunque otros autores (Gouliermis et al., 2014) indican que esta forma no es correcta, o a lo sumo lo es en condiciones muy acotadas, o sea casos de estructuras fractales muy particulares. Para resolver este problema, Sánchez & Alfaro (2010) obtuvieron una relación entre ambas dimensiones basada en simulaciones numéricas. Utilizando esta transformación a los valores presentados en la Fig. 8a se obtiene un valor $D \sim 2.2 - 2.3$ para la dimensión fractal promedio vinculada con la distribución espacial de las agrupaciones estelares jóvenes. Se nota que este valor es consistente con el valor $D \sim 2$ obtenido en la Sec. 3. para la estructura interna de las mismas.

5. Discusión

En relación con las diferentes metodologías para el estudio de la estructura y distribución de agrupaciones estelares, se pueden considerar que:

- Las técnicas de “clustering” PLC y HDBSCAN son las más adecuadas para identificar las agrupaciones estelares a partir de la distribución espacial de sus miembros obtenida con observaciones de alta resolución espacial

- El parámetro Q es adecuado para realizar la descripción de la estructura interna de las agrupaciones estelares, clasificando cualitativamente entre una estructura con concentración central, una estructura homogénea o una estructura fractal. Adicionalmente, permite dar una medida cuantitativa en cada caso.
- La descripción de la distribución espacial de las agrupaciones estelares puede estudiarse cualitativamente en base al uso de KDEs y “dendrogramas”, mientras que para su estudio cuantitativo es adecuado utilizar la relación P-A o la TPCF.

Respecto a los resultados obtenidos en cada caso, las poblaciones estelares jóvenes de la Vía Láctea y de galaxias cercanas (hasta 18 Mpc) poseen una estructura interna compatible con $Q \sim 0.66$ o una dimensión fractal $D \sim 2$, mientras que el ISM parece tener una estructura que en promedio se asocia con una dimensión fractal $D \sim 2.6$. Esta discrepancia ya fue notada por Sánchez & Alfaro (2010), brindando algunas sugerencias que permitirían explicarla. Estos escenarios se basan fundamentalmente en las siguientes hipótesis:

- De la misma forma que la estructura de una población estelar cambia a medida que evoluciona dinámicamente, se puede suponer que la estructura del ISM cambia hasta que se produce la formación estelar disminuyendo su dimensión fractal.
- A pesar de los valores similares hallados, la dispersión de valores en las dimensiones fractales tanto del ISM como de las poblaciones estelares pueden reflejar simplemente la evolución dinámica de cada uno de ellos y podrían acercar las diferencias observadas entre sus valores medios.
- El proceso de formación estelar en si podría afectar de forma significativa la estructura del ISM y ser la causa de la diferencia de las dimensiones fractales.

La respuesta puede ser alguna de estas hipótesis o una combinación de ellas. En particular se puede indicar que actualmente existen indicios de estructuras multifractales tanto en el ISM (Yahia et al., 2021) como en algunas poblaciones estelares (Cartwright & Whitworth, 2004) que darían fundamento a alguna de ellas. No obstante es un campo que requiere ser estudiado en detalle para alcanzar un modelo confiable.

6. Conclusiones

Se destaca que el uso de los parámetros \bar{m} , \bar{s} , Q y D permite la utilización de diferentes técnicas de ML para analizar gran cantidad de datos astronómicos en forma objetiva, sistemática y homogénea. En particular, la aplicación sobre datos obtenidos a partir de las imágenes de alta resolución espacial del HST han permitido la cuantificación de la estructura fractal en agrupaciones estelares de galaxias cercanas.

En relación con los resultados, en líneas generales se han encontrado valores de D similares en diferentes galaxias espirales o irregulares con poblaciones jóvenes, aunque aparece una diferencia entre D de las poblaciones estelares jóvenes y del ISM. Paralelamente, existen indicios de agrupaciones con estructura multifractal que requieren un estudio más detallado.

Agradecimientos: Trabajo parcialmente financiado por el PIPs 112-201701-00055 de CONICET y los Programas de Incentivos 11/G158 y 11/G168 de la UNLP.

Referencias

- Adamo A., et al., 2017, ApJ, 841, 131
 Ambartsumian V.A., 1968, *Problemy evoliutsii Vselennoi*.
 Bastian N., et al., 2009, MNRAS, 392, 868
 Baume G., Feinstein C., Rodríguez M.J., in prep.
 Baume G., et al., 2021, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina, 62, 116
 Beech M., 1992, Ap&SS, 192, 103
 Cartwright A., Whitworth A.P., 2004, MNRAS, 348, 589
 Clarke C., Bonnell I., Hillenbrand L., 2000, *The Formation of Stellar Clusters*, 151, University of Arizona Press
 Daffern-Powell E.C., Parker R.J., 2020, MNRAS, 493, 4925
 Dalcanton J.J., et al., 2009, ApJS, 183, 67
 Efremov Y.N., 1989, Astrophys. Space Phys. Res., 7, 107
 Elmegreen B.G., 1993, ApJL, 419, L29
 Elmegreen B.G., 1997, ApJ, 477, 196
 Elmegreen B.G., Efremov Y.N., 1996, ApJ, 466, 802
 Elmegreen B.G., Falgarone E., 1996, ApJ, 471, 816
 Elmegreen B.G., Scalo J., 2004, ARA&A, 42, 211
 Feinstein C., et al., 2021 in press, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XXX*
 Gieles M., Bastian N., Ercoleo B., 2008, MNRAS, 391, L93
 Gouliermis D.A., 2018, PASP, 130, 072001
 Gouliermis D.A., Hony S., Klessen R.S., 2014, MNRAS, 439, 3775
 Gouliermis D.A., et al., 2015, MNRAS, 452, 3508
 Gouliermis D.A., et al., 2017, MNRAS, 468, 509
 Grasha K., et al., 2017, ApJ, 840, 113
 Hetem A., Gregorio-Hetem J., 2019, MNRAS, 490, 2521
 King I., 1962, AJ, 67, 471
 Lada C.J., Lada E.A., 2003, ARA&A, 41, 57
 Larson R.B., 1981, MNRAS, 194, 809
 Larson R.B., 1994, D.P. Clemens, R. Barvainis (Eds.), *Clouds, Cores, and Low Mass Stars, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, vol. 65, 125
 Larson R.B., 2003, *Reports on Progress in Physics*, 66, 1651
 Lee J.C., et al., 2014, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, vol. 223, 217.01
 Menon S.H., et al., 2021, MNRAS, 507, 5542
 Rodríguez M.J., Baume G., Feinstein C., 2016, A&A, 594, A34
 Rodríguez M.J., Baume G., Feinstein C., 2018, MNRAS, 479, 961
 Rodríguez M.J., Baume G., Feinstein C., 2019, A&A, 626, A35
 Rodríguez M.J., Baume G., Feinstein C., 2020, A&A, 644, A101
 Rosolowsky E.W., et al., 2008, ApJ, 679, 1338
 Sánchez N., Alfaro E.J., 2010, *The fractal spatial distribution of stars in open clusters and stellar associations*, vol. 4, 1–11
 Sánchez N., Alfaro E.J., Pérez E., 2005, ApJ, 625, 849
 Scheepmaker R.A., et al., 2009, A&A, 494, 81
 Stutzki J., et al., 1998, A&A, 336, 697
 Sun N.C., et al., 2017a, ApJ, 835, 171
 Sun N.C., et al., 2017b, ApJ, 849, 149
 Sun N.C., et al., 2018, ApJ, 858, 31
 Sutherland W., et al., 2015, A&A, 575, A25
 Yahia H., et al., 2021, A&A, 649, A33