

Modelo computacional de la formación de cúmulos proto-estelares: aplicación a “the Brick”.

Formation of protostellar clusters' computational model: an application to 'the Brick'.

EPISTEMUS
ISSN: 2007-8196 (electrónico)

Guillermo Arreaga García ¹

Recibido: 17 / 05 / 2022

Aceptado: 20 / 10 / 2022

Publicado: 24 / 11 / 2022

DOI: <https://doi.org/10.36790/epistemus.v16i33.225>

Autor de Correspondencia:
Guillermo Arreaga García
Correo : guillermo.arreaga@unison.mx

Resumen

En el presente trabajo se exponen los resultados de un proyecto de simulación numérica diseñado para estudiar el proceso de formación de la nube interestelar conocida como "the Brick". Dicha nube está localizada cerca del centro de la Vía Láctea. El proceso de formación simulado está basado en la colisión de dos sub-nubes de gas que están contenidas en una nube progenitora mayor. Una característica fundamental es que el gas que simulamos muestra velocidades turbulentas. Estudiamos los resultados de varias simulaciones que representan bien algunos casos de interés académico, además del caso de la nube "the Brick". Adicionalmente, calculamos las propiedades físicas de los grupos de proto-estrellas resultantes de tales modelos. Por la masa obtenida, dichos grupos se pueden identificar como cúmulos proto-estelares.

Palabras clave: astrofísica, simulaciones, gas, proto-estrellas.

Abstract

In the present work, we show results of a numerical simulation project aimed to study the formation process of the interstellar cloud known as "the Brick". This cloud is located near the Milky Way center. The simulated formation process is based on the collision of two gas sub-clouds that are contained within a larger progenitor cloud. A fundamental characteristic is that the simulated gas shows turbulent velocities. The results of several simulations that well represent some cases of academic interest are studied besides the case of the cloud "the Brick". In addition, we calculate the physical properties of the groups of proto- star resulting from such models. Due to the obtained mass, these groups can be identified as protostellar clusters.

Keywords: astrophysics, simulations, gas, protostars.

¹ Doctor en Ciencias, Departamento de Investigación en Física. Universidad de Sonora, Hermosillo, Sonora, México, guillermo.arreaga@unison.mx, orcid:0000-0003-3873-3894.



INTRODUCCIÓN

En una noche oscura es posible apreciar a simple vista el cielo con un número enorme de estrellas e incluso con buena suerte, se puede ver la franja brillante que inspiró a los griegos a llamarla Vía Láctea, ver Figura 1.



Figura 1. Noche estrellada. Imagen tomada por el astrónomo Julio Saucedo (DIFUS-UNISON).

Con ayuda de un telescopio se puede notar que las estrellas forman grupos, que pueden contener desde un número pequeño de miembros, hasta agrupaciones que contienen miles de miembros. En este último caso, los grupos reciben el nombre de cúmulos estelares. Las estrellas pertenecientes a un grupo son muy similares con respecto a sus propiedades físicas. En particular, todas las estrellas miembros de un grupo están relacionadas dinámicamente, pues se formaron en un período de tiempo muy corto en comparación con el tiempo de evolución de las estrellas.

Estudiar el proceso de formación de las estrellas y en

particular la formación de los cúmulos de estrellas es muy interesante por los variados fenómenos físicos que están involucrados [1]. El proceso de formación se inicia con enormes nubes de gas de hidrógeno molecular; dichas nubes se encuentran localizadas tanto en el disco de la galaxia como en el bulbo central. Consideremos una nube con densidad uniforme. La fuerza neta sobre un elemento de fluido debido a la atracción gravitacional de la nube sería básicamente cero.

La presencia de partículas de polvo e interacciones con otras nubes actúan como perturbaciones de densidad o semillas de acumulación de masa; ya que un elemento de fluido con un contenido de materia ligeramente mayor que los elementos vecinos, los atrae gravitacionalmente. Y una vez que se presenta este fenómeno aleatorio de generación de una perturbación inicial, el proceso de acumulación de masa ya no puede detenerse debido a la naturaleza atractiva de la fuerza de gravedad. Por esta razón, a este suceso se le llama inestabilidad gravitacional. Al movimiento de la masa circundante hacia un núcleo más masivo debido a la atracción gravitacional, se le conoce como acreción y es la base física del colapso gravitacional [2].

La ocurrencia del colapso gravitacional hace que las nubes disminuyan su tamaño y aumenten su densidad, hasta que se forman estructuras proto-estelares cuya densidad ha aumentado en más de 10 órdenes de magnitud con respecto a la concentración inicial y su tamaño ha disminuido hasta el 10 por ciento del tamaño inicial de la misma. El fenómeno que hemos descrito en el párrafo anterior ocurre en múltiples sitios de la nube de manera simultánea, por lo tanto, en esta etapa del proceso de colapso, se forman múltiples sistemas proto-estelares.

Aunque las proto-estrellas todavía no brillan como una estrella real, sí comparten la mayoría de las propiedades dinámicas, como movimientos de rotación, traslación y en el caso de sistemas binarios, el movimiento orbital. Estas



propiedades de las proto-estrellas muy probablemente serán heredadas a sus descendientes que sí logren convertirse en estrellas, de seguir su curso de colapso gravitacional más allá de la etapa proto-estelar.

La formación de protoestrellas es un fenómeno complejo, por lo cual es necesario realizar simulaciones numéricas. Con el código Gadget2, podemos simular el proceso de colapso gravitacional desde una nube inicial hasta la etapa de proto-estrellas [3]. Sin embargo, debido al cambio tan significativo tanto en densidad como en radio durante el proceso de colapso de una nube, se requiere de super-cómputo para hacer el seguimiento de manera suficientemente aceptable.

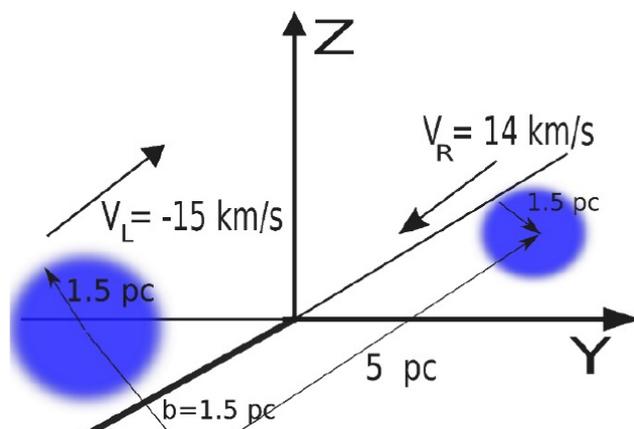


Figura 2. Se destacan las dos sub-nubes que van a colisionar. La nube progenitora que contiene a ambas sub-nubes no se muestra explícitamente.

DESARROLLO

El modelo está basado en la colisión de dos sub-nubes de gas, que están contenidas en una nube progenitora mayor, ver Figura 2. La nube mayor es turbulenta y, por lo tanto, también lo son las dos sub-nubes. En la Figura 2 no se ve explícitamente la nube mayor, con el propósito de enfatizar la presencia de las sub-nubes en color azul. La nube mayor tiene un radio de 5 parsecs (un parsec es equivalente a la distancia que viaja la luz durante 3.26 años a una velocidad de 300 000 km por segundo) está centrada en el origen de coordenadas, por lo cual contiene a ambas sub-nubes. Nos interesa simular numéricamente la colisión de las sub-nubes y la evolución dinámica de todo el sistema.

El primer paso es generar un modelo computacional de una nube turbulenta de gas de hidrógeno molecular, con las propiedades físicas adecuadas para representar a una nube progenitora en la región central de la Vía Láctea, que pueda dar origen a la nube más densa conocida como The Brick. Estas consideraciones fijan la masa total y el tamaño de la nube progenitora inicial.

En este punto es importante establecer que la evolución dinámica de los sistemas por simular la hacemos con

el código Gadget2; el cual integra las ecuaciones hidrodinámicas de un fluido auto-gravitante, usando la técnica de partículas suavizadas, que se abrevia en inglés como SPH [3].

El conjunto de partículas SPH está listo para ser evolucionado una vez que a cada partícula se le asignen posición y velocidad iniciales. La posición inicial se escoge de tal forma que la esfera tenga un perfil radial de densidad constante para todo radio. Para calcular la velocidad inicial de cada partícula, se debe crear un espacio de Fourier, en el cual cada componente de velocidad cartesiana se expresa como una sumatoria de un número fijo de modos de Fourier [4].

La determinación de las velocidades iniciales suele requerir mucho tiempo de cálculo, por lo cual este paso es computacionalmente más complicado. No obstante, se puede resolver este problema mediante la paralelización del código de generación de las velocidades, de tal forma que el número total de partículas SPH sea dividida entre el número de procesadores disponibles para el cálculo, de tal forma que a cada procesador le toquen un número manejable de partículas.

Una nube turbulenta muestra una dinámica de evolución muy particular durante el colapso gravitacional. Inicialmente, todas las partículas SPH adquieren velocidades de muy diferente magnitud y en direcciones aleatorias. Por esta razón, se forman múltiples semillas de masa de manera natural. Como mencionamos antes, con estas semillas de masa se inicia el proceso de colapso gravitacional de la nube, en múltiples lugares simultáneamente, ver el panel izquierdo de la Figura 3.

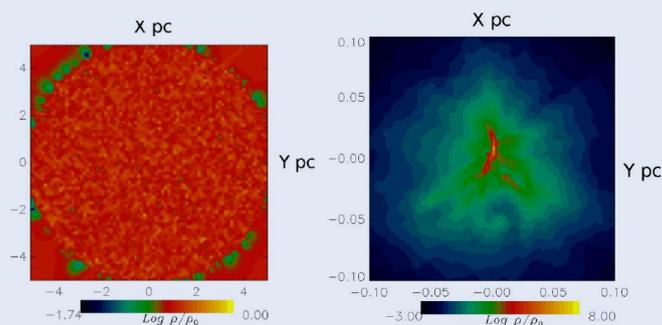


Figura 3. Visualización gráfica de la dinámica turbulenta.

Mostramos cortes bi-dimensionales de una esfera, que son paralelos al ecuador. La longitud de los ejes está en parsecs. En el panel izquierdo mostramos una nube en sus primeros estados de evolución. En el panel derecho mostramos la misma nube cuando ya está en sus últimos estados de evolución, en el cual ésta ha colapsado, como se puede apreciar al comparar en cada panel, las dimensiones en los ejes y el nivel de densidad mostrado en la barra horizontal.

La evolución temporal de la nube turbulenta, mediante la integración de las ecuaciones hidrodinámicas acopladas



con la fuerza de gravedad, muestran que la parte central de la misma colapsa hacia el centro de la esfera, mediante varios filamentos asimétricos. Ver el panel derecho de la Figura 3. El segundo paso es escoger dos sub-nubes, que estén contenidas completamente en la nube original. Debemos escoger aquellas partículas SPH localizadas alrededor de un centro, el cual ha sido fijado de antemano. Sólo aquellas partículas cuya distancia al centro sea menor que un radio dado (definido apropiadamente de antemano) serán consideradas parte de la sub-nube. Como se puede apreciar en la Figura 2, etiquetamos las sub-nubes como L (left) y R (right), de acuerdo con su posición inicial en el eje X.

Con el propósito de lograr que las sub-nubes se muevan una hacia la otra para chocar es necesario agregar una velocidad traslacional a la velocidad turbulenta de las partículas SPH de cada una de ellas. Cabe aclarar que, sin esta velocidad traslacional, las sub-nubes no colisionarían, pues como mostramos en la Figura 3, una nube turbulenta terminaría con un colapso anisotrópico central. Por otro lado, existe amplia evidencia observacional de la ocurrencia de colisiones entre nubes moleculares [5]. Una posible explicación de la ocurrencia de colisiones entre nubes- que se mueven principalmente siguiendo la rotación de la Galaxia- es que se han observado nubes que también se mueven en direcciones aleatorias en el plano de la Galaxia [6] y [7]. Estos movimientos aleatorios podrían ser causados por perturbaciones de origen dinámico, como explosiones de supernovas.

El radio, la velocidad de traslación pre-colisión y la separación inicial de las sub-nubes se escogen desiguales y las consideramos como parámetros del modelo, esto es, sus valores pueden cambiar en cada simulación, con el propósito de estudiar su influencia en la evolución del proceso. Todas las simulaciones están calibradas para tener la misma masa total y las mismas razones de energía inicial,

las cuales son dos cantidades relevantes para caracterizar el estado dinámico del gas en la nube. Se definen de la siguiente manera: una es el cociente de la energía térmica a la energía gravitacional y la otra es el cociente de la energía cinética a la energía gravitacional. Estos valores iniciales determinan en buena medida la evolución posterior del sistema y, por consiguiente, los resultados del colapso son básicamente diferentes para sistemas con otros valores de los cocientes de energía.

De hecho, en la investigación que hemos realizado de este tema, hemos definido varios modelos, en los cuales se pueden cambiar (i) el cociente inicial de los radios de las sub-nubes; (ii) los valores de los cocientes iniciales de energías tanto térmica como cinética con respecto a la energía gravitacional y (iii) el uso de un parámetro de impacto, que se define como una distancia de separación entre las trayectorias de las sub-nubes, de tal forma que la colisión frontal entre las sub-nubes, corresponde a un parámetro de impacto igual a cero. Cuando este parámetro de impacto no es cero, entonces la colisión de las sub-nubes tiene lugar de manera oblicua.

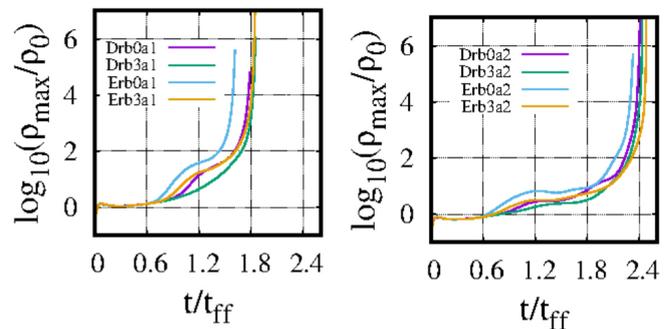


Figura 4. Ejemplos de curvas típicas de evolución de la densidad máxima de varias simulaciones.

El tercer paso consiste en realizar la evolución dinámica de todos los modelos, hasta el mayor tiempo posible. De hecho, la evolución dinámica del sistema no puede ser arbitrariamente larga, pues en la medida en que aumenta la densidad del gas debido al colapso gravitacional, el paso de tiempo de la integración numérica se hace cada vez más pequeño, ya que depende inversamente con la densidad. En la Figura 4, mostramos ejemplos típicos de las curvas de evolución de la densidad máxima en cada modelo de simulación con respecto al tiempo de evolución, que se mide en términos del tiempo de caída libre, que en este modelo es de 0.27 millones de años y se representa con el símbolo t_{ff} . Este tiempo de caída libre se define como el tiempo que una partícula de prueba localizada en el exterior de la nube necesitaría para alcanzar el centro de esta cuando solo actúa la fuerza de atracción gravitacional. El tiempo de caída libre se interpreta como la escala de tiempo necesario para que una nube colapse. Una vez que se alcanza la mayor evolución dinámica posible con el código Gadget2, finalmente se obtienen los resultados del modelo. Para mostrar estos resultados usamos gráficas de densidad en planos paralelos al ecuador de la esfera, similares a los que mostramos en la Figura 3 y ejemplos de estos resultados se muestran en la Figura 5.

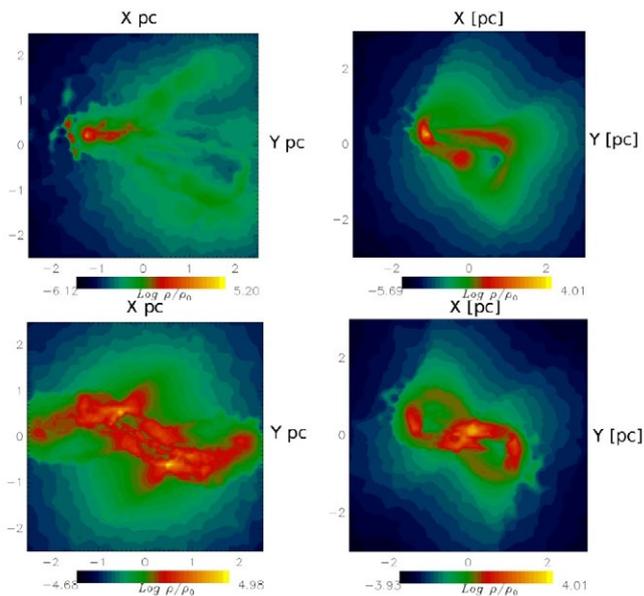


Figura 5. Representación visual de las configuraciones finales de los modelos.

La Figura 5 muestra los resultados de un par de modelos de colisión, en los que se ha incluido un parámetro de impacto igual en los dos modelos y solo la razón de radios iniciales de la sub-nubes escogidas es diferente, a saber: en los paneles de arriba, tenemos un radio de 0.75 pc para la sub-nube izquierda y 1.5 pc para la sub-nube derecha. Mientras, para los paneles de abajo, los radios iniciales de las sub-nubes son iguales.



La Figura 5 se refiere a modelos de simulación en los que hay un parámetro de impacto no cero, por lo cual la colisión es oblicua. Podemos observar que la sub-nube de la izquierda se mueve hacia la derecha, mientras que la sub-nube de la derecha se mueve hacia la izquierda. En la región central de cada panel, ocurre la colisión de las sub-nubes.

Se debe notar que los radios iniciales de las sub-nubes son diferentes en los paneles de arriba e iguales para los paneles de abajo. El valor del cociente de la energía térmica es menor para los paneles de la columna izquierda con respecto al valor mayor de los paneles de la columna derecha. Queremos resaltar que el valor de los parámetros si determina una diferencia significativa en los resultados de la simulación.

En la parte inferior de cada panel de la Figura 5, una barra establece una relación entre color y densidad alcanzada en la simulación. Tal como indican las barras, la región coloreada de amarillo indica regiones con mayor densidad. Según los términos introducidos en párrafos anteriores, estas regiones amarillas indican a las posibles regiones proto-estelares.

El último paso es caracterizar a esas regiones identificadas como proto-estelares y comparar contra observaciones. Con respecto a la caracterización, mencionamos que los parámetros físicos más importantes son la masa, el tamaño, la morfología y la razón de las energías tanto térmica como cinética con respecto a la energía gravitacional. A manera de ejemplo, en la figura 6 mostramos el valor de la masa para dos series de simulaciones. Encontramos que esas regiones contienen una masa cien mil veces la masa del sol. Por esta razón, consideramos que estamos simulando la formación de un cúmulo proto-estelar.

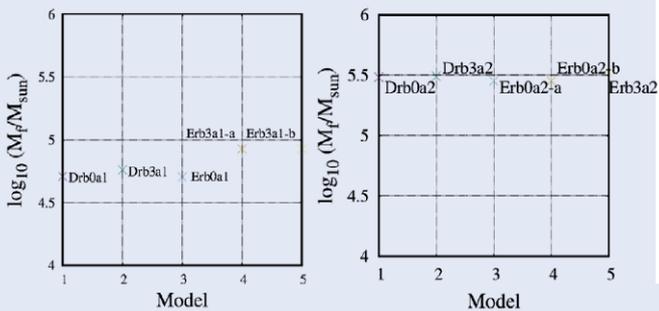


Figura 6. La masa de las regiones proto-estelares identificadas en dos series de modelos.

Ahora bien, con respecto a la comparación con observaciones, la comparación visual entre las estructuras observada y computacional es obviamente el primer elemento. De los modelos considerados, únicamente el mostrado en el panel inferior izquierdo de la Figura 5 se parece a la imagen de la nube conocida como the Brick [8], la cual se



reproduce aquí en la Figura 7. Se observa una estructura alargada con múltiples protuberancias. Un segundo elemento de comparación sería entre la masa y el tamaño de la estructura. En la Tabla 1 se muestran estos datos.

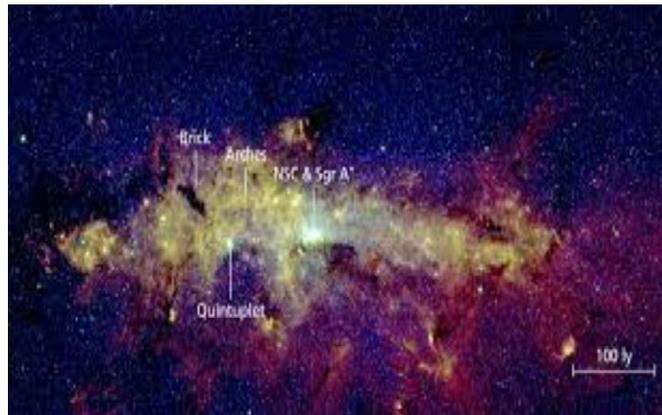
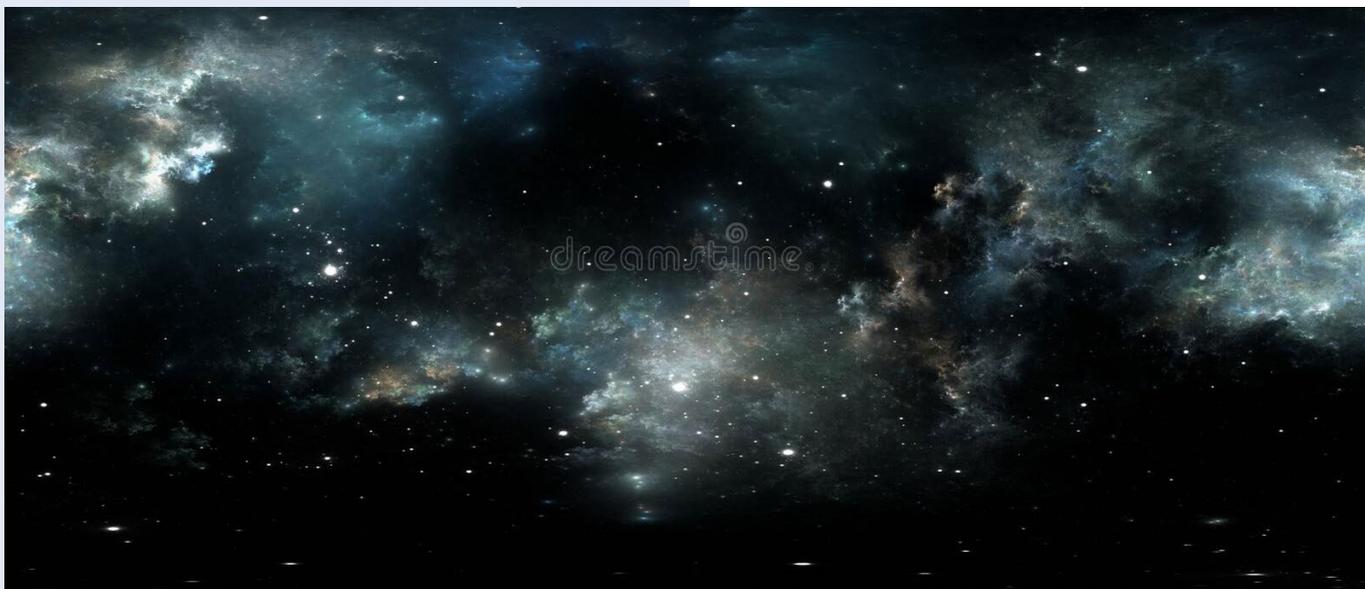


Figura 7. Imagen de la región central de la vía láctea.

En la Figura 7, se puede observar (en la región centro-izquierda de arriba) la etiqueta de la nube molecular conocida como "the Brick". En el recuadro de la esquina derecha-abajo, se ve la escala de longitud de la gráfica en años-luz. Un año-luz (ly en inglés) es una distancia equivalente a 0.3 parsecs.

Tabla 1. Comparación entre los parámetros físicos observados en la nube The Brick y los obtenidos en la simulación computacional.

	The Brick	Simulación
Masa [masas solares]	10^5	$10^{4.5}-10^{5.5}$
Longitud (radio promedio) [parsecs]	3	4





CONCLUSIONES

Es importante señalar que la dinámica de fluidos en nubes interestelares es un área de mucho interés para astrofísicos tanto teóricos como simuladores computacionales [9]. En particular, la turbulencia en fluidos astrofísicos ha sido estudiada con mucho interés desde hace varios años [10]. Y continuará siendo un tema de atención en el futuro, pues aún existen muchos problemas no resueltos, en los cuales la simulación computacional es una herramienta ideal para explorar [11] y [12].

Hoy día, la representación computacional apoya fuertemente a la investigación en astrofísica y cosmología mediante la realización de experimentos numéricos. La utilidad de dichos experimentos depende de la capacidad del modelo de capturar elementos físicos relevantes en el proceso real. Por esta razón, siempre se deben aplicar pruebas de consistencia y robustez de las simulaciones. En el caso de las que hemos mencionado en este artículo, se llevó a cabo un análisis de la resolución.

La resolución de una simulación depende básicamente del número de partículas SPH que participan. Cuando este número es suficientemente alto, se logra la consistencia en la resolución de dicha reproducción, entonces se garantiza que los resultados reportados son confiables. Con respecto a las que se presentan en este trabajo, se trata de 15 millones de partículas. Para manipular este número de partículas, es indispensable contar con acceso a un sistema de super-cómputo.

Ahora bien, la exploración de modelos de formación para nubes moleculares y su posterior evolución para formar estructuras proto-estelares es un área de investigación activa desde hace mucho tiempo.

RECONOCIMIENTOS

El autor agradece al Laboratorio Nacional de Super-cómputo del Sureste de México (LNS), perteneciente al padrón de laboratorios nacionales CONACYT, por los recursos computacionales, el apoyo y la asistencia técnica brindados, a través del proyecto Número 201801006n.

BIBLIOGRAFÍA

- [1] P. H. Bodenheimer, Principles of star formation, Springer-Verlag, 2011.
- [2] A. Rimmer, "The very hungry Universe", Astronomy, June 2022. <https://astronomy.com/issues/2022/june-2022>.
- [3] V. Springel, "The cosmological simulation code GADGET-2", Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Vol. 364, pp.1105, 2005.
- [4] G. Arreaga-García, "The effects on a core collapse of the changes in the number and size of turbulent modes of velocity", Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, Vol. 53, Num.2, pp.361-384, 2017.
- [5] R.I. Yamada, Y. Fukui, H. Sano, K. Tachihara, J.H. Bieging, R. Enokiya, A. Nishimura, S. Fujita, M. Kohno y K. Tsuge, arXiv:2106.01852, 2021.
- [6] E. Roslowsky, G. Engargiola, R. Plambeck and L. Blitz, "Giant molecular clouds in M33. High resolution observations", The Astrophysical Journal, vol. 599, pp.258-274, 2003.
- [7] A. Bolatto, A.Leroy, E. Roslowsky, F. Walter and L. Blitz, "The resolved properties of extragalactic giant molecular clouds", The Astrophysical Journal, vol. 686, pp.948-965, 2008.
- [8] Longmore, S.N., Rathborne, J., Bastian, N., Alves, J., Ascenso, J., Bally, J., Testi, L., Longmore, A., Battersby, C., Bressert, E., Purcell, C., Walsh, A., Jackson, J., Foster, J., Molinari, S., Meingast, S., Amorim, A., Lima, J., Marques, R., Moitinho, A., Pinhao, J., J. Rebordao, J. and Santos, F.D., "G0.253+0.016: a molecular cloud progenitor of an Arches-like cluster", The Astrophysical Journal, vol. 746, pp.117-127, 2012.
- [9] C.J. Clarke y R.F.Carswell, Principles of astrophysical fluids dynamics, Cambridge, 2009.
- [10] C. Federrath, "The turbulent formation of stars", Physics Today, vol. 71, Num. 6, pp.38-42, 2018.
- [11] M. R. Krumholz, "New theory of star formation", Astronomy, February 2008, <https://astronomy.com/news/2008/02/new-theory-of-star-formation>
- [12] D.Utomo, L.Blitz y E. Falgarone, "The origin of interstellar turbulence in M33", The Astrophysical Journal, 87117, 2019.

Cómo citar este artículo:

Arreaga García, G. (2022). Modelo computacional de la formación de cúmulos proto-estelares: aplicación a "the Brick". EPISTEMUS, 16(33).
<https://doi.org/10.36790/epistemus.v16i33.225>