

LOS INICIOS Y LA EVOLUCIÓN DE LA ASTROFÍSICA¹

John E. Beckman Abramson
Instituto Astrofísico de Canarias

RESUMEN

En esta conferencia he pretendido ilustrar los primeros pasos de la astrofísica moderna, y para ello, he partido de dos ejemplos: el primero está basado en la investigación de la naturaleza y evolución de las estrellas, y el segundo en la naturaleza de las galaxias. Empiezo explicando cómo, antes de que acabara el siglo XIX, los investigadores no habían encontrado las respuestas a dos preguntas básicas sobre las estrellas: la fuente de su energía y la historia de su evolución. Describo cómo Hertzsprung y Russell, en la primera década del siglo XX, utilizando los laboriosos trabajos de clasificación de sus antecesores, establecieron la relación principal entre la masa de una estrella y su temperatura, que ha formado la base de nuestro entendimiento de la evolución estelar. Relaciono el diagrama Hertzsprung-Russell, que sigue siendo una herramienta vital para entender y representar la evolución estelar, con nuestros conocimientos modernos de la producción de energía nuclear dentro de una estrella, explicando la secuencia de evolución entre las enanas y las gigantes.

¹ Agradezco a Terry Mahoney, investigador del Instituto de Astrofísica de Canarias, y a Peter Hingley, de la Biblioteca de la Royal Astronomical Society de Londres, por su ayuda para encontrar la bibliografía relevante a la preparación de este artículo.



A continuación, como segundo ejemplo, hago hincapié en el clásico debate entre Shapley y Curtis en el año 1920 sobre si las "nebulosas espirales" son objetos dentro de nuestra galaxia u otras galaxias (universos-isla). Explico como Shapley había conseguido una nueva y mejor estimación del tamaño de la Vía Láctea, cuyo tamaño resultó ser tres veces mayor que los valores obtenidos anteriormente; ésto le dio pie a pensar que las nebulosas espirales se encontraban dentro de la Vía Láctea. Curtis, sin embargo, usó la similitud morfológica entre lo que se sabía de la Vía Láctea y de las nebulosas espirales para postular que éstas eran otras galaxias como la nuestra. Describo los aciertos y los errores de ambos protagonistas en el debate y cuento cómo el desacuerdo se resolvió cuando Hubble consiguió medir las distancias a las nebulosas. La metodología y el ingenio de la astrofísica explicados en el artículo no difieren en principio de los de la astrofísica actual, a pesar del mayor alcance de nuestra técnica y de nuestros modelos teóricos.

1. LA ASTRONOMÍA Y LA ASTROFÍSICA

La astronomía es la más antigua de las ciencias físicas. La curiosidad del hombre por conocer y entender las estrellas es un resultado natural de la accesibilidad de ellas a la vista directa. No pretendo ni siquiera dar un resumen brevísimo de la historia de la astronomía, pero la inspiración de los fenómenos astronómicos ha sido clave en el desarrollo de nuestros sistemas conceptuales del universo. Expongo solamente dos ejemplos, muy conocidos, para justificar esta afirmación. El descubrimiento por Galileo, con los primeros telescopios fabricados por él, de las montañas de la Luna, de las manchas solares y de los satélites de Júpiter, abrió el camino a la idea de que la parte de universo fuera de la Tierra comparte sus imperfecciones, y su naturaleza, y como tal tiene que describirse por leyes universales que son vigentes tanto en la Tierra misma como en el espacio externo. La demostración por Newton que la misma ley de gravedad que describe la caída de una piedra (o una manzana) en la Tierra es capaz de describir de forma precisa los movimientos de los cuerpos celestiales, por ejemplo los planetas, abrió el camino a la idea de modelos teóricos universales que sirven para describir, y en un sentido explicar, el comportamiento de la materia de una forma independiente de su sitio, y de su época. Los dos ejemplos conjuntos demuestran la necesidad de la interacción del experimento (o en el caso de la astronomía de la observación) con la teoría que forma la base del método científico.

Sin embargo, la astrofísica, propiamente dicha, tardó en establecerse, y su desarrollo moderno se atrasó con respecto al de la física en general, de tal forma que se veía durante la primera parte del siglo XX como la cenicienta de las cien-



cias físicas. Solamente después de la Segunda Guerra Mundial la astrofísica pudo compartir, y en cierta medida rebasar, el ritmo de progreso rápido de la ciencia en general y de la física en particular. Desde los años sesenta estamos en la época de oro de la astrofísica, época que no será fácil que se repita, pero que todavía no ha llegado a su conclusión. En contraste con la física en general, el progreso en la astrofísica se ha basado más en los descubrimiento de los observadores que en la inspiración de los teóricos, y han sido los saltos cualitativos en la técnica los que han dado lugar a las posibilidades recientes de progreso vertiginoso, y a veces inesperado.

Aquí voy a hablar de dos temas para explicar algo de este progreso en sus orígenes a principios de este siglo: Qué es una estrella y qué es una galaxia. El objetivo es entender cómo los astrónomos discutieron sobre estos dos temas, lo que nos permitirá tener una visión particular, pero con aplicación general, de como una comunidad de científicos adquiere sus conocimientos.

2. LA NATURALEZA DE LAS ESTRELLAS

Cuando pongo la cuestión de la naturaleza de una estrella, sería más preciso preguntar "¿cómo funciona una estrella?". Durante el siglo XIX se había hecho mucho progreso observacional sobre algunas propiedades básicas de las estrellas. Las distancias de las más cercanas se habían estimado utilizando el mismo método, el paralaje, que se usa por los cartógrafos en estimar distancias a través de un paisaje. Los ángulos eran muy pequeños, bastante menores que un segundo de arco, pero el argumento de que si una estrella cercana se ve con un desplazamiento en el cielo de (digamos) la diezmilésima parte de un radian, observado contra el fondo de estrellas lejanas, entre (digamos) junio y enero su distancia de nosotros es diez mil veces el diámetro de la órbita de la Tierra era bien entendido y utilizado para medir estas distancias. Con el conocimiento de la distancia se puede estimar la masa de una estrella que se encuentra en un sistema binario: en órbita alrededor de otra estrella. El método es igual que se usa para obtener la masa de la Tierra conociendo el movimiento de la Luna y la constante de gravedad, o la masa del Sol conociendo el movimiento en su órbita de cualquier planeta. De hecho los astrónomos del siglo pasado ya sabían que las estrellas tienen masas comparables a la del Sol e infirieron que las estrellas son objetos similares al Sol. Sin embargo, era obvio también que no todas las estrellas son iguales. Tienen colores diferentes, y unas son más brillantes que otras. Conociendo las distancias era posible calcular las luminosidades absolutas de algunas estrellas (la luminosidad es simplemente la energía total que se emite en un segundo. Su potencia se mide en vatios, o en erg/s). Estas luminosidades



resultaron ser del orden de la del Sol, pero con diferencias entre sí de factores de miles entre la más luminosa y la menos luminosa. ¿Cuál era la naturaleza y el origen de esas diferencias, y cuál es, de todas formas, el origen de la energía de las estrellas?

2.1. Ideas del siglo XIX sobre la energía de las estrellas

Podemos empezar por la cuestión de la energía de las estrellas. El distinguido físico teórico Kelvin, a mediados del siglo XIX, ya había expuesto el problema de la energía de las estrellas de una forma muy clara. Se conocía la masa del Sol y también su luminosidad que, por la ley de conservación de energía, tiene que ser igual a su ritmo de producción de energía. Kelvin hizo el simple cálculo de suponer que la energía del Sol procede de la combustión de un fuel químico (usó carbón como ejemplo) y de considerar que la mitad de la masa del Sol es de carbón, y la otra mitad de oxígeno. Computó el tiempo que podría durar este proceso, dada la masa, y la producción bien conocida de calorías de un gramo de la mezcla. El cálculo le dio una estimación de la vida del Sol con potencia actual, suponiendo que su energía se deriva de procesos químicos. La respuesta es de ¡unos cinco mil años!. Este valor era muy difícil de entender (salvo quizás para algunos fundamentalistas religiosos que creían en una edad del universo de aproximadamente 5.000 años) porque los geólogos ya habían comprobado que la Tierra tiene varios miles de millones de años (ahora sabemos que su edad es de 4.5 miles de millones de años) y por lo tanto el Sol tiene que tener como mínimo esta edad, que está muy lejos de 5.000 años. Si no puede ser de origen químico, se suponía que la energía del Sol tenía que provenir de un proceso de colapso lento bajo gravedad: la conversión de la energía potencial en energía cinética de movimiento interno, y a su vez en radiación. Los más reflexivos no podían estar del todo satisfechos con esta hipótesis, porque predice una disminución del tamaño del Sol posiblemente medible en tiempos del orden de la vida humana. Sin embargo, era la única posibilidad de ofrecer una explicación a los hechos, antes del entendimiento de la conversión de masa en reposo a energía mediante procesos nucleares.

La idea de contracción gravitatoria como la fuente de la energía solar y estelar a su vez impuso un modelo para la evolución de una estrella. Una estrella se forma de una nube muy grande, y fría, de gas, y durante su vida la masa se contrae progresivamente emitiendo energía por radiación. Hay un teorema, denominado la "ley del virial" que demuestra que un cuerpo en contracción bajo gravedad convierte precisamente la mitad de su energía potencial en radiación, y la mitad en energía interna, que sirve para aumentar la temperatura. Las leyes de la radiación se conocían de forma experimental en el siglo XIX, de tal forma que



se sabía que un objeto que brilla con luz más azul está más caliente que otro objeto que brilla con luz roja. Las diferencias en las luminosidades y los colores de las estrellas, entonces, se explican en la base de una historia de evolución, dónde una estrella empieza fría, y con baja luminosidad, pero con diámetro muy grande, y evoluciona a un estado más y más caliente, probablemente más brillante, y más pequeña.

Este fue el concepto de la evolución estelar que subyacía en toda investigación seria sobre las estrellas a principios del siglo XX, cuando los grandes proyectos de clasificación estelar empezaron a realizarse, sobre todo en los Estados Unidos. Las clasificaciones se basaban en los colores de las estrellas, pero además se usaban los espectros para aumentar la información. En esta exposición no tengo el tiempo para describir en detalle los principios de espectroscopia aplicada a las estrellas. Daré algunos de los detalles más relevantes a la historia de la clasificación espectral y de la astrofísica en general. El espectro de una estrella consiste en una franja de luz dispersa en los colores del arco iris, cruzada por las líneas características de los átomos e iones de los elementos químicos que se encuentren en la estrella. Estas son las famosas líneas de Fraunhofer (que deben su nombre a su descubridor, un alemán, en el siglo pasado), que aparecen como más o menos oscuras, y más o menos anchas, según las condiciones físicas en la atmósfera de la estrella. La intensidad de una línea depende, en general, de la cantidad (la “abundancia”) del elemento que la produce, y de la temperatura y presión en la atmósfera de la estrella. Bien interpretadas estas líneas nos permiten explorar las condiciones en las atmósferas de los diferentes tipos de estrellas, y son herramientas necesarias para su clasificación.

2.2. La clasificación de las estrellas

Al principio del siglo el gran esfuerzo para clasificar las estrellas se basó en el Observatorio de Harvard, donde el Profesor E. Pickering, ayudado por un grupo de asistentes se dedicó (de hecho eran todas mujeres, o sea, asistentes) a catalogar y clasificar centenares de miles de ellas. Las dos investigadoras más brillantes del grupo eran la Srta. A. Cannon y la Srta. A. Maury, quienes hicieron la gran parte del trabajo. La clasificación consistió en medir la luminosidad aparente de la estrella (básicamente el número de vatios por unidad de área que llega a la Tierra de ella, normalmente citada en unidades de magnitud estelar), su color (al principio eso era literalmente si tenía una apariencia roja, amarilla, azul, etc., y después se convirtió en una estimación de las intensidades relativas en dos bandas de diferentes longitudes de onda) y la apariencia de su espectro. El tema de la clasificación estelar es grande por lo que no entraré en detalles. En general, se hizo evidente que las estrellas azules, y calientes, solían mostrar cier-



tas líneas espectrales características de los átomos más ionizados, y las estrellas más rojas y más frías mostraban líneas de baja ionización y de átomos neutros, e incluso de moléculas. Un rasgo interesante, detectando por la señorita Maury fue una división dentro de las estrellas rojas, entre estrellas con líneas anchas, es decir, que ocupan más longitud de onda en el espectro, y estrellas con líneas muy finas.

Como resultado de la clasificación se podía ver el número relativo de cada tipo de estrellas: si había más azules, menos rojas, y en precisamente qué proporciones se encontraban. Aparentemente el número máximo de estrellas se encontró en las amarillas, las de temperatura intermedia, con menos azules y menos rojas. Otra correlación que se podía hacer fue ver si había alguna relación entre el color de una estrella y su distancia de nosotros. Un astrónomo danés, Ejnar Hertzsprung, trabajando en Alemania durante la primera década de este siglo notó que la gran mayoría de las estrellas de la clasificación de la señorita Maury con líneas finas se encuentran a grandes distancias de nosotros. Él usó dos criterios para estimar la distancia. La primera fue que una estrella debe estar lejos si su paralaje (cuya estimación se explica arriba) es demasiado pequeño como para medirla. La segunda es que su movimiento en ángulo contra las estrellas muy lejanas tampoco se puede medir por demasiado pequeño. Usando estos criterios (ambos son capaces de cuantificarse para medir distancias, pero lo único que necesitaba Hertzsprung en primer lugar fue poder decir si una estrella estaba a distancia grande o pequeña) Hertzsprung averiguó que las estrellas de líneas finas eran mucho más luminosas que las de líneas anchas, porque parecen igualmente brillantes en el cielo, pero las de líneas finas están más lejos. Este paso fue el primero, y un paso crítico, para el entendimiento de la evolución de las estrellas y de la naturaleza de su fuente de energía.

2.3. El diagrama Hertzsprung-Russell

Hertzsprung, y al mismo tiempo y de forma independiente Henry Norris Russell de Harvard, usando como pista el hecho que existen dos tipos distintos de estrellas rojas con luminosidades bien diferentes (por factores de miles en luminosidad) decidieron estudiar la distribución de todos los tipos de estrellas en función de su luminosidad y su color. De estos estudios surgió, entre 1907 y 1910 el diagrama Hertzsprung-Russell, que es la herramienta fundamental del astrofísico estelar. Este diagrama es simplemente la gráfica que representa la luminosidad de una estrella, en el eje y, contra su color, en el eje x. La luminosidad se mide, por tradición, en unidades de magnitud estelar y también por tradición las estrellas más brillantes tienen valores numéricamente más pequeñas de la magnitud, pero estos detalles son para poder entender mejor una representación del



diagrama, y no son fundamentales. El color se determina tomando la razón entre la luminosidad de la estrella en una banda estándar (B) en el azul, y otra banda (V) en el amarillo. Cuánto más caliente está la estrella más grande es esta razón, y la estrella se llama "más azul". Esta medida también se cuantifica, midiendo las dos intensidades en términos de magnitudes estelares, que son unidades logarítmicas, con lo cual la razón se mide por la diferencia de la magnitud en B y la magnitud en V, que se refiere, de forma corta, como B-V. Para determinar la posición de una estrella en el diagrama Hertzsprung-Russell, se mide su magnitud aparente, V, y después de medir su distancia y se la convierte en una magnitud absoluta, V, que es la luminosidad de la estrella en la banda V en vatios, convertida en unidades de magnitud. Este proceso se repite en la banda B. Se calcula la diferencia: B-V, y se dibuja frente a V en un diagrama. Si se trata de un cúmulo de estrellas estas observaciones y cálculos se repiten para todas las estrellas del cúmulo, y así se obtiene el diagrama Hertzsprung-Russell del cúmulo.

¿Qué se puede aprender de un diagrama Hertzsprung-Russell (conocido como diagrama H-R)? El resultado más llamativo, obtenido por los propios Hertzsprung y Russell, es que la gran mayoría de las estrellas se encuentran cerca de una línea bien definida en el diagrama y para nada dispersas por todas las partes del mismo. Esta relación casi única entre la luminosidad de una estrella y su color (que a su vez se suele convertir en temperatura, dado que un valor de B-V corresponde casi perfectamente a una temperatura definida), debe significar algo muy importante para el conjunto de las estrellas. Al principio se pensaba que esta línea (la cual se refiere a la secuencia principal) tiene que ver con las historias evolutivas de las estrellas. una estrella quizás nace roja y poco luminosa, y sigue decreciendo en tamaño pero aumentando en temperatura y en brillo durante su vida, y así sigue un camino en el diagrama HR que es la secuencia principal. Puesto que las estrellas pasan la gran parte de sus vidas en la secuencia principal, cuando examinamos un cúmulo de ellas encontramos a la gran mayoría de sus miembros dentro de esas línea en el diagrama HR. Ésta fue una de las ideas corrientes durante las primeras dos décadas del siglo. Sin embargo una observación importante dio al traste con esta idea, y fue precisamente la existencia de los dos tipos de estrellas con el mismo color pero con diferentes luminosidades encontradas por Hertzsprung. Se podían estimar las masas de algunos ejemplos de ambos tipos, utilizando el método de las órbitas de compañeras binarias, que resultan ser esencialmente iguales. Si hay dos estrellas con la misma temperatura (y lógicamente del mismo color) y la misma masa pero una es mucho mas luminosa que la otra, esto implica que la mas luminosa tiene que tener un área de superficie mucho mas grande, es decir, un volumen mucho mas grande; tiene que ser mucho menos densa que su compañera. A estas estrellas las llamaron "gigantes rojas", y a las menos luminosas "enanas rojas", términos que



persisten en el uso cotidiano en la astrofísica de nuestros días. Por su luminosidad y su temperatura y las leyes universales de la radiación se podía calcular que el tamaño de una enana roja es algo menor que el del Sol, mientras que el diámetro de una gigante roja puede llegar a ser cien veces mayor que el diámetro solar. En términos familiares si el Sol fuera una gigante roja llegaría hasta la órbita de la Tierra (en estas circunstancias evidentemente no existiría nuestro planeta).

En el diagrama HR de un cúmulo típico de estrellas, se ven bastantes estrellas fuera de la secuencia principal, en una zona bien determinada, con luminosidades más altas que las de la secuencia principal misma. Esta zona se llama "la rama gigante" (sería más apropiada llamarla la rama de las gigantes). Si la secuencia principal es un camino evolutivo de una estrella típica, ¿qué hacen algunas estrellas en la rama gigante, y cómo difieren de las demás? Una respuesta completa a esta pregunta no surgió hasta los años cincuenta cuando las ideas de la evolución estelar se afianzaron. De lo que sí se dio cuenta en seguida después del establecimiento del diagrama HR es que cualquier teoría de la evolución estelar tiene que explicar su forma, y la distribución de los números relativos de las estrellas en ella. Este artículo no es una novela de detectives por lo que pasaré seguidamente a desvelarles la solución del misterio.

2.4. Las ideas actuales sobre la energía de las estrellas y su evolución

En primer lugar se sabe que la fuente de energía de las estrellas en general tiene que ser reacciones nucleares, y en concreto la fusión de los elementos ligeros a elementos más pesados con la consiguiente liberación de energía, según la expresión de Einstein: $E = mc^2$, donde E es la energía liberada por la conversión de una masa m , y c es la velocidad de la luz. La reacción predominante es la conversión de hidrógeno en helio, por la gran abundancia de hidrógeno en primer lugar, y por la relativamente alta fracción de la masa inicial que convierte en energía en esta reacción. La secuencia principal es la relación entre la temperatura de una estrella y su luminosidad absoluta, que es la energía por unidad de tiempo producida por las reacciones de fusión en su interior, y que se escapa por su atmósfera para que se observe por nosotros. La luminosidad de la estrella: el ritmo de producción de energía en su interior, es una función de su temperatura central, que a su vez depende de la masa total de la estrella. Estrellas con diferentes masas tendrán diferentes luminosidades, y la ley que relaciona la una con la otra se determina básicamente a partir de la física de la reacción nuclear que transforma el hidrógeno en helio, y de las propiedades de la materia de una estrella —materia normal a la alta temperatura— en su transferencia de la radiación producida en el centro de la estrella a su exterior. Parece complicado, pero se puede



resumir diciendo que una vez que se conoce la masa de una estrella, y se sabe que su energía se produce por la fusión de hidrógeno para formar helio, se puede calcular su luminosidad. También se puede calcular la temperatura en su superficie, es decir, su color. Hay una relación casi única entre la una y la otra y esta relación es la secuencia principal. La razón de por qué la gran mayoría de las estrellas se encuentran en la secuencia principal es porque pasan la gran parte de sus vidas quemando hidrógeno, y en esta configuración están estables, sin cambios importantes de color o luminosidad. Cada punto en la secuencia principal corresponde a una estrella de una masa diferente, y por tanto las estrellas no evolucionan a lo largo de la secuencia.

Una estrella nueva, antes de equilibrarse, se encuentra mas grande pero mas fría que su punto final en la secuencia principal. Se observaría hacia la parte superior a la derecha del diagrama HR, en la parte dónde las estrellas son más brillantes (porque en este caso son mucho más grandes) pero son mas rojas, porque están más frías. Sin embargo una estrella de este tipo, una estrella en vías de formarse, tarda poquísimos tiempo en contraerse y llegar a la secuencia principal, con lo cual la probabilidad de encontrar estrellas en esta fase es muy reducida. Esta es una de las razones por las que el estudio de la formación de las estrellas es tan difícil. Hoy en día hay métodos para buscar y observar las "proto-estrellas", las estrellas en formación que todavía brillan por su conversión de energía gravitatoria en radiación y cuyos centros todavía no han alcanzado la temperatura suficientemente alta para encender su fuel nuclear, pero ésta es otra fascinante historia.

La existencia de la rama gigante también tiene su explicación natural con nuestros conocimientos modernos de la física. Hacia el final de su estancia en la secuencia principal, que para una estrella como el sol durará unos diez mil millones de años, (así está ahora a mitad de camino) pero para una estrella con más masa durará menos, y para las estrellas muy masivas dura poco: unos millones de años, que en términos astronómicos son pocos, la estrella habrá quemado todo el hidrógeno en su centro, convirtiéndolo en helio. La producción de energía en su centro flaquea. La gravedad de la estrella empieza a superar la presión interna, que proviene de la energía de la radiación. El resultado es un colapso de la estrella hacia su centro. Con una estrella como el Sol, este colapso no es muy dramático, pero en términos astronómicos ocurre con cierta rapidez, en unos pocos miles de años. La temperatura en el centro sube rápidamente, nutrida por la conversión de energía potencial en energía cinética dentro de la estrella. Cuando ésta llega a una temperatura de unos doscientos millones de grados centígrados empieza una nueva reacción nuclear: la conversión del helio en carbono. La ignición de esta reacción ocurre rápidamente, y un pulso de energía pasa desde el centro de la estrella hacia fuera. Al llegar a la atmósfera de la estrella,



su efecto es de inflarla rápidamente como un globo, hasta cien o incluso mil veces su diámetro original. Este proceso convierte a la estrella enana en una estrella gigante. La energía que se emite por la atmósfera de una estrella depende de dos parámetros físicos: su temperatura y su área superficial. Si la estrella se ha inflado hasta cien veces su diámetro original, su área crece por un factor diez mil. Sin embargo, la producción de energía en su centro, bajo las nuevas circunstancias no será diez mil veces más que antes. Es, normalmente, entre diez y cien veces más. La estrella es más luminosa que antes, pero no tanto como para compensar su inmenso crecimiento de área. Para acomodarse a esta situación la temperatura superficial de la estrella decrece, quizás por un factor dos o tres, que es lo necesario. Así se vuelve más roja, y por esa razón la mayoría de las estrellas que salen de la secuencia principal después de terminar con el hidrógeno en sus centros, llegan a ser muy grandes y más rojas. Son las gigantes rojas, que se encontraron por la Señorita Maury, y de las cuales Hertzsprung se dio cuenta de su alta luminosidad. Las gigantes rojas son las estrellas que están en la fase estable de quemar su helio, de forma similar que las de la secuencia principal están en la fase estable de quemar su hidrógeno. La astrofísica estelar moderna es la historia de la interacción de la observación astronómica, que nos dice cómo son las estrellas en términos de sus parámetros macroscópicos: sus masas, sus temperaturas, sus luminosidades, y más recientemente su composiciones elementales, y la física microscópica que hace el paso explicativo de ello en términos de las propiedades nucleares de los elementos, determinadas en el laboratorio, y en los aceleradores de partículas.

3. LA NATURALEZA DE LAS GALAXIAS

Pasaré ahora a abordar otro capítulo fundamental en la historia de la astrofísica, que es la evolución de nuestro entendimiento de lo que es una galaxia. Ya en el siglo XVIII el astrónomo germano británico William Herschel, el descubridor del planeta Urano, había observado con sus nuevos y potentes telescopios unos objetos que se asemejaban a parches de luz en el cielo que no eran ni planetas, ni estrellas, ni cometas, ni meteoritos. Compartían el movimiento común de las estrellas, es decir, se veían girar alrededor del polo en un período casi diario de 23 horas y 56 minutos. No funcionaban como los planetas que cambian paulatinamente sus posiciones frente a las estrellas. Herschel infirió que estos objetos tenían que estar lejos de la Tierra.

Más tarde, tras sus pacientes observaciones sobre la Vía Láctea, postuló que el Sol se encuentra cerca del borde de un sistema inmenso de estrellas: la Vía Láctea misma, que nombró "la galaxia", y cuya distribución en el espacio



Herschel dedujo que era semejante a un elipsoide muy achatado, algo similar a un huevo frito con una parte central en forma esferoide, y una parte periférica mas plana: la yema y la clara del huevo respectivamente. Ofreció la hipótesis de que algunos de los parches de luz, de formas similares a la de la Vía Láctea, podrían ser otras galaxias, fuera de la misma, y por lo tanto muy alejadas de nosotros. Era una hipótesis un tanto atrevida y nadie en la época de Herschel sabía medir las distancias a estos objetos. Además los parches de luz descubiertos por Herschel (a los que llamó *nebulae*, del latín, es decir, nebulosas) consistían en una buena mezcla de distintos objetos, algunos muy cerca y más pequeños, algunos muy lejos y más grandes, que incluyen los objetos que ahora conocemos como las galaxias, pero también incluyen objetos de tipos muy diferentes. Durante el siglo XIX y hasta hace treinta años en el actual, se seguía hablando de nebulosas, a menudo sin distinguir entre sus distintas naturalezas. Era una descripción puramente morfológica y no física.

3.1. El debate Curtis-Shapley

En 1920 tuvo lugar un debate en la Academia de las Ciencias de Nueva York acerca de la naturaleza de las galaxias, que resultó ser un momento clave en la historia de la astronomía. Los protagonistas fueron el Dr. Herber Curtis y el Dr. Harlow Shapley, dos de los astrofísicos más distinguidos de su época. Explicaré los detalles de este debate porque ilustran algunos de los elementos más importantes del razonamiento físico aplicado al universo, y porque las secuelas implicaron la modificación de los esquemas conceptuales de la relación del hombre con su entorno. Shapley sostuvo la hipótesis de que las "nebulosas espirales" se encuentran dentro de nuestra galaxia, mientras que Curtis opinaba que se encuentran fuera, y que son análogas a la Vía Láctea misma. La historia ha dado la razón a Curtis: hoy sabemos perfectamente que cada "nebulosa espiral" es en realidad una galaxia con sus centenares de miles de millones de estrellas como el Sol. Las galaxias, como la Vía Láctea, son, en los términos que utilizaron los astrónomos de los años veinte, "universos islas", pensando que la Vía Láctea es nuestro "universo isla". Aparte del sentido paradójico del término a nuestro oído, la expresión "universo isla" ahora suena rara por anticuada.

¿En qué términos se debatió la naturaleza de las galaxias en el año 1920? Básicamente se trató de distancias y escalas de distancia. Medir distancias ha sido siempre, y sigue siendo fundamental en la astrofísica, por razones obvias. En el laboratorio no solemos tener problemas de medir parámetros, salvo los de mejorar constantemente su precisión. En la astrofísica, al contrario, que es "la física a distancia" no se puede medir ningún parámetro correctamente antes de establecer la distancia del fenómeno bajo examen. Shapley y Curtis chocaron



sobre el tamaño de nuestra galaxia, y sobre las distancias de las otras. Shapley dijo que nuestra galaxia (para distinguirla la escribiré como “la Galaxia”) tenía un diámetro de unos cien mil años luz, más de tres veces su tamaño según las estimaciones anteriores. Opinó que las nebulosas espirales no podían encontrarse a distancias mayores que esto, es decir, que se sitúan dentro de la Galaxia. Curtis, por lo contrario tomó la postura más tradicional del tamaño de la Galaxia, como mucho de treinta mil años luz en diámetro, que implicó que las nebulosas espirales fácilmente podían encontrarse fuera, y en consecuencia su idea de que las nebulosas espirales eran otras galaxias como la nuestra podía ser válida, sin tener que suponerlas como super lejos ni super grandes. Uno de los argumentos más convincente de Shapley fue que hay una ausencia notable de las nebulosas espirales cerca del plano de la Vía Láctea. Si ellas están fuera de la Galaxia, ¿cómo “saben” arreglar sus posiciones en el cielo como para evitar el plano de la Galaxia? La única respuesta debe ser que son objetos dentro de la Galaxia, cuya distribución en el espacio se determina por las propiedades de la Galaxia misma. En lo referente a esta propiedad dichos objetos son comparables con los cúmulos globulares de estrellas que el propio Shapley había utilizado para medir el tamaño de la Galaxia. Estos cúmulos también evitan el plano galáctico, encontrándose preferentemente en altas latitudes galácticas. Nadie pensaba que se encuentran fuera de la Galaxia, y por analogía, nadie debe pensar que las nebulosas espirales se encuentran fuera.

El debate mismo no era muy dramático. Ninguno de los protagonistas participó con afán de conflicto personal, y seguían siendo buenos colegas después del choque de opiniones. Curtis era, por naturaleza, algo más elocuente en la polémica que Shapley, y muchos de los asistentes salieron con la idea de que él había “ganado” el debate, pero en la ciencia un debate no se decide por razones de imagen o impresión. Shapley, por su parte, pensó que había hecho justicia a su propio punto de vista, y que los hechos hablarían en favor del mismo.

3.2. El diámetro de la Galaxia

Resulta que ambos protagonistas en el debate tenían la razón parcial, o mejor dicho, ambos tenían errores básicos en sus suposiciones. Los errores eran diferentes, pero ambos tenían que ver con el polvo interestelar. Shapley había estimado bien el tamaño de la Galaxia, y su valor está en bastante acuerdo con el valor moderno. El diámetro de la Galaxia, por lo menos de su componente estelar, es de unos cien mil años luz. Sobre este punto Curtis, y la mayoría de los astrónomos del año veinte, usaban valores incorrectos. La nueva medida de Shapley se basaba en las distancias a los cúmulos globulares. En un cúmulo globular, que consiste en numerosas estrellas (entre cien mil y un millón), de todos



los tipos, se encuentran ciertas estrellas variables, las RR Lyraes, cuyo período regular de variación en luminosidad es una medida directa de su luminosidad promedio. Es muy fácil medir el período de una estrella con variabilidad periódica. Con un fotómetro y un telescopio pequeño, se puede estimar un período de, por ejemplo, unas horas, obteniendo datos unas pocas noches. Además no importa si las medidas son de muy buena precisión. El período es fácil de medir, aún de una estrella muy lejana, y muy débil para nosotros. Si consigo medir el período, puedo usar una gráfica que me da, en seguida, la luminosidad de las estrellas, en vatios. Había que calibrar esta gráfica con estrellas variables muy cercanas cuyas distancias se pueden medir directamente, en primer lugar, pero en el caso de las RR Lyraes, que son brillantes, esto ya estaba hecho antes que el trabajo de Shapley.

El principio de medir distancias es sencillo, aunque la práctica puede ser muy “rollosa”. Si tengo una bombilla de 100 vatios y la sitúo a unos kilómetros de mí, con un instrumento que es capaz de apuntarse a la bombilla y medir cuántos vatios por metro cuadrado llegan a mí proviniendo de la bombilla, puedo medir la distancia de la bombilla. Este método se llama el método de las “velas estándar”. Es lo mismo con una estrella, como una RR Lyrae, cuya luminosidad se sabe de antemano, o se mide. Con el instrumento y el telescopio para apuntarlo, puedo medir los vatios por metro cuadrado que llegan a la Tierra, y así medir la distancia. Con este método fotométrico Shapley midió las distancias a unos centenares de cúmulos globulares y suponiendo que ellos se distribuyen con simetría alrededor del centro de la Galaxia, pudo estimar bien la distancia al centro y con menos precisión el tamaño total del sistema. Surgen las preguntas ¿cómo estimó Shapley el tamaño de la Galaxia mejor que los observadores anteriores, con sus métodos distintos, y por qué la diferencia fue tan importante, de un factor de más de tres?

3.3. El polvo interestelar y sus efectos

La respuesta se encuentra en los efectos del polvo interestelar. Los métodos utilizados anteriormente habían utilizado una serie de velas estándar cerca del plano de la Galaxia, y el polvo interestelar en la Galaxia se encuentra muy comprimido en una capa cercana al plano central. Seguramente han visto ustedes fotos de galaxias vistas de canto; se parecen a huevos fritos, pero con una línea negra algo parcheada, dibujada a través del humo en su plano central. Estas líneas se deben al polvo interestelar, que se compone de granos de elementos como carbono y silicio, hielo (oxígeno e hidrógeno), es decir, los productos de las cadenas de fusión nuclear en las estrellas, que se echan en el espacio interestelar en la forma de vientos estelares proviniendo de las estrellas más masivas y



brillantes. Este polvo, y el gas interestelar en el cual flota, son atraídos hacia el plano central de una galaxia por la simetría del campo de gravedad.

Para entender el tipo de confusión que puede surgir si no nos damos cuenta de la presencia del polvo, podemos pensar en un experimento, en la Tierra, con unas bombillas eléctricas. No sabemos la luminosidad de un cierto tipo de bombillas, pero sabemos que todas son iguales (tienen la misma temperatura que se puede medir por su color sin saber su luminosidad). Se encuentran dispersas en su paisaje. Hemos podido medir la distancia a una, la más cercana, por triangulación. Tenemos un fotómetro, y lo apuntamos a la bombilla para medir los vatios por metro cuadrado que nos llega de ella; así conoceremos su luminosidad en vatios, y con poco más esfuerzo podremos medir todas las distancias de las bombillas similares. Pero justo antes de hacer la medida, que se hace durante la noche para evitar los efectos poderosos de la luz del día, una neblina se interpone entre nosotros y la bombilla. Nuestra medida daría un valor demasiado bajo de la intensidad que nos llega, y nuestra estimación de la luminosidad de la bombilla sería demasiado baja. Como consecuencia, observando las otras bombillas cuando no hay neblina obtenemos unas distancias demasiado cortas hacia todas ellas, porque las medidas incluyen una medida demasiado baja de sus luminosidades. Este es precisamente el tipo de efecto que había causado la subestimación del tamaño de la Galaxia en la época anterior de las medidas de Shapley. Un ejemplo clásico de esta subestimación fue el “universo de Kapteyn” resultado de unas observaciones muy completas de la distribución de los tipos de estrellas más brillantes en la Galaxia por el astrónomo holandés, muy distinguido y un observador cuidadosísimo, Jacobus Kapteyn en la primera década del siglo veinte. Kapteyn sacó la conclusión de que “el universo” está centrado cerca del Sol, con un radio de unos diez mil años luz. Este “universo” es, como ahora sabemos, la Galaxia, y la escala tan pequeña es el resultado de no saber nada de la presencia del polvo interestelar. Hoy sabemos que nos encontramos hacia las afueras del disco estelar de la Galaxia. En la dirección contraria al centro no hay muchas estrellas brillantes a distancias más grandes que unos diez o doce mil años de luz. En la dirección hacia el centro, sí la Galaxia se extiende mucho más lejos, pero el polvo interestelar corta, sobre todo la luz azul que proviene de las estrellas más brillantes, y no nos deja verlas mucho más lejos que unos diez o doce mil años de luz. El efecto es la apariencia de un disco de estrellas con el Sol en el centro, y con este radio. Aunque no todas las observaciones sufrieron tanto con este problema, dado que el Sol está situado muy cerca del plano de simetría de la Galaxia, la mayoría de las estimaciones de distancia se afectan algo, que explica la idea extendida entre los astrónomos de una Galaxia bastante más pequeña que su tamaño real, conocido hoy.



Shapley tuvo la suerte que los cúmulos globulares no se distribuyen en un disco alrededor del centro de la Galaxia, sino tienen una distribución casi esférica, y la mayoría de ellos no están cerca del plano. El polvo, afecta entonces muy poco las estimaciones de las luminosidades de sus estrellas, con lo cual la escala de la Galaxia propuesta por Shapley es esencialmente la escala inferida por una variedad de métodos corrientes, que concuerdan en dar la distancia del centro de la Galaxia como unos veinticinco mil años luz del Sol. Las medidas de Shapley se pueden comparar con medidas de la luminosidad de una bombilla en la cumbre de una montaña, vista desde abajo, cuando hay algo de niebla a ras del suelo, que afectaría mucho una medida hacia una bombilla a la misma altura que el observador. La estimación hacia la montaña saldría virtualmente perfecta, y la otra muy mermada.

De todas formas se puede decir que Shapley sí tuvo suerte, porque él no sabía por qué sus medidas eran tanto más grandes que lo de sus antecesores. Podía haber sospechado los efectos del polvo, pero no utilizó esta idea explícitamente en sus publicaciones (ni le hacía falta, en realidad, porque sus propias medidas eran consistentes y la responsabilidad por las medidas de los demás no le tocó directamente).

Curtis, al otro lado, utilizó bien un argumento basado en la presencia del polvo en la Galaxia. Recordemos que Shapley había acertado que las nebulosas espirales tenían que pertenecer a nuestra Galaxia, porque su ausencia cerca del plano de Galaxia implica que deben tener un vínculo físico con ella. A eso Curtis le respondió que si las nebulosas espirales son galaxias, las líneas negras en las que se nos presentan a un lado puede fácilmente estar debidas a concentraciones de polvo en sus planos. Por analogía, si nuestra galaxia tuviera una capa de polvo interestelar absorbente, su efecto sería absorber la luz que proviniera de las nebulosas detrás de la Galaxia y cerca de su plano. El efecto sería provocar una parte del cielo, la parte cerca del plano galáctico, aparentemente limpia de nebulosas espirales. Así el efecto del polvo interestelar en la Galaxia podría explicar la ausencia de estas nebulosas cerca del plano, si no pertenecen a la Galaxia, sino son objetos fuera y muy lejos de ella.

3.4. Las distancias a las nebulosas espirales

De todas formas aunque ni Shapley ni Curtis tenían toda la razón, ni toda la sinrazón, ninguno de los dos podía resolver el problema a la satisfacción de los investigadores involucrados en el tema a principio de los años veinte. La razón no tenía que ver con sus respectivas habilidades como físicos, ni como observadores. Ninguno de los dos estaba en condiciones de medir bien las distancias de las nebulosas espirales, para poder decidir, de una vez, si se encuentran dentro o



fuera de la Galaxia. Había una pista, que resultó ser falsa. El holandés, afincado en los laboratorios de California, Adrian van Maanen, reclamó poder medir las rotaciones de las nebulosas espirales comparando fotos de ellas entre una época y otra. Las velocidades de rotación de ellas se podían medir con relativa facilidad usando el efecto Doppler, y si se podía ver una rotación en ángulo en el cielo de las dos medidas se podía saber la distancia del objeto. El mero hecho de poder medir tales rotaciones (con valores de centésimos de segundo de arco por año) hablo de su proximidad, y las medidas de van Maanen sugerían distancias de unos pocos de miles de años luz, bastante dentro de los confines de la Galaxia. La respuesta verdadera vino, sin embargo, de la mano de Edwin Hubble, utilizando uno de los telescopios más grandes del mundo de entonces, el de 1 metro y medio de diámetro en el observatorio de Monte Wilson en California. En 1925 consiguió identificar estrellas individuales en el seno de la nebulosa espiral M31, la de Andrómeda. Dentro de esas estrellas se encontraron unas estrellas variables, de un tipo ya conocido como velas estándares en la Galaxia: las Cefeidas. Medir el período de variación de la luz de una Cefeida te da en seguida su luminosidad absoluta, y en seguida su distancia. Las Cefeidas en M31 revelaron su distancia como un millón de años luz, mucho más lejos que los confines de la Galaxia, incluso con la escala grande de Shapley. El método se extendió progresivamente a un grupo creciente de nebulosas espirales, y la comunidad astronómica dejó de poder pensar en ellas como objetos dentro de la Vía Láctea. Poco a poco se dejaron de llamar nebulosas, y hoy todos los astrónomos profesionales se refieren a ellas siempre como galaxias, salvo en referencias históricas como ésta. Las medidas de van Maanen resultaron ser incorrectas. Estimar de forma consistente rotaciones de centésimas de segundo de arco en el cielo en base a fotos no se considera factible. Van Maanen midió lo que quería medir, no lo que tenía que haber medido, que es una rotación indistinguible de cero para una galaxia a la distancia incluso de la más cercanas. Nadie lo acusa de falsear sus medidas, solamente de caer en errores sistemáticos en una situación cerca de los límites de lo posible.

4. CONCLUSIÓN

Ahora he dado respuestas esquemáticas a las dos preguntas que han formado las líneas guía de esta exposición: Cómo funcionan las estrellas y qué son las galaxias. La astrofísica moderna todavía gasta mucho esfuerzo en buscar las respuestas más precisas a éstas dos preguntas. Con técnicas cada vez más avanzadas se han podido añadir más preguntas fundamentales a la lista. ¿Cómo se forman las estrellas y las galaxias, cuáles son las duraciones de sus vidas y cómo se



mueren? Estamos también luchando con las explicaciones físicas en las primeras épocas del universo. Las herramientas teóricas y experimentales a nuestro alcance son mucho más poderosas que las que tenían Hertzsprung y Russell, o Curtis y Shapley, en sus épocas. Pero la combinación de teoría y experimento (con las condiciones especiales que marca la astrofísica, es decir, todo se tiene que hacer a distancia) que dio sus frutos en el siglo XIX y a principios de esta centuria, sigue siendo válida hoy. Estudiar la historia de ésta, como la de cualquier especialidad nos enseña que nuestros predecesores eran iguales que nosotros en ingenio, solamente les faltaban medios técnicos. Podemos, pues, aprender mucho de sus errores y de sus aciertos.