

Los Primeros Tres Minutos ¹

Traducción al Español por José Antonio García Barreto

*Instituto de Astronomía,
Universidad Nacional Autónoma de México,
Apdo Postal 70-264, México D.F. 04510, México;
tony@astroscu.unam.mx*

Enero 2005

¹Título original *The First Three Minutes: A Modern View of the Origin of the Universe*, escrito por Steven Weinberg, 1977, New York: Basic Books, Inc., Publishers

1 Resumen

A través de la mayoría de la historia, hasta antes de 1965, de física y astronomía modernas simplemente no habían existido ni las observaciones adecuadas ni los fundamentos teóricos sobre los cuales apoyar y construir una historia del Universo en sus épocas iniciales.

Ahora, justo en la década de los 1960's, todo esto ha cambiado. Una teoría de las épocas iniciales del Universo se ha ampliamente aceptado, tanto que los astrónomos la llaman "el modelo estándar". Es más ó menos la misma de lo que se conoce como la Gran Explosión pero aumentada con unas recetas mucho más específicas para el contenido del Universo. Esta teoría de las épocas iniciales del Universo es el tema de éste libro.

²

2 Extracto del Capítulo IV: Receta para un Universo Caliente

Dos experimentos científicos han revelado que el universo está en expansión y que se compone ó está bañado por un fondo de radiación a una temperatura de alrededor de 2.7 grados Kelvin ó -270 grados Centígrados. Uno, las observaciones de Galaxias externas a la nuestra y la determinación de su distancia implican que el universo está en expansión. Dos, las observaciones de la emisión de ondas de radio isotrópicas del Universo que no dependen de la época del año, ni de la dirección observada, corresponden a un cuerpo negro con una temperatura de 2.7 grados Kelvin.

Esta radiación parece ser el resultado de una época cuando el Universo era efectivamente opaco, es decir, cuando era alrededor de 1,000 veces más pequeño y más caliente que en la época actual. (Como siempre, cuando hablamos de un Universo 1,000 veces más pequeño que en la época presente nos referimos simplemente que la distancia entre cualquier par de partículas típicas era 1,000 veces menor que ahora.) Como una preparación para nuestro relato de los primeros tres minutos debemos mirar a épocas anteriores cuando el Universo era aún más pequeño y más caliente utilizando la mirada de la teoría en vez de los telescopios ópticos ó los radiotelescopios para examinar las condiciones físicas que prevalecían.

Cuando el Universo era 1,000 veces más pequeño que en el presente, y su contenido de material estaba justo en el límite de llegar a ser transparente a la radiación, el Universo estaba pasando también de una época dominada por la radiación a la época presente dominada por la materia. Durante la época dominada por la radiación había no solamente el mismo número de fotones por partícula nuclear que existe ahora, sino que la energía de los fotones individuales era lo suficientemente alta para que la mayoría de la energía del Universo estuviera en la forma de radiación y no en forma de masa. (Recordar que los fotones son partículas sin masa, ó *cuántos*, de los cuales, de acuerdo a la mecánica cuántica, se compone la luz.) Por lo tanto, debe ser una buena aproximación tratar al Universo durante ésta época como si estuviera lleno completamente de radiación con casi nada de materia.

²Nota del traductor: Este documento describe sólo una parte del libro del Prof. Steven Weinberg, específicamente el Capítulo V que habla de los primeros tres minutos.

3 Capítulo V: Los Primeros Tres Minutos

Ya estamos preparados para seguir el curso de la evolución cósmica a través de los primeros tres minutos. Cada evento se mueve más rápido al principio comparado con tiempos después, de tal manera que no sería apropiado mostrar imágenes espaciadas por el mismo intervalo de tiempo como en una película común y corriente. En vez de eso, ajustaré la velocidad de nuestra película de acuerdo al descenso de temperatura del Universo, deteniendo la cámara para tomar una foto cada vez que la temperatura descienda por un factor de alrededor de 3.

Desafortunadamente no puedo iniciar la película en el tiempo cero ni en una temperatura infinita. Más arriba de una temperatura límite de 1,500,000,000,000 de grados Kelvin, 1.5×10^{12} K, el Universo contendría un gran número de partículas conocidas como mesones Pi (π), que tienen una masa alrededor de un séptimo de una partícula nuclear³. Al contrario de los electrones, positrones, muones y neutrinos, los mesones π interactúan fuertemente entre ellos mismos y con las partículas nucleares, de hecho, el continuo intercambio de mesones π entre partículas nucleares es responsable de la mayoría de la fuerza atractiva que mantiene unida los núcleos atómicos. La presencia de grandes números de tales partículas interactuantes hace extraordinariamente difícil calcular el comportamiento de la materia a temperaturas muy muy altas, de tal forma que para evitar tales problemas matemáticos tan difíciles iniciaré la historia en este capítulo a un tiempo de un centésimo de segundo después del inicio, cuando la temperatura había descendido a unos cuantos cien mil millones de grados Kelvin, temperaturas muy por debajo de la temperatura límite para los mesones π , muones y todas las partículas pesadas. En un capítulo posterior diré un poco acerca de lo que los físicos teóricos piensan que pudo haber sucedido más cerca del inicio.

Con estas palabras introductorias, iniciemos nuestra película.

3.1 Primer Cuadro

La temperatura del Universo es 100,000,000,000 grados Kelvin 1×10^{11} . El Universo es más simple y más fácil de describir que ninguna otra etapa subsecuente. Está lleno con una sopa mezclada de materia y radiación, en donde cada partícula choca muy rápidamente con las otras partículas. Así, a pesar de su rápida expansión, el universo está en un estado cercano a un perfecto equilibrio térmico. El contenido del Universo está dictado por las reglas de mecánica estadística y no depende para nada de lo que sucedió antes del primer cuadro. Todo lo que necesitamos saber es que la temperatura es 100,000 millones de grados Kelvin y que las cantidades que se conservan como carga, número bariónico, número de leptones son todos cercanos a cero.

Las partículas abundantes son aquellas cuya temperatura límite está por debajo de los 100,000 millones de grados Kelvin; éstas partículas son el electrón y su antipartícula el positrón, y por supuesto las partículas sin masa como los fotones, los neutrinos, y los antineutrinos. El Universo está tan denso que aún los neutrinos, los cuales pueden viajar por años a través de capas de plomo sin ser dispersados, están en equilibrio térmico con los electrones, los positrones y fotones a través de rápidas colisiones con ellos y con ellos mismos. (Repitiendo, mencionaré *neutrinos* cuando me refiera a neutrinos y antineutrinos.)

³comentario del traductor: un séptimo de la masa de un protón ó $\sim 2.4 \times 10^{-25}$ gm

Otra gran simplificación: la temperatura de 100,000 millones de grados Kelvin es mucho más alta que la temperatura límite para los electrones y positrones. Por ese hecho, estas partículas así como los fotones y neutrinos se comportan justo como muchas diferentes clases de radiación. ¿Cuál es la densidad de energía de estas varias clases de radiación? De acuerdo con la Tabla 1, al final del libro, los electrones y positrones contribuyen juntamente $7/4$ de la energía que contribuyen los fotones y los neutrinos y antineutrinos contribuyen lo mismo que los electrones y positrones, de tal forma que la densidad de energía total es mayor que la densidad de energía debida a solamente radiación electromagnética ésta temperatura, por un factor de

$$\frac{7}{4} + \frac{7}{4} + 1 = \frac{9}{2}$$

La ley de Stefan-Boltzman (ver Capítulo III) dá la densidad de energía de la radiación electromagnética a una temperatura de 100,000 (1×10^{11} K) millones de grados Kelvin como 4.72×10^{44} electron-voltios por litro, de tal forma que la densidad de energía total del Universo a esta temperatura era de $9/2$ más grande ó 21×10^{44} electron-voltios por litro⁴. Esto es equivalente a una densidad de masa de 3,800 millones de veces la densidad del agua bajo condiciones normales en la Tierra (densidad del agua = 1 gm/cm^3). (Cuando hablo de una energía dada como el equivalente de una masa, me refiero, por supuesto, a que ésta es la energía que se liberaría de acuerdo a la fórmula de Einstein $E=mc^2$, si la masa fuese convertida en su totalidad en energía.) Si el monte Everest estuviera constituido de esta materia densa, su atracción gravitacional destruiría la Tierra.

El Universo en el primer cuadro se está rápidamente expandiendo y enfriando. Su tasa de expansión está dada por la condición de que cada centímetro cuadrado (es decir, cada sección) del Universo está viajando a la velocidad necesaria para escaparse alejándose de cualquier centro arbitrario. Para la densidad tan alta del primer cuadro, la velocidad de escape es correpondientemente muy alta, el tiempo característico para la expansión del Universo es alrededor de 0.02 segundos. (El tiempo característico de expansión se puede vagamente definir como 100 veces el intervalo de tiempo en el cual la dimensión del Universo incrementaría un uno por ciento. Para ser más precisos, el tiempo característico de expansión en cualquier época es el recíproco de la "constante" de Hubble en esa época. Como se mencionó en el capítulo II, la edad del Universo es siempre menor que el tiempo característico de expansión, porque la gravitación está continuamente decreciendo la expansión.)

Existen un número pequeño de partículas nucleares durante el tiempo del primer cuadro, cerca de un protón ó neutrón por cada 1,000 millones de fotones ó electrones ó neutrinos. Para predecir las abundancias de los elementos químicos formados durante las fases iniciales del Universo, necesitamos conocer también las proporciones relativas de protones y neutrones. El neutrón tiene un poco más masa que el protón, con una diferencia en masa entre ellos equivalente a una energía de 1.293 millones de electron voltios (1.293 MeV). Sin embargo, la energía característica de los electrones, positrones y demás, a

⁴comentario del traductor: electrón-voltio, eV, por litro es la densidad volumétrica; es la energía de acuerdo a la fórmula de Einstein $E=mc^2$ por cada 1000 cm^{-3} . $1 \text{ eV} = 1.602 \times 10^{-12} \text{ ergs}$; $1 \text{ erg} = 1 \text{ gm cm}^2 \text{ s}^{-2}$.

una temperatura de 100,000 millones de grados Kelvin es mucho más alta, alrededor de 10 millones de electrón voltios [10 MeV] (la constante de Boltzmann multiplicada por la temperatura). Por lo tanto, la colisión de neutrones ó protones con un número más abundante de electrones, positrones, y demás, producirán transiciones rápidas de protones a neutrones y viceversa. Las reacciones más importantes son:

Antineutrino más protón dando como resultado positrón más neutrón (y viceversa)
Neutrino más neutrón dando como resultado electrón más protón (y viceversa)

Bajo nuestra suposición de que el número de leptones y carga por fotón son muy pequeños, existen casi exactamente tantos neutrinos como antineutrinos, y tantos positrones como electrones, de tal manera que las transiciones de protones a neutrones son justamente tan rápidas como las transiciones de neutrones a protones. (El decaimiento radioactivo del neutrón puede ignorarse aquí porque toma cerca de 15 minutos, y estamos trabajando ahora en escalas de tiempo de centésimos de segundo.) El equilibrio, por lo tanto, requiere que el número de protones y neutrones sea justo el mismo en el primer cuadro. Estas partículas nucleares no están unidas en un núcleo; la energía requerida para deshacer ó romper un núcleo es solamente 6 a 8 millones de electrón voltios [6 a 8 MeV] por partícula nuclear; esto es menos que las energías térmicas características a una temperatura de 100,000 millones de grados Kelvin de tal manera que núcleos son destruidos tan rápido como son formados.

Parece natural ahora preguntarse que tan grande era el Universo en esas épocas iniciales. Desafortunadamente no sabemos, y ni siquiera estamos seguros de que ésta pregunta tenga algún significado. Como se mencionó en el Capítulo II, el Universo bien podría ser infinito en estos momentos en cuyo caso era también infinito al tiempo del primer cuadro y siempre será infinito. Por otro lado, es posible que el Universo tenga actualmente una circunferencia finita, algunas veces estimada como 125,000 millones de años luz. (La circunferencia es la distancia que uno debe viajar en línea recta antes de encontrarse uno mismo en el mismo punto de partida. Esta estimación está basada en el valor presente de la constante de Hubble, bajo la suposición de que la densidad del Universo es alrededor de dos veces su valor "crítico"; circunferencia $\equiv 2\pi R$ donde $R \sim 2 \times 10^{28}$ cm.) Dado que la temperatura del Universo disminuye inversamente proporcional a su dimensión, la circunferencia del Universo en la época del primer cuadro era menor que la circunferencia en la época presente por un factor dado por el cociente de las temperaturas 100,000 millones grados Kelvin entonces, a 3 grados Kelvin ahora. Esto daría una circunferencia en esa época de tan sólo 4 años luz ($R \sim 5.6 \times 10^{17}$ cm). Ninguno de los detalles de la historia de evolución cósmica en los primeros minutos dependerá en que si la circunferencia del Universo era infinita ó era de sólo unos cuantos años luz.

3.2 Segundo Cuadro

La temperatura del Universo es 30,000 millones de grados Kelvin. Desde el primer cuadro (de la película) han pasado 110 milisegundos. Nada ha cambiado cualitativamente – el contenido del Universo sigue siendo dominado por electrones, positrones, neutrinos, antineutrinos y fotones, todos en equilibrio térmico y todos muy por arriba de su temperatura límite. Por lo tanto la densidad de energía ha disminuído simplemente como la cuarta

potencia de la temperatura a casi 30 millones de veces la densidad de energía contenida en la masa en reposo de agua común y corriente. La tasa de expansión ha disminuído como el cuadrado de la temperatura de tal manera que el tiempo característico de expansión del Universo se ha incrementado a algo así como 0.2 segundos. El número tan pequeño de partículas nucleares no está todavía unido a ningún núcleo, pero con el descenso de la temperatura es significativamente más fácil para los pesados neutrones convertirse en protones (más ligeros) en vez de lo contrario. El balance de partículas nucleares ha cambiado significativamente a 38 por ciento neutrones y 62 por ciento protones.

3.3 Tercer Cuadro

La temperatura del Universo es ahora 10,000 millones de grados Kelvin. Desde el primer cuadro han pasado 1.09 segundos de tiempo. Alrededor de ésta época las decrecientes densidad y temperatura han incrementado el tiempo medio promedio de los neutrinos y antineutrinos tanto que empiezan a comportarse como partículas libres que ya no están en equilibrio térmico con los electrones, positrones ni fotones. Desde este momento en adelante dejarán de jugar un papel importante en nuestro relato excepto que su energía continuará siendo parte de la fuente del campo gravitacional del Universo. No mucho cambia cuando los neutrinos se salen de equilibrio térmico. (Antes de este "desacoplamiento", las típicas longitudes de onda de los neutrinos era inversamente proporcionales a la temperatura, y dado que la temperatura estaba disminuyendo en proporción inversa a la dimensión del Universo, las longitudes de onda de los neutrinos se estaban incrementando en proporción directa a la dimensión del Universo. Después del desacoplamiento de los neutrinos, los neutrinos viajarán libremente [en el Universo en expansión], pero el corrimiento al rojo general incrementará sus longitudes de onda en proporción directa a las dimensiones del Universo. Esto nos indica, incidentalmente, que no es muy importante determinar el preciso instante del desacoplamiento de los neutrinos, debido a que depende de los detalles de la teoría de las interacciones de los neutrinos, la cual no está muy bien concluída.)

La densidad de energía total es menor que la que era en el segundo cuadro por un factor de la cuarta potencia del cociente de las temperaturas, de tal forma que es ahora equivalente a una densidad de masa de 380,000 veces la del agua. El tiempo característico de expansión del Universo se ha por lo tanto incrementado a cerca de dos segundos. La temperatura es ahora solamente dos veces la temperatura límite de los electrones y positrones de tal forma que justo empiezan a aniquilarse más rápidamente que la tasa de formación a costa de la radiación.

Es todavía mucho muy caliente para que los neutrones y protones se unan en un núcleo por un tiempo apreciable. La decreciente temperatura ha permitido que el balance de neutrones - protones sea ahora de 24 por ciento neutrones y 76 por ciento protones.

3.4 Cuarto Cuadro

La temperatura del Universo es actualmente 3,000 millones de grados Kelvin. Desde el primer cuadro, han pasado 13.82 segundos. Estamos debajo de la temperatura límite para los electrones y positrones de tal manera que incian rápidamente su desaparición como los elementos más importantes del Universo. La energía liberada durante su aniquilación ha disminuído la tasa con la cual el Universo se enfría, de tal forma que los neutrinos, que por cierto no obtienen nada de este calor extra, están 8 por ciento más fríos que los electrones,

positrones y fotones. De quí en adelante cuando nos referimos a la temperatura del Universo nos referiremos a la temperatura de los *fotones*. Con los electrones y positrones rápidamente desapareciendo, la densidad de energía del Universo es algo menos de lo que sería si sólo estuviese disminuyendo como la cuarta potencia de la temperatura.

La temperatura es lo suficientemente baja como para que núcleos estables como el helio (He^4) se formen pero esto no sucede inmediatamente. La razón es que el Universo sigue en expansión en una forma tan rápida que los núcleos sólo pueden formarse en una serie de reacciones rápidas de dos partículas. Por ejemplo, un protón y un neutrón pueden formar un núcleo de hidrógeno pesado, ó deuterio (D), con un fotón llevándose la energía extra y el momento. El núcleo del deuterio puede entonces chocar con un protón ó un neutrón formando ya sea un núcleo de un isótopo ligero, helio tres (He^3) que consiste en dos protones y un neutrón, ó el isótopo más pesado del hidrógeno, denominado tritio (H^3) que consiste de un protón y dos neutrones. Finalmente el helio tres puede chocar con un neutrón, y un tritio puede chocar con un protón formando en ambos casos un núcleo de helio ordinario (He^4) que consiste en dos protones y dos neutrones. Pero para que esta reacción en cadena se lleve a cabo, es necesario iniciar por el primer paso, es decir, la producción de deuterio.

Ahora, el núcleo de helio ordinario es un núcleo fuertemente unido, de tal forma que, como mencioné anteriormente, puede mantenerse unido a la temperatura del tercer cuadro. Sin embargo, tritio y helio tres están más débilmente unidos y especialmente el deuterio está, se podría decir, muy ligeramente unido. (Tomaría solamente un noveno de energía para romper un núcleo de deuterio en comparación con la energía necesaria para quitar una partícula del núcleo de helio.) A la temperatura del cuarto cuadro de 3,000 millones de grados Kelvin, los núcleos de deuterio son destruídos tan pronto como son formados de tal forma que núcleos más pesados no tienen ninguna oportunidad de ser formados. Los neutrones siguen siendo convertidos en protones, con una rapidez menor que antes; el balance ahora es 17 por ciento neutrones y 83 por ciento protones.

3.5 Quinto Cuadro

La temperatura del Universo es ahora de 1,000 millones de grados Kelvin ó aproximadamente 70 veces más caliente que el centro del Sol. Desde el primer cuadro, han pasado tres minutos y dos segundos. Los electrones y positrones han desaparecido casi por completo y ahora los constituyentes principales del universo son los fotones, neutrinos y antineutrinos. La energía liberada en la aniquilación electrón - positrón ha dado a los fotones una temperatura 35 por ciento más alta que la temperatura de los neutrinos.

El Universo esta tan frío que el tritio y el helio tres así como el núcleo de helio ordinario pueden mantenerse unidos fuertemente, pero el "cuello de botella del deuterio" sigue aún trabajando: los núcleos de deuterio no se mantienen unidos el suficiente tiempo como para permitir la creación de un número apreciable de núcleos más pesados. Las colisiones de neutrones y protones con electrones, neutrinos y sus antipartículas han, por mucho, completamente desaparecido pero el decaimiento del neutrón empieza a ser importante; en cada 100 segundos, 10 por ciento de los neutrones restantes decaerán en protones. El balance entre neutrones y protones es ahora 14 por ciento neutrones y 86 por ciento protones.

3.6 Un poco Después

Un poco tiempo después del quinto cuadro, un evento dramático ocurre: la temperatura baja al punto en el cual el núcleo de deuterio puede mantenerse unido fuertemente. Una vez que se pasa el cuello de botella del deuterio, otros núcleos más pesados pueden crearse por medio de la reacción en cadena de dos partículas descrito en el cuarto cuadro. Sin embargo, núcleos más pesados que el helio no son creados en gran número debido a otros cuellos de botella: no existen núcleos estables con cinco u ocho partículas nucleares. Por lo tanto, tan pronto como la temperatura alcanza el punto donde el deuterio puede formarse, casi todos los neutrones restantes forman inmediatamente núcleos de helio. La temperatura exacta a la cual esto sucede depende ligeramente del número de partículas nucleares por fotón debido a que una alta densidad de partículas haría un poco más fácil el formar núcleos. (Es por esta razón que tuve que identificar este momento como "un poco después" que el quinto cuadro.) Para un número de 1,000 millones de fotones por cada partícula nuclear, el proceso de nucleosíntesis iniciará a una temperatura de 900 millones de grados Kelvin. En este instante, han pasado tres minutos y cuarenta y seis segundos desde el primer cuadro. (El lector deberá de perdonar mi inexactitud en tener como título de éste libro *Los Primeros Tres Minutos*. Suena mucho mejor que *Los Primeros Tres Minutos y Tres Cuartos*.) El decaimiento del neutrón hubiera cambiado el balance neutrón-protón justo antes de iniciara la nucleosíntesis a 13 por ciento neutrones y 87 por ciento protones. Después del proceso de nucleosíntesis, la fracción por peso (ó masa) de helio es justo la misma que la fracción de todas las partículas nucleares que están unidas al helio, 50 por ciento son neutrones y esencialmente todos los neutrones están unidos al helio de tal manera que la fracción por masa de helio es simplemente el doble de la fracción de neutrones que hay entre las partículas nucleares ó cerca de 26 por ciento. Si la densidad de partículas nucleares es un poco mayor, el proceso de nucleosíntesis hubiera iniciado un poco antes cuando no tantos neutrones hubieran decaído, de tal forma que un poco más de helio hubiera sido producido, pero probablemente no más del 28 por ciento por masa. (Ver Figura 9.)

Hemos alcanzado y excedido nuestro tiempo planeado, pero para visualizar mejor lo que se ha alcanzado, tomemos un último vistazo al Universo después de haya disminuído un poco más la temperatura.

3.7 Sexto Cuadro

La temperatura del Universo es ahora de 300 millones de grados Kelvin. Desde el primer cuadro han pasado 34 minutos y 40 segundos. Los electrones y positrones están completamente aniquilados excepto por un pequeño exceso (una parte en 1,000 millones) de electrones necesarios para balancear la carga de los protones. La energía liberada en esta aniquilación le ha proporcionado a los fotones una temperatura permanente de 40.1 por ciento más alta que la temperatura de los neutrinos. (Ver nota matemática 6, página 176.) La densidad de energía del Universo es ahora equivalente a 9.9 por ciento de la densidad de masa del agua; de ésta, 31 por ciento es en forma de neutrinos y antineutrinos y 69 por ciento es en la forma de fotones. Esta densidad de energía dá al Universo un tiempo de expansión característico de alrededor de una hora y cuarto. Los procesos nucleares ya no se llevan a cabo – las partículas nucleares están en su mayoría formando parte de núcleos de helio ó son protones libres (núcleos de hidrógeno), con cerca de 22 a 28 por ciento de helio por masa. Existe un electrón por cada protón libre ó formando parte de

un núcleo, pero el Universo está todavía muy caliente como para tener átomos estables que se mantengan unidos.

El Universo se seguirá expandiendo y enfriando pero nada importante ocurrirá en los próximos 700,000 años. En esa época la temperatura disminuirá a un punto tal que los electrones y núcleos pueden formar átomos estables; la falta de electrones libres hará que el contenido del Universo sea transparente a la radiación electromagnética y el desacoplamiento de materia y radiación permitirá que la materia forme galaxias y estrellas. Después de 10,000 millones de años más ó menos, seres humanos iniciarán la reconstrucción de esta historia.

Este relato de la época del inicio del Universo tiene una consecuencia que puede inmediatamente ser comprobada a través de observaciones: el material que resultó de los procesos en los primeros tres minutos, material del que necesariamente se formaron inicialmente las estrellas, consistió entre un 22 y 28 por ciento de helio y el resto de hidrógeno. Como hemos visto, este resultado depende de la suposición de que existe una gran proporción de fotones en comparación con partículas nucleares, que a su vez está basado en la medición de la temperatura actual de 3 grados Kelvin de la radiación de microondas de fondo. El primer cálculo de la producción de helio cósmico que utilizó la medición de la temperatura de la radiación fué realizada por P.J.E. Peebles en Princeton en 1965 justo después del descubrimiento de la radiación de microondas de fondo por Penzias y Wilson. Un resultado similar había sido obtenido en forma independiente y casi al mismo tiempo en un cálculo mucho más elaborado por Robert Wagoner, William Fowler, y Fred Hoyle. Este resultado fué un impresionante éxito del modelo estándar, debido a que ya existían estimaciones independientes de que el sol y otras estrellas inician sus vidas con material mayoritariamente compuesto de hidrógeno con cerca de ¡20 a 30 por ciento de helio!

Existe, por supuesto, muy poco helio en la Tierra, pero esto es debido a que los átomos de helio son tan ligeros y químicamente inerte que la mayoría han escapado de la tierra hace mucho tiempo. Las estimaciones de la abundancia de helio en el Universo están basadas en comparaciones de cálculos detallados de evolución estelar en conjunto con análisis estadísticos de propiedades estelares observadas más la observación directa de las líneas de helio en los espectros de estrellas calientes y de material interestelar. De hecho, como su nombre lo indica, helio fué primeramente identificado como un elemento en estudios del espectro de la atmósfera solar, realizados en 1868 por J. Norman Lockyer.

Durante los primeros años de la década de los 1960's algunos astrónomos habían notado que la abundancia de helio no es solamente grande, sino que varía de región en región casi tanto como lo hace la abundancia de los elementos pesados. Esto es justo lo que uno esperaría si los elementos pesados fueran producidos en estrellas, pero el helio era producido en las épocas iniciales del Universo, antes de que las estrellas empezaran a cocinarse. Aún existe una gran incertidumbre y variación en las estimaciones de abundancias nucleares, pero la evidencia para una abundancia primordial de 20 a 30 por ciento de helio es lo suficientemente fuerte para continuar dando una gran motivación a los creyentes del modelo estándar.

Además de la gran cantidad de helio producido al final de los tres minutos, había también un poco de núcleos más ligeros, principalmente deuterio (es decir, hidrógeno con un neutrón extra) y el isótopo ligero de helio He^3 el cuál no se pudo incorporar al helio común y corriente. (Sus abundancias fueron calculadas por primera vez en un artículo publicado en 1967 de Wagoner, Fowler y Hoyle.) Al contrario de la abundancia de helio, la abundancia de deuterio es muy sensitiva a la densidad de partículas nucleares en

Fotones/partícula nuclear	Abundancia de Deuterio (partes por millón)
100 millones	0.00008
1,000 millones	16.00000
10,000 millones	600.00000

el momento de los procesos termonucleares: cuando existen altas densidades, las reacciones termonucleares proceden en forma más rápida, de tal manera que todo el deuterio debió haber sido cocinado en helio. Para ser más específico, aquí están los valores de la abundancia de helio (por masa) producidas en las etapas iniciales del Universo, como fué publicado por Wagoner, para tres posibles valores del cociente de fotones a partículas nucleares:

Claramente, si pudiéramos examinar la abundancia primordial de deuterio que existió antes de que las estrellas se formaran, podríamos hacer una mejor determinación del cociente de fotones a partículas nucleares; y conociendo la actual temperatura de la radiación de 3 grados Kelvin, podríamos en ese momento determinar un valor más preciso para densidad de masa actual del Universo y juzgar si el Universo es abierto ó cerrado.

Desgraciadamente ha sido muy difícil el determinar una verdadera abundancia primordial de deuterio. El valor clásico para la abundancia de deuterio por masa en el agua en la Tierra es 150 partes por millón. (Este es el deuterio que será utilizado para reactores termonucleares, si es que las reacciones termonucleares pueden ser algún día adecuadamente controladas.) Sin embargo, este es un número sezgado; el hecho de que los átomos de deuterio sean el doble de pesados que los átomos de hidrógeno haría más factible que los átomos de deuterio estuviesen ligados más a moléculas de agua pesada (HDO), de tal forma que una proporción menor de deuterio en comparación a hidrógeno hubiera escapado el campo gravitacional de la Tierra. Por otro lado, estudios espectroscópicos indican una muy baja abundancia de deuterio en la superficie del Sol – menos que 4 partes por millón. Este también es un número sezgado – el deuterio en las regiones exteriores del Sol hubieran sido destruidas mayormente por la fusión con hidrógeno en el isótopo ligero de helio, He^3 .

Nuestro conocimiento de la abundancia cósmica de deuterio fué colocada en una base más firme a través de observaciones en el ultravioleta en 1973 desde el satélite artificial Copérnico. Los átomos de Deuterio, así como los átomos de hidrógeno, pueden absorber luz ultravioleta en longitudes de onda específicas, que corresponden a transiciones en las cuales el átomo es excitado desde el estado más bajo de energía hasta uno de los más altos de energía. Estas longitudes de onda dependen ligeramente de la masa del núcleo atómico, de tal forma que el espectro electromagnético en la luz ultravioleta de una estrella que atraviesa una región de material interestelar compuesta de hidrógeno y deuterio estará compuesta de líneas de absorción oscuras, cada una con dos componentes, una de hidrógeno y otra de deuterio. La obscuridad relativa de cada par de líneas de absorción dá inmediatamente la abundancia relativa de hidrógeno y deuterio en la nube interestelar. Desafortunadamente la atmósfera de la Tierra hace muy difícil de realizar cualquier tipo de estudio astronómico en el ultravioleta desde la superficie de la Tierra. El satélite artificial *Copérnico* llevaba consigo un espectrómetro el cual fué utilizado para estudiar líneas de absorción en el espectro de la estrella caliente β Centauro; en base a sus relativas intensidades, se encontró que el medio interestelar entre β Centauro y nosotros

contiene alrededor de 20 partes por millón (por masa) de deuterio. Observaciones más recientes de líneas de absorción en el ultravioleta en el espectro de otras estrellas calientes han dado resultados similares.

Si este 20 partes por millón de deuterio realmente se creó en las primeras épocas del Universo, entonces debería de haber habido entonces (y ahora) justo alrededor de 1,100 millones de fotones por partícula nuclear (ver tabla anexa). A la temperatura de radiación cósmica presente de 3 grados Kelvin existen alrededor de 550,000 fotones por litro de tal forma que debe haber ahora cerca de 500 partículas nucleares por millón de litros. Esta cantidad es considerablemente menor que la densidad mínima para un Universo cerrado, el cual como se vió en el Capítulo II, es cerca de 3,000 partículas nucleares por millón de litros. La conclusión entonces sería que el Universo está abierto, esto es, que las galaxias se están moviendo a una velocidad mayor que la necesaria para su escape y el Universo por lo tanto seguirá expandiéndose por siempre. Si algo del medio interestelar ha sido procesado dentro de las estrellas, lo cual tendería a destruir el deuterio (como en el Sol) entonces la abundancia de deuterio cosmológica producida debió haber sido mayor que 20 partes por millón que encontró el satélite *Copérnico* de tal manera que la densidad de partículas nucleares debe ser menor que 500 partículas por millón de litros, reforzando la conclusión de que vivimos en un Universo abierto que se expande eternamente.

Yo debo decir que personalmente encuentro este argumento muy poco convincente. El deuterio no es como el helio – aún cuando su abundancia parezca un poco mayor de lo que se pudiera esperar de un Universo cerrado relativamente denso; el deuterio es todavía extremadamente raro en términos absolutos. Podemos imaginar que mucho de este deuterio se ha producido en fenómenos relativamente "recientes" como supernovas, rayos cósmicos y quizás objetos cuasi estelares ó cuasares. Este no es el caso del helio; el 20 al 30 por ciento de abundancia de helio no pudo haber sido producida recientemente sin haber liberado enormes cantidades de radiación que no observamos. Se argumenta que las 20 partes por millón de deuterio que encontró *Copérnico* no pudo haber sido producido por ningún mecanismo astrofísico convencional sin haber producido grandes cantidades, inaceptables, de otros elementos raros ligeros como litio, berilio y boro. Sin embargo, no veo como en algún momento vamos a estar seguros de que este rastro de deuterio no fué producido por algún mecanismo no cosmológico que no se ha pensado aún.

Existe otra remanente del Universo temprano que está presente alrededor de todos nosotros y aún así parece imposible de observar. Vimos en el tercer cuadro que los neutrinos se habían comportado como partículas libres desde que la temperatura del Universo descendió debajo de los 10,000 millones de grados Kelvin. Durante este tiempo, las longitudes de onda del neutrino se han simplemente expandido en proporción a las dimensiones del Universo; el número y distribución de energía de los neutrinos ha consecuentemente permanecido constante como si hubieran estado en equilibrio térmico, pero con una temperatura que ha disminuído en proporción inversa a las dimensiones del Universo. Esto es simplemente lo mismo que lo que le ha sucedido a los fotones durante este tiempo, aún y cuando los fotones permanecieron en equilibrio térmico por mucho más tiempo que los neutrinos. Por lo tanto la temperatura actual de los neutrinos debe de ser algo así como la misma que la temperatura actual de los fotones. Debe de haber algo así como 1,000 millones de neutrinos y antineutrinos por cada partícula nuclear en el Universo.

Es posible de ser considerablemente más preciso en este concepto. Un poco después de que el Universo se volvió transparente a los neutrinos, los electrones y positrones se empezaron a aniquilar, calentando a los fotones pero no a los neutrinos. En consecuencia, la temperatura actual de los neutrinos debe de ser un poco *menor* que la temperatura

actual de los fotones. Es relativamente fácil calcular que la temperatura de los neutrinos es menor que la temperatura de los fotones por un factor de la raíz cúbica de $4/11$, ó 71.38 por ciento; los neutrinos y antineutrinos contribuyen 45.42 por ciento de la energía del Universo como los fotones. (Ver nota matemática 6) A pesar de que no lo he dicho explícitamente, siempre que he mencionado los tiempos de expansión del Universo anteriormente, he tomado esta densidad de energía extra de los neutrinos en consideración.

La confirmación más dramática del modelo estándar de las épocas iniciales del Universo sería la detección de este fondo de neutrinos. Tenemos una predicción firme de su temperatura; debe ser 71.38 por ciento de la temperatura de los fotones ó cerca de 2 grados Kelvin. La única incertidumbre real teórica en el número y distribución de densidad de los neutrinos es alrededor de la pregunta de si la densidad de leptones es pequeña, como lo hemos supuesto. (Recuerden que el número de leptones es el número de neutrinos y otros leptones *menos* el número de antineutrinos y otros antileptones.) Si la densidad numérica de leptones es tan pequeña como la densidad numérica de los bariones, entonces el número de neutrinos y antineutrinos debería ser la misma una de la otra dentro de una incertidumbre de una parte por 1,000 millones. Por otro lado, si la densidad numérica de leptones es comparable a la densidad numérica de fotones, entonces habría una "discrepancia", un exceso apreciable de neutrinos (ó antineutrinos) y una deficiencia de antineutrinos (ó neutrinos). Tal discrepancia afectaría el cambio de la relación entre protones y neutrones en los primeros tres minutos y por lo tanto cambiaría las cantidades de helio y deuterio que se produjeron en las primeras etapas del Universo. La observación de 2 grados Kelvin provenientes del fondo producido por los neutrinos y antineutrinos asentaría inmediatamente la cuestión de si el Universo tiene un gran número de leptones, pero más importante, probaría que el modelo estándar de las primeras etapas del Universo es realmente cierto.

Desgraciadamente, los neutrinos interactúan tan débilmente con la materia ordinaria que nadie ha diseñado ningún método para observar un fondo cósmico de 2 grados Kelvin debido a los neutrinos. Es realmente un gran reto: existen cerca de 1,000 millones de neutrinos y antineutrinos por cada partícula nuclear y nadie sabe cómo ¡detectarlos! Quizás algún día alguien lo hará.

Al seguir esta historia de los primeros tres minutos, el lector ha de sentir que puede él detectar una característica de una sobre seguridad científica. El puede tener razón. Sin embargo, no creo que para un progreso científico sea lo mejor el tener una amplia visión. Es a menudo necesario el olvidar nuestras propias dudas y seguir las consecuencias de nuestras suposiciones a cualquier lugar que nos lleven – la gran cosa no es estar libre de prejuicios teóricos sino poseer los prejuicios teóricos correctos. Y siempre, la prueba de cualquier concepción está en el lugar al que nos lleva. El modelo estándar de las primeras épocas del Universo ha tenido mucho éxito y provee un marco teórico coherente para programas experimentales futuros. Esto no significa que es cierto, pero si significa que merece ser considerado seriamente.

A pesar de todo hay una gran incertidumbre que flota como una nube oscura sobre el modelo estándar. La suposición básica de todos los cálculos descritos en éste capítulo es el del Principio Cosmológico, que supone que el Universo es homogéneo e isotrópico. (Ver pag. 21. Por "homogéneo" queremos decir que el Universo aparece igual para cualquier observador que viaja a lo largo de la expansión general del Universo, no importando dónde se encuentre ese observador; por "isotrópico" queremos decir que el Universo se vé igual en todas las direcciones para tal observador.) Sabemos de observación directa que el fondo cósmico de radiación de microondas aparece muy isotrópico a nuestro alrededor, y

de esto inferimos que el Universo ha sido isotrópico y altamente homogéneo desde que la radiación salió de equilibrio con la materia a una temperatura de cerca de 3,000 grados Kelvin. Sin embargo, no tenemos ninguna evidencia de que el Principio Cosmológico era válido en las épocas del Universo temprano.

Es posible que el Universo era inicialmente altamente inhomogeneo y anisotrópico pero que ha sido subsecuentemente suavizado ó alizado por las fuerzas de fricción ejercidas por las regiones del Universo en expansión sobre ellas mismas. Tal modelo "de mezclado" ha sido propuesto particularmente por Charles Misner de la Universidad de Maryland. Es aún posible que el calor generado por la homogeneización friccional e isotropización del Universo sea responsable por el cociente tan grande presente de 1,000 millones a uno de fotones a partículas nucleares. Sin embargo, hasta donde yo sé nadie puede decir porqué el Universo debió haber tenido tal grado de inhomogeneidad ó anisotropía y nadie sabe como calcular el calor producido en el proceso de suavizado.

En mi opinión la respuesta apropiada a tal incertidumbre no es (como a algunos cosmólogos les gustaría) minimizar el modelo estándar sino tomarlo más en serio y trabajar hasta sus últimas consecuencias aunque sea sólo para terminar en una contradicción entre la teoría y la observación. Tampoco es nada claro que tal anisotropía e inhomogeneidad hubiera tenido tanto efecto en la historia presentada en este capítulo. Podría ser que el Universo fué suavizado en los primeros segundos de tiempo; en ese caso la producción cosmológica de helio y deuterio podría ser calculada como si el Principio Cosmológico siempre hubiese sido válido. Aún si la anisotropía e inhomogeneidad del Universo persistió más allá de la síntesis de helio, la producción del helio y del deuterio en cualquier región en expansión uniforme dependería sólo de la tasa de expansión dentro de esa región y no sería muy diferente de la producción calculada en el modelo estándar. Puede que sea que el Universo completo que observamos cuando miramos hacia la época de la nucleosíntesis no sea sino una región homogénea e isotrópica dentro de un Universo inhomogéneo e anisotrópico.

La incertidumbre alrededor del Principio Cosmológico se vuelve realmente importante cuando miramos hacia el pasado, es decir, hacia las primeras épocas del Universo, ó cuando extrapolamos hacia el futuro terminal del Universo. Continuaré apoyándome en ese Principio en la mayoría de los dos últimos capítulos. Sin embargo, siempre se deberá admitir que nuestros modelos cosmológicos simples podrían solamente describir una pequeña región del Universo, ó una porción limitadas de su historia.