

Las relaciones entre los espectros y otras características de las estrellas

Henry Norris Russell

Popular Astronomy, 1914, Vol XXII, No 5, p. 275-294 and Vol XXII, No 6, p. 331-351

Las investigaciones sobre la naturaleza de las estrellas deben estar basadas muy ampliamente sobre las características promedio de grupos de estrellas seleccionadas en varias formas, –como por brillo, movimiento propio y similares. Dentro de los últimos años, la publicación de una gran cantidad de material acumulado hace de la compilación de tales datos un proceso sencillo; pero algunos métodos de agrupar parecen producir relaciones más definidas e interesantes que otros, y, de todos los principios de división, ése que separa las estrellas de acuerdo a sus tipos espectrales ha revelado las más marcadas diferencias, y aquellos que más estimulan los intentos de una explicación teórica.

En la presente discusión, yo intentaré revisar muy rápidamente los principales resultados alcanzados por otros investigadores, y pediré entonces la indulgencia de ustedes por contarles sobre ciertas investigaciones con las cuales he estado involucrado durante los recientes pasados años.

Gracias a la posibilidad de obtener, con prisma objetivo, fotografías de cientos de estrellas en una sola placa, el número de estrellas cuyos espectros han sido observadas y clasificadas excede ahora cien mil y probablemente otras tantas están dentro del alcance de los instrumentos existentes. La vasta mayoría de estos espectros muestra sólo líneas oscuras, indicando que la absorción en las capas externas y menos densas de las atmósferas estelares es la principal causa de su producción. Incluso si no pudiéramos identificar una sola línea como proveniente de algún elemento constituyente conocido, podríamos todavía extraer de un estudio de espectros, méramente considerados como patrones de líneas, alguna conclusión de fundamental importancia.

Los espectros de estas estrellas muestran remarcablemente pocas diferencias radicales en el tipo. Más del diecinueve por ciento de ellas cae en uno u otro de los seis grandes grupos que fueron reconocidos de fundamental importancia en el clásico trabajo del Observatorio del Colegio de Harvard, y recibieron como designaciones, por el proceso de “sobrevivientes del ajuste”, la más que arbitraria serie de letras B, A, F, G, K, y M. Que debiera haber unos pocos tipos es notorio; pero mucho más remarcable es que ellos forman una serie continua. Cada nivel de degradación, por ejemplo, entre los espectros típicos nominados A y B pueden ser encontrados en diferentes estrellas, y lo mismo es verdadero al final de la serie, un hecho reconocido en la familiar clasificación decimal, en donde B5, por ejemplo, indica un espectro a mitad de camino entre los ejemplos típicos de A y B. Esta serie no es méramente continua; es *lineal*. Existen, en verdad, ligeras diferencias entre los espectros de diferentes estrellas de la misma clase espectral, tales como A0; pero éstos se relacionan con detalles menores que usualmente requieren un ojo entrenado para su detección, mientras

que las diferencias entre clases sucesivas, tales como A y F, son obvias al novato. Casi todas las estrellas de sorprendente pequeña minoría caen entre otras tres clases, denominadas con las letras O, N y R. De éstas, las O indudablemente preceden a las B en la cabeza de la serie, mientras que R y N que se funden la una dentro de la otra van probablemente al otro extremo, aunque en este caso, los estados de transición, si ellos existen, no están muy claramente resueltos.

Puede concluirse de estos hechos, que las principales diferencias en los espectros estelares, como quiera que ellos puedan originarse, surgen en lo principal a partir de variaciones en una sola condición física en las atmósferas estelares. Esto sigue, a su vez, de la linealidad de las series. Si los espectros dependen, a un grado apreciable, de dos condiciones independientemente variables, deberíamos esperar que estuviéramos obligados a representar sus relaciones, no por puntos sobre una línea, sino por puntos dispersados sobre un área. Las diferencias menores que usualmente se describen como “peculiaridades” bien pueden representar los efectos de otras condiciones físicas que la que controla.

El primer gran problema de la espectroscopía estelar es la identificación de esta causa predominante en las diferencias espectrales. La hipótesis que sugirió por si misma, inmediatamente sobre los primeros estudios de los espectros estelares, fue que las diferencias provenían de variaciones en la composición química de las estrellas. Nuestro conocimiento sobre esta composición es ahora muy extenso. Casi cada línea en los espectros de todas las clases principales puede ser producida en el laboratorio, y la evidencia asegurada de esta manera, de cara a la uniformidad de la naturaleza, es probablemente la más impresionante en existencia. Las líneas de ciertos elementos son, en verdad, características de clases espectrales particulares; aquellas del helio, por ejemplo, aparecen sólo en la Clase B, y constituyen su característica más distintiva. Pero las conclusiones negativas son proverbialmente inseguras. El espectro integrado del sol no muestra ninguna evidencia de helio, pero en el de la cromosfera, él es extraordinariamente notorio. Si no fuera por el hecho de que estamos cerca de esta sola estrella de Clase G, y podemos estudiarla en detalle, hubiéramos concluido erróneamente que el helio estaba confinado a las “estrellas de helio”. Hay otros argumentos convincentes contra esta hipótesis. Por ejemplo, los miembros de un cúmulo de estrellas, que se mueven todos juntos, y tienen presumiblemente un origen común, e incluso los componentes físicamente conectados de muchas estrellas dobles, pueden tener espectros de tipos muy diferentes, y es muy difícil ver cómo, en un caso tal, el helio y la mayoría del hidrógeno pudieron haberse juntado en una estrella, y prácticamente todos los metales en la otra. Un argumento adicional –muy convincente a quien habla– es que es casi increíble que las diferencias de composición química deberían reducirse a una función de una sola variable, y dieran lugar a la serie observada de tipos espectrales.

No necesito retenerlos con el recitado de los pasos por los cuales los astrofísicos han quedado generalmente convencidos que la principal causa de las diferencias de las clases espectrales es la diferencia de temperatura de las atmósferas estelares. Es tiempo sólo de revisar algunas de las más importantes evidencias que, convergiendo desde diferentes lugares, proporcionan aparentemente una base segura a esta creencia.

El primer argumento se basa sobre el comportamiento de las líneas espectrales mismas. Para poder apreciar su fuerza total, uno debe familiarizarse a si mismo con una multitud de detalles. Una instancia típica es aquella de las bandas intensas en la región de las longitudes de onda largas, que son el rasgo más característico de los espectros de la Clase M, aparecen débilmente en la Clase K5, y están ausentes en la Clase K y todos aquellos más arriba en la serie. Fowler ha demostrado que esta bandas están perfectamente reproducidas en el

espectro de la llama externa de un arco eléctrico cargado con algún componente de titanio, mientras que el espectro del core del arco, aunque muestra claramente las líneas brillantes del titanio, no contiene las bandas. Aquí nos la estamos viendo evidentemente, con algún componente, –quizá óxido de titanio–, cuyo vapor está presente en la relativamente fría llama del arco, y emite un espectro del tipo caaracterístico de banda de los componentes, mientras en el core más caliente está disociado, y sólomente se ven las líneas del metal. No parece entonces existir escape para la conclusión de que las atmósferas de las estrellas de Clase M son lo bastante frías como para permitir la existencia de este componente, y por lo tanto más frías que el core del arco, y que la temperatura de su disociación se alcanza en la Clase K5, y es sobrepasada en la Clase K. En general, aquellas líneas metálicas que son relativamente fuertes en los espectros que se producen en la llama del oxyhidrógeno o el horno eléctrico son también fuertes en los espectros de las Clases M y K; las líneas más prominentes en la Clase G son las típicas líneas de arco; y las relativamente pocas líneas metálicas que persisten en las Clases A y B son las que aparecen exclusivamente, o con intensidad muy incrementada, en los espectros de chispas del laboratorio.

La segunda línea de evidencia está justificada en la distribución de intensidad en el fondo continuo de los espectros, cuyas diferencias de tipo a tipo son obvias al ojo como diferencias en el color de las estrellas. Afortunadamente esta característica es pasible de medidas precisas. Para las estrellas más brillantes, se pueden hacer comparaciones con una fuente de luz terrestre cuya curva de energía es conocida, como fue hecho visualmente por Wilsing and Scheiner¹, y fotográficamente por Rosenberg². Las estrellas mucho más débiles pueden ser alcanzadas por la comparación de sus brillos medidos visualmente, (o sobre placas isocromáticas con una adecuada pantalla de color) y fotográficamente sobre placas ordinarias. El “índice de color” que se obtiene de esta manera, que expresa, en magnitudes estelares, el brillo fotográfico relativo de estrellas de igual brillo visual, se encontró que está íntimamente relacionado al tipo espectral, –siendo las diferencias dentro de cada clase espectral muy superiores a los errores de observación. Los resultados de King³, Parkhurst⁴ y Schwarzschild⁵, trabajando con diferentes instrumentos y sobre estrellas de muy diferentes brillos, están en excelente acuerdo, como se muestra en la Cuadro 1.

La aproximación cercana a la igualdad entre las diferencias en índice de color de clase a clase es muy marcada, si se considera que estos tipos fueron extraídos de algún modo arbitrariamente de acuerdo a la apariencia general de los espectros fotográficos. El juicio de los observadores de Harvard al seleccionar los puntos de diferencia realmente importantes fue evidentemente muy bueno.

Si se ha determinado la sensibilidad espectral de las placas usadas en tales investigaciones (como hizo Parkhurst) es posible calcular la temperatura a la cual un cuerpo negro emitiría luz del mismo color que el observado; y similares cálculos se pueden hacer, con mayor exactitud, a partir de los datos espectro–fotométricos. La última columna de la Cuadro 1 da las temperaturas efectivas derivadas de esta manera (basadas principalmente en el trabajo de Wilsing y Scheiner). Los valores de las temperaturas dadas aquí pueden tener errores considerables, especialmente al tope de la tabla (en efecto, el trabajo de Rosenberg indica un rango mucho mayor) pero no puede haber duda acerca del orden relativo.

¹Postdam Publications, Vol. 19, part1

²A. N. 4628, 1913

³Harvard Annals, Vol. 59, p. 179

⁴Astrophys. Jour. Vol. 36, p. 218, 1912

⁵Göttingen Aktinometrie, Teil B. p. 19

Cuadro 1:

Espectro	Indice de color			Temperatura
	King	Parkhurst	Schwarzschild	
B0	-0,32			20000:
B5	-0,17	-0,21	-0,20	14000
A0	0,00	0,00	0,00	11000
A5	0,19	0,23	0,20	9000
F0	0,30	0,43	0,40	7500
F5	0,52	0,65	0,60	6000
G0	0,71	0,86	0,84	5000
G5	0,90	1,07	1,10	4500
K0	1,16	1,30	1,35	4200
K5	1,62	1,51	1,80	3200
M	1,62	1,68		3100
N		2,5		2300:

De una tercera confirmación independiente de la hipótesis de la temperatura, basada sobre la determinación del brillo de la superficie de las estrellas, tendré ocasión de hablar más tarde.

Debería ser establecido expresamente que las “temperaturas” de las que aquí se habla son las temperaturas efectivas del “cuerpo negro” correspondientes a la distribución espectral de la radiación. A menos que las superficies de las estrellas muestren una decidida emisividad selectiva para ciertas longitudes de onda, estas temperaturas efectivas deberían indicar también con tolerable exactitud la densidad de energía de la radiación del flujo que escapa de ellas. Esto nos cuenta poco sobre la temperatura de las regiones profundas; pero debe ser el principal factor, si no el único, para determinar la temperatura de aquellas capas externas y casi transparentes de las atmósferas en las cuales las líneas características de absorción tienen lugar. Si suponemos además de acuerdo con los estudios de Abbot de la atmósfera solar⁶, que la absorción es casi completa en un espesor tan pequeño de la atmósfera que las variaciones amplias en su profundidad y densidad modificarían su absorción total tan sólo un poco, es fácil ver cómo la influencia de su temperatura (que presumiblemente determina las intensidades relativas de la absorción en diferentes líneas) puede predominar tan grandemente sobre todos los otros factores en la determinación del tipo espectral.

Podemos ahora rápidamente rever algunas de las relaciones que han visto la luz entre otras características de las estrellas y sus tipos espectrales. Primero, en cuanto al número relativo de las estrellas de diferentes clases, tenemos en la Cuadro 2 algunos resultados de conteos hechos en Harvard⁷.

Las Clases A y K constituyen más de la mitad de todas las estrellas más brillantes que 6,25 m —esto es, de las estrellas visibles a ojo desnudo. Las restantes estrellas están divididas bastante limpiamente entre las otras cuatro clases principales, mientras que sólo una estrella en 300 es de Clase O, y sólo una en 800 de Clase N. Las proporciones relativas de las diferentes clases son sin embargo diferentes en diferentes partes de los cielos, como está indicado en la última línea de la tabla que da el porcentaje de estrellas que hay en

⁶Abbot, The Sun, p. 252, 1911

⁷Harvard Annals, Vol. 64, p. 134

Cuadro 2:

Espectro	O	B	A	F	G	K	M	N
<i>N</i> ^o . arriba de 3,25 m	3	52	32	16	20	35	21	0
<i>N</i> ^o . arriba de 6,25 m	20	696	1885	720	609	1719	457	8
Porcentaje en la Región galáctica	100	82	66	57	58	56	54	87

cada clase que está en un cinturón cubriendo la mitad de la esfera celeste, y extendiéndose 30° a cada lado de la Vía Láctea. Todas las estrellas de Clase O están próximas a la línea central de la Galaxia (excepto por unas pocas en las Nubes Magallánicas). Las estrellas de Clase B están muy fuertemente concentradas en la región galáctica; aquellas de Clase A lo están también; aquellas de las siguientes clases muy poco, excepto en el caso de la Clase N (para las cuales el porcentaje está derivado, no a partir de las ocho estrellas más brillantes de esta clase sola, sino de un número mucho mayor de estrellas más débiles)⁸.

Las proporciones relativas de las diferentes clases varían también con el brillo aparente de las estrellas. Entre las estrellas más brillantes que 3,25 m, como muestra la tabla, la Clase B tiene más representantes que cualquiera otra, pero el porcentaje de este tipo disminuye suavemente cuando pasamos a las estrellas más débiles. El porcentaje de estrellas de clase A crece al principio cuando disminuye el brillo visual; pero hay una buena razón para creer que, al menos en regiones remotas de nuestra galaxia, la proporción relativa de éstas también cae rápidamente en las cercanías de la novena magnitud⁹, y el trabajo de Farth sobre el espectro integrado de la Vía Láctea¹⁰ muestra que, aún allí, la mayoría de las estrellas débiles que forman las nubes galácticas deben ser del segundo tipo de Secchi (F, G, o K).

Los conteos de las estrellas hasta cualquier magnitud dada pueden ser muy engañosos a menos que tengamos en mente la enorme preferencia que este método de observación le da a las estrellas de gran luminosidad real, que pueden ser vistas bastante lejos, y están siendo vistas en un volumen del espacio mucho mayor que aquellas de pequeña luminosidad. Una diferencia de sólo cinco magnitudes en el brillo real de dos grupos de estrellas le da al tipo más brillantes (si ambos están uniformemente distribuidos en el espacio) mil veces mejores chances de ser incorporada a nuestros catálogos; –y este ejemplo subestima las condiciones reales en algunos casos. Los meros conteos de estrellas necesitan por lo tanto ser suplementados con tanto conocimiento como podamos lograr respecto de sus distancias.

Puede obtenerse mucha información a partir de los movimientos propios promedio de las estrellas de varias clases, y todavía más derivando sus paralajes promedio a partir del corrimiento paraláctico medio debido al movimiento del sistema solar en el espacio. Estudios de este carácter han sido hechos por varios investigadores de primera línea. Sus resultados, que están sumarizados en la Cuadro 3, muestran ciertas aparentes discrepancias, que surgen principalmente de las diferencias de los métodos de acuerdo con los cuales los investigadores han seleccionado los grupos de estrellas para la investigación.

Los datos de Kapteyn¹¹ representan los movimientos propios y las paralajes de todas las estrellas de quinta magnitud de cada clase, excepto de la Clase N, en la que, para tener bastantes estrellas, fue necesario incluir objetos débiles, de modo que la magnitud

⁸Harvard Annals, Vol. 66, p. 213

⁹Astronomical Journal, Vol. 26, p. 153, 1910

¹⁰Astrophys. Jour., Vol. 36pp. 362–367, 1912

¹¹Astrophys. Jour. Vol. 30, p. 295; Vol. 32, p. 91, 1909–1910

Cuadro 3:

Espectro	Mov. prop. medio \times siglo			Paralaje media			
	Kapteyn	Boss	% Exc.	Kapteyn	Boss	Campbell	% Exc.
O		1,6	0		0,004		
B	2,6	2,4	0	0,007	0,007	0,006	0
A	5,8	4,6	3	0,010	0,010	0,016	3
F	14,5	7,7	28	0,022	0,012	0,035	3
G	27,0	5,2	20	0,022	0,008	0,022	8
K	13,0	5,7	6	0,022	0,010	0,015	9
M	5,9	5,0	6	0,011	0,008	0,011	3
N		3,2		0,000			

promedio aquí es 8,3. Sus resultados muestran un máximo conspicuo de movimiento propio y paralaje para la Clase G, con una rápida caída a ambos lados. Las estrellas de la Clase N deberían ser traídas cinco veces más cerca para parecer tan brillantes como las otras, pero aún así ellas tendrían la paralaje media más pequeña de todas.

Boss¹², en su investigación del movimiento solar, tenía a su disposición movimientos propios muy exactos de todas las estrellas hasta 5,7 mag, y casi tantas como la mitad entre ésta y la séptima magnitud. La magnitud promedio de sus estrellas es por lo tanto casi la misma que aquella de Kapteyn. Pero por muy buenas razones él excluyó de su solución principal todas las estrellas con movimientos propios arriba de los 20" por siglo. El porcentaje de estrellas excluidas de esta forma (que difiere grandemente de clase a clase) está dado en la cuarta columna de la Cuadro 3. Es natural que esta a menudo drástica eliminación de los movimientos propios grandes, y por lo tanto, en general, de las estrellas más cercanas, debería disminuir sus valores medios. Entre las clases donde el movimiento propio medio es pequeño, el porcentaje de exclusión es también bajo, y los resultados se modifican poco. Pero es importante que la exclusión del seis por ciento de las estrellas de Clase K redujo el movimiento propio en una razón mayor que el 28 por ciento de aquellas de Clase F, y también que la remoción de un quinto de las estrellas de Clase G disminuye la media de las que quedan a menos de un quinto de su valor inicial. De estos resultados parece que las estrellas de las Clases F, G y K tienen paralajes y movimientos propios casi tan pequeños sino iguales que aquellas de las Clases A y M, aunque no están tan remotas como las estrellas de Clase B. Los grandes valores medios obtenidos para todas las estrellas de estas clases están debidos a la presencia de una proporción pequeña de estrellas cercanas de movimiento aparente rápido, de las cuales el porcentaje decrece, pero los movimientos propios medios y las paralajes crecen desde F a K. Los resultados de Campbell¹³ fueron derivados de una comparación de las velocidades radiales y movimientos propios de casi 1200 estrellas, mayoritariamente más brillantes que la magnitud quinta, y promediando casi una magnitud más brillante que las estrellas de Boss, lo cual nos llevaría a esperar que sus paralajes medias fueran cuarenta o cincuenta por ciento más grandes. En su trabajo "unas pocas estrellas que tienen movimientos propios anormalmente largos para su clase fueron omitidas de acuerdo con límites definitivamente impuestos" (que desgraciadamente no están descritos más específicamente). El porcentaje aproximado de exclusión se da en la

¹²Astronomical Journal, Vol. 26, pp. 187-201, 1911. Los movimientos propios medios de las pocas estrellas de las Clases O y N que aparecen en el Catálogo de Boss han sido agregadas por el autor

¹³Lick Observatory Bulletin, Vol. 6, p. 134, 1911.

última columna de la tabla. Parece por inspección que las diferencias entre los resultados de Boss y Kapteyn para las estrellas de Clases A, K y M provienen principalmente del brillo mayor de las estrellas de Campbell; aquellas de las Clases F y G se deben principalmente a los diferentes porcentajes de exclusión; y la única diferencia significativa es que las estrellas B de Campbell, aunque promedian mucho más brillo a ojo que las de Boss, tienen una paralaje media ligeramente más pequeña, y deben ser por lo tanto, en promedio de mayor brillo real.

Bien unida a estas investigaciones está la determinación de la velocidad peculiar media de las estrellas de cada clase espectral. Los resultados de Boss y Campbell, alcanzados casi simultáneamente, y de datos bastante independientes, –movimientos propios en un caso y velocidades radiales en el otro–, están en un acuerdo extraordinario. Los valores encontrados para la componente promedio de movimiento en cualquier dirección arbitraria son (en kilómetros por segundo):

Espectro	B	A	F	G	K	M
Campbell	6,5	10,5	14,4	15,9	16,8	17,1
Boss	6,3	10,2	16,2	18,6	15,1	17,1

El rápido crecimiento de la velocidad media de B a F es muy remarcable. El lento incremento adicional de F a M atraerían poco la atención si no fueran porque es en la misma dirección.

Debería gregarse aquí que el fenómeno conocido como movimiento preferencial o “star-streaming” –el exceso de la velocidad peculiar promedio de las estrellas en una cierta dirección por encima de aquellos en las direcciones perpendiculares–, está casi ausente en la Clase B, muy conspicua en la Clase A, y de alguna forma todavía menos en las siguientes clases (estando parcialmente oculto por la mayor magnitud promedio de las velocidades).

Otra notable diferencia entre las varias clases espectrales se puede encontrar en el número de estrellas binarias, visuales y espectroscópicas, entre ellas. Podemos distinguir dos clases de estrellas dobles visuales; estrellas binarias de las que se computaron sus órbitas (con períodos raramente excediendo los dos siglos) y pares físicos cuya verdadera conexión está probada por el movimiento propio común, pero cuyos movimientos relativos son lentos, y períodos largos –probablemente, a menudo de miles de años. Los conteos de estas dos clases que se dan aquí son de una lista preparada en el curso de mi trabajo, e incluye todas las estrellas para las cuales los datos necesarios fueron obtenidos, incluyendo muchas estrellas de las cuales las observaciones no publicadas me fueron generosamente ofrecidas por Harvard. En cuanto a las binarias espectroscópicas, los conteos de las de Campbell fueron extraídas de su Catálogo de 1910¹⁴, Ellas incluyen todas las estrellas cuyos periodos fueron conocidos por entoces, y todas aquellas cuyos períodos, aunque no se los conozca exactamente, son descritos como cortos; todas las otras con períodos conocidos que exceden los 10 días, y aquellas que, aunque no exactamente determinados, se sabe que son largos.

Parece que, en la pintoresca frase de Campbell, las estrellas dobles visuales de período relativamente corto “aborrecen” las Clases B y M, siendo el mayor número de Clase F, con G un buen segundo. Entre los pares físicos, de largo período, la clase más favorecida es A. La Clase B está abundantemente representada, y la Clase M muy dispersamente.

El porcentaje de estrellas que fueron encontradas ser binarias espectroscópicas es muy probablemente mayor entre las Clases B y A que bajan la lista. A medida que pasa el

¹⁴Lick Observatory Bulletin, Vol. 6, p. 38, 1910

Cuadro 4:

Espectro	Binarias visuales	Pares físicos	Binarias espectroscópicas	
			Período corto	Período largo
B	0	52	33	15
A	14	152	15	14
F	33	115	11	9
G	24	74	8	14
K	12	62	0	13
M	0	11	0	2

tiempo, en verdad, más y más de las estrellas de estos “últimos tipos” se encuentra que son dobles espectroscópicas pero de período largo, aunque entre estas clases la detección de tales sistemas, donde el rango de velocidades es pequeño, es mucho más fácil que entre las estrellas del primer tipo, cuyas líneas son difusas. En cualquier caso es cierto que los períodos cortos están casi confinados a las Clases B, A y F, y que son especialmente abundantes en la primera de ellas. Las pocas estrellas de período corto de la Clase G que aparecen en la tabla son todas variables Cefeidas que fueron seleccionadas para la observación por esta razón, de otra forma no estarían en la lista.

Finalmente podemos notar que, entre las estrellas variables, aquellas de tipo eclíptico, tales como Algol o Beta Lyrae, son en su mayor parte de las Clases A y B, aunque hay un número en las Clases F y G, y una al menos de Clase K; que las estrellas variables Cefeidas son casi todas de las clases F y G, con unas pocas A y K; y que casi todas las variables irregulares, y todas las estrellas de período largo son de Clases M y N. Las estrellas de la Clase M cuyo tipo espectral muestra líneas del hidrógeno brillantes son sin excepción variables, y casi todas las de Clase N están sujetas a cambios en sus brillos.

Habiendo hecho una rápida revisión del campo general pediré ahora la atención de ustedes en mayor detalle para ciertas relaciones que han sido el objeto más especial de mi estudio.

Permítasenos empezar con las relaciones entre los espectros y el brillo real de las estrellas. Estas han sido discutidas por muchos investigadores –especialmente por Kapteyn y Hertzsprung– y muchos de los hechos que serán traídos ante ustedes no son nuevos; pero el material observacional presentado aquí, creo yo, es mucho más extenso que el que alguna vez se reunió. Sólo podemos conocer el brillo real de las estrellas cuando conocemos su distancia; pero la reciente acumulación de medidas directas de paralaje, y el descubrimiento de varios cúmulos móviles de estrellas cuyas distancias pueden ser determinadas, pone a nuestra disposición por lejos datos más extensos que los que estaban disponibles hace unos años.

La Figura 1 muestra gráficamente los resultados derivados de todas las medidas directas de paralajes disponibles en la primavera de 1913 (cuando se construyó el diagrama). La clase espectral aparece como la coordenada horizontal, mientras la vertical es la magnitud absoluta, de acuerdo con la definición de Kapteyn –que es la magnitud visual que cada estrella parecería tener si fuera traída a una distancia correspondiente a una paralaje de $0''.1$ (sin tener en cuenta ninguna absorción posible de la luz en el espacio). La magnitud absoluta -5 al tope del diagrama corresponde a una aluminosidad 7500 veces la luminosidad del sol, cuya magnitud absoluta es 4,7. La magnitud absoluta al final corresponde a $1/5000$

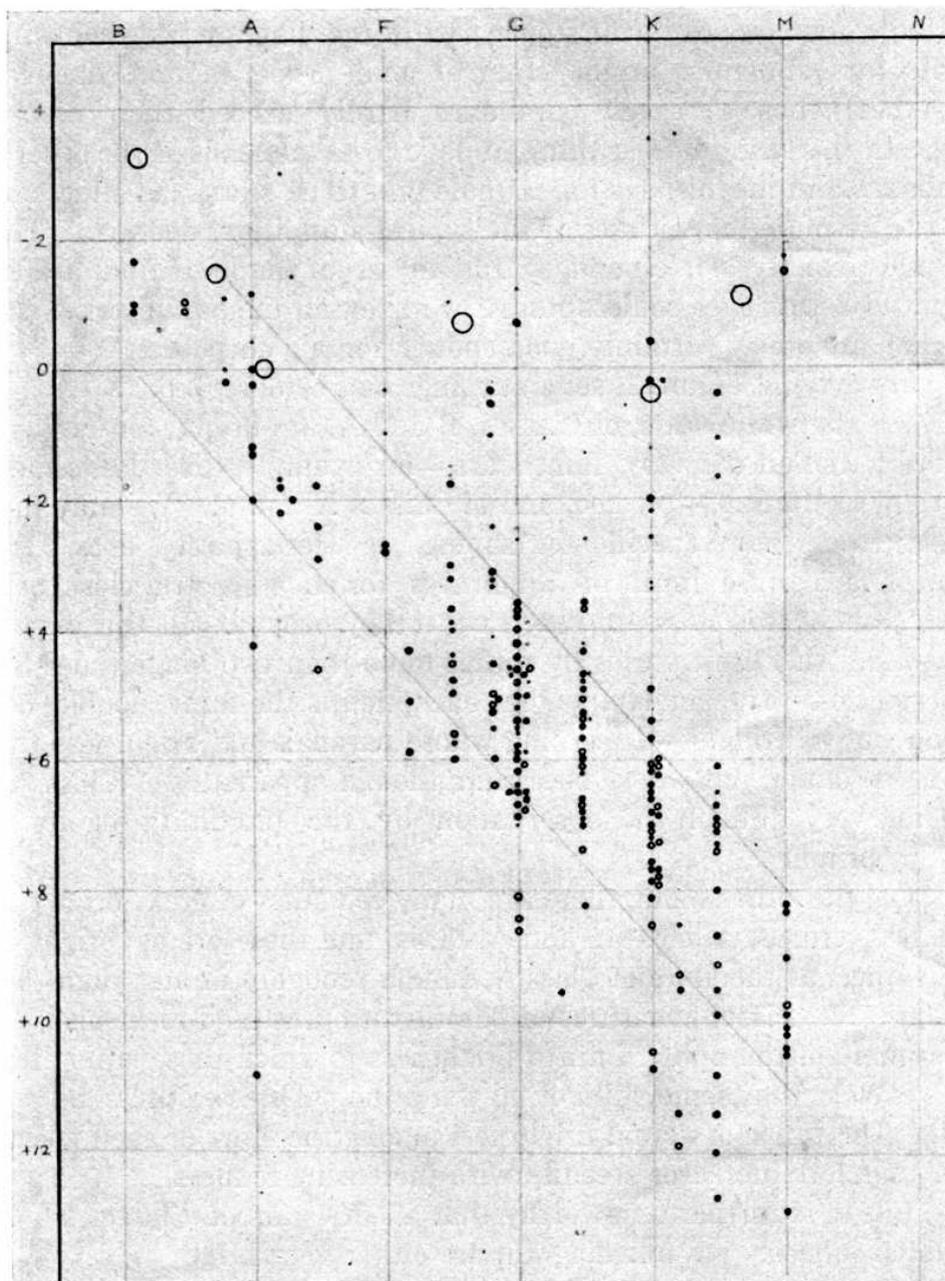


Figura 1:

luminosidades solares. Los puntos grandes muestran estrellas para las que el error probable de la paralaje es menos del 42 por ciento de la paralaje misma, de modo que el error probable de la magnitud absoluta resultante es menos de $\pm 1,0$ mag. Este es un criterio bastante tolerante para una "buena paralaje" y los puntos pequeños que representan los resultados derivados de paralajes pobres, difícilmente deberían ser usados como base de ningún argumento. Los puntos sólidos negros representan estrellas cuyas paralajes dependen de la media de dos o más determinaciones; los círculos abiertos aquellas observadas sino una vez. En el último caso, sólo han sido incluidos los resultados de los investigadores cuyo trabajo parece estar aproximadamente libre de errores sistemáticos, y en

todos los casos las paralajes observadas fueron corregidas por la probable paralaje media de las estrellas de comparación a las que fueron referidas. Los círculos abiertos grandes, en la parte superior del diagrama, representan resultados medios de numerosas estrellas brillantes de pequeño movimiento propio (alrededor de 120) cuyas paralajes observadas difícilmente excedan sus errores probables. En este caso la mejor cosa que se puede hacer es tomar las medias de las paralajes observadas y las magnitudes para grupos escogidos de estrellas y entonces calcular las magnitudes absolutas de las estrellas típicas definidas de esta forma. Estas no corresponderán exactamente a la media de las magnitudes absolutas individuales, que hubiéramos podido obtener si conociéramos todas las paralajes exactamente, pero son muy ciertamente lo bastante buenas para nuestro propósito.

Después de estudiar la figura 1 varias cosas pueden ser observadas.

1. Todas las estrellas blancas, de Clases A y B, son brillantes, excediendo lejos al sol; y todas las muy débiles –por ejemplo todas las de menos de 1/50 del brillo del sol– son rojas, y de Clases K y M. Podemos hacer este estamento más específico diciendo, como hace Hertzsprung¹⁵, que hay un cierto límite de brillo para cada clase espectral debajo del cual las estrellas de esta clase son muy raras, si es que hay. Nuestro diagrama muestra que este límite varía por bastante más de dos magnitudes de clase a clase. La única excepción aparente es la débil compañera doble de σ^2 Eridani, sobre cuya paralaje y brillo no puede haber duda, pero cuyo espectro, aunque aparentemente de Clase A, es bastante difícil de observar por la proximidad de su primaria brillante.
2. Por otra parte, hay muchas estrellas rojas de gran brillo, tales como Arturo, Aldebarán y Antares, y éstas son tan brillantes en promedio como las estrellas de la Clase A, aunque probablemente más débiles que las de la Clase B. Las mediciones directas de paralaje son inapropiadas para incluso elaborar una estima del límite superior de brillo al cual llegan estas estrellas pero está claro que algunas estrellas de las clases principales deben ser muy brillantes. El rango de brillo verdadero entre las estrellas de cada clase espectral debe por lo tanto crecer suavemente a medida que se hacen más rojas.
3. Pero es más que notorio que todas las de las clases K5 y M que aparecen en nuestro diagrama son una u otras muy brillante o muy débiles. De ningún modo son comparables en brillo al sol. Tenemos que ser aquí muy cuidadosos para no ser mal guiados por los resultados de los métodos de selección empleados por observadores de paralajes estelares. La mayoría de ellos observó o las estrellas que aparecen más brillantes a ojo desnudo o las estrellas de gran movimiento propio. En el primer caso, el método de selección da una enorme preferencia a las estrellas de gran luminosidad y, en el segundo, a las estrellas que se mueven más rápido y están más cercanas, sin demasiado cuidado por sus brillos reales. No es sorprendente, por lo tanto, que las estrellas recogidas de la primera forma (y representadas por los grandes círculos en la Figura 1) sean mucho más brillantes que las recogidas por el segundo método (y representadas por los puntos más pequeños). Pero si consideramos la mitad inferior del diagrama solamente, donde las estrellas han sido recogidas por movimientos propios, encontramos que no hay estrellas muy débiles de la Clase G, y ninguna relativamente brillante de Clase M. Como estas estrellas fueron enteramente seleccionadas para la investigación sin ninguna consideración por sus espectros (muchos de los cuales eran entonces desconocidos) parece claro que esta diferencia, al menos, es verdadera y

¹⁵A. N. 4422, 1910

que hay una real falta de estrellas rojas comparables en brillo al sol, con respecto al número de aquellas 100 veces más débiles.

La apariencia de la Figura 1 sugiere por lo tanto la hipótesis de que si pudiéramos poner sobre ella miles de estrellas, en lugar de las 300 disponibles ahora, y representar sus magnitudes absolutas sin incertezas que provengan del error observacional, encontraríamos los puntos que las representan agrupándose principalmente cerca de dos líneas, una que descende agudamente a lo largo de la diagonal desde B hasta M, la otra empezando en B, pero corriendo casi horizontalmente. Los puntos individuales, aunque son gruesos cerca de la línea diagonal deberían dispersarse por arriba y por abajo de ella a una distancia vertical correspondiente a aproximadamente dos magnitudes y similarmente debería ser la más gruesa cerca de la línea horizontal, pero dispersadas por arriba y por debajo de ella pero a una distancia que no podemos especificar limpiamente, de manera que habría dos bandas anchas donde la mayoría de los puntos caen. Para las Clases A y F, estas dos zonas se superpondrían mientras sus límites se mezclarían en la Clase G, y probablemente aún en la Clase K. Habría sin embargo a la izquierda un espacio triangular entre las dos zonas, en el límite derecho del diagrama, donde aparecen muy pocos puntos, si aparece alguno; y la esquina inferior izquierda estaría todavía más vacía.

Podemos expresar esta hipótesis de otra forma diciendo que hay dos grandes clases de estrellas –una de gran brillo (promediando quizá mil veces el brillo del sol) que varía poco en brillo de una clase de espectro al otro; la otra de menor brillo que cae rápidamente cuando más rojas son. Estas dos clases de estrellas fueron notadas primeramente por Hertzsprung¹⁶ quien les aplicó los excelentes nombres de estrellas *gigantes* y *enanas*. Los dos grupos, a pesar de las considerables diferencias internas en cada uno, sólomente están distintivamente separadas entre estrellas de Clase K o más rojas. En la Clase F están parcialmente entremezcladas y en la Clase A fuertemente, mientras las estrellas de la Clase B pueden ser vistas como pertenecientes a ambas series igualmente bien. Además de las estrellas de paralajes directamente medidas, representadas en la Figura 1, conocemos con alta exactitud las distancias y brillos verdaderos de casi 150 estrellas que son miembros de cuatro cúmulos móviles cuyos puntos de convergencia se conocen –principalmente, Híades, el grupo de Ursa Major, el grupo de 61 Cygni, y el gran grupo de Escorpio, descubierto independientemente por Kapteyn, Eddington, y Benjamín Boss, cuyo movimiento parece ser casi enteramente paraláctico. Los datos para las estrellas de estos grupos están representados en la Figura 2, en el mismo sistema que la Figura 1. Los puntos negros sólidos indican los miembros de las Híades; los círculos abiertos aquellos del grupo en Escorpio; las cruces el grupo de Ursa Major, y los triángulos el grupo de 61 Cygni. Nuestras listas de miembros de cada grupo están muy probablemente completas hasta una cierta magnitud límite (visual), pero fallan en este punto debido a la falta de conocimiento respecto los movimientos propios de las estrellas más débiles. La aparentemente abrupta terminación de las Híades cerca de la magnitud absoluta 7,0, y del grupo de Escorpio en 1,5 proviene de esta limitación observacional.

Los grandes círculos y cruces en la parte superior de la Figura 2 representan las magnitudes absolutas calculadas a partir de paralajes medias y magnitudes de los grupos de estrellas investigados por Kapteyn, Campbell y Boss cuyos datos están dados en la Cuadro 3. Los círculos más grandes representan los resultados de Boss, los más pequeños los de Kapteyn y las grandes cruces los de Campbell.

Es evidente que las conclusiones extraídas previamente de la Figura 1 aparecen completamente corroboradas por estos datos nuevos e independientes. La mayoría de los miem-

¹⁶Zeitschrift für Wissenschaftliche Photographie, Vol. 3, p. 442, 1905

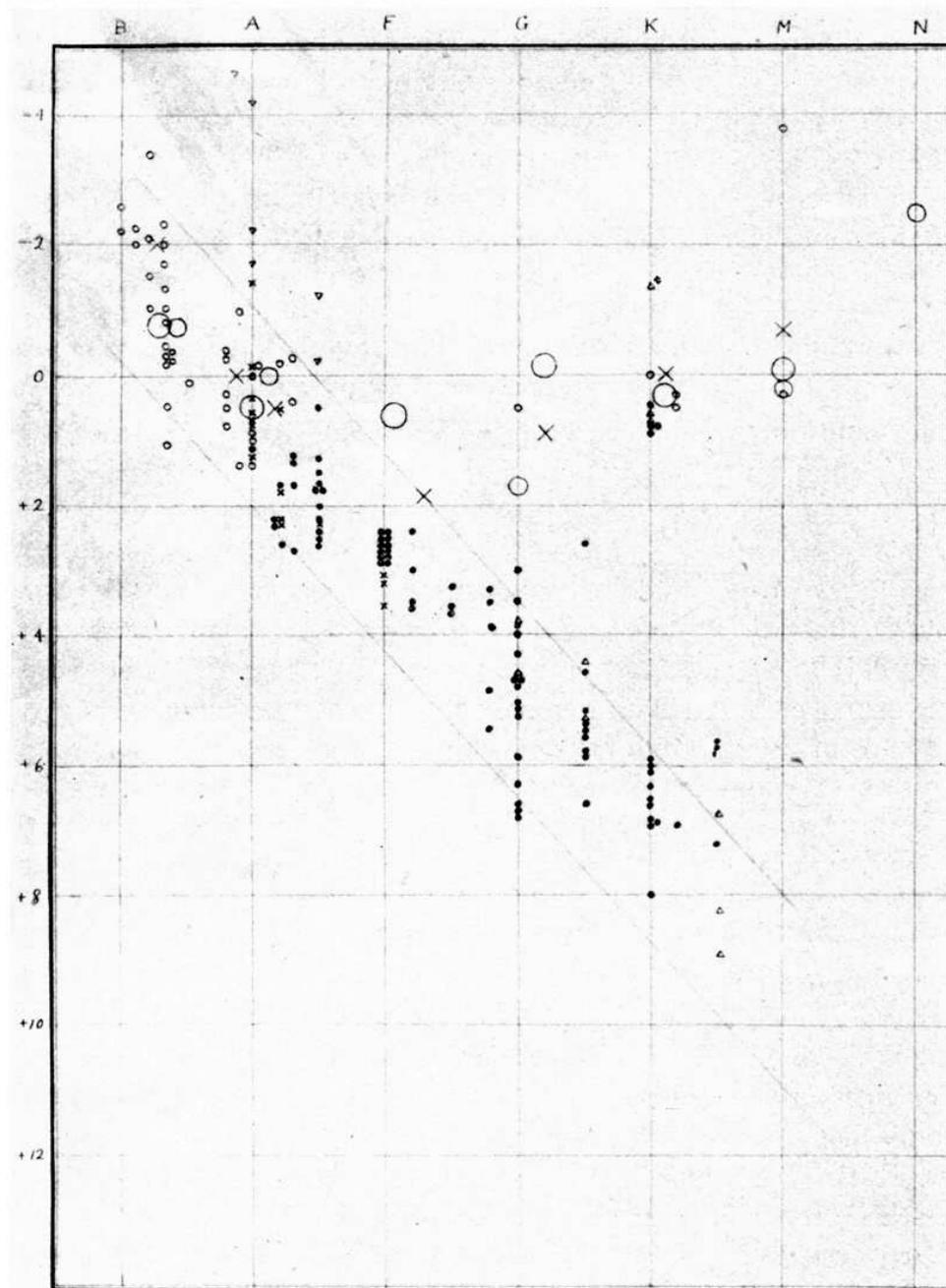


Figura 2:

bros de estos cúmulos son estrellas enanas y merece particular mención que las estrellas de diferentes cúmulos que tienen presumiblemente diferente origen sean similares en magnitud absoluta. Pero hay también unas pocas estrellas gigantes, especialmente de Clase K (entre las cuales están las bien conocidas estrellas brillantes de este tipo en las Híades); y la más remarcable de todas es Antares que, aunque de Clase M comparte el movimiento propio y la velocidad radial radial de las estrellas adyacentes de Clase B, y es la estrella más brillante de todas en el grupo, dando casi 2000 veces la luz del sol. También está claro que las estrellas (vistas) a ojo desnudo, estudiadas por Boss, Kapteyn y Campbell, son en

su mayor parte gigantes. Con esto en mente, estamos ahora en posición de explicar más completamente las diferencias entre los resultados de estos investigadores.

Todas las estrellas de Clase B son gigantes; y, tan lejos como podemos juzgar a partir del cúmulo de Escorpio, ellas no difieren una de otra muy marcadamente en sus brillos absolutos. Es por lo tanto natural que los resultados de estos tres investigadores sean en este caso bastante similares –aunque Campbell, al emplear estrellas que promediaban más brillantes al ojo que las otras ha estado trabajando, evidentemente, con estrellas que son realmente más brillantes. En la clase A, las gigantes y enanas difieren tan poco y están tan fuertemente entremezcladas que la situación es casi la misma. En la Clase M, incluso las más próximas y brillantes de las estrellas enanas son invisibles a ojo desnudo; de ahí que las estrellas estudiadas por los tres investigadores son todas gigantes, y una vez más sus resultados concuerdan.

Un número de las estrellas de Clase K son visibles a ojo desnudo, pero todas éstas son muy cercanas y tienen movimientos propios tan grandes que fueron excluidas como “anormales” por Campbell y Boss. Los resultados de los dos concuerdan en indicar que las estrellas estudiadas por ellos son gigantes típicas. Las pocas enanas, sin embargo, tienen paralajes y movimientos propios tan grandes que su inclusión más que duplica el movimiento propio y presumiblemente también la paralaje media del total, como muestran los números de Campbell en la Cuadro 3. Para la Clase G, las estrellas enanas promedian más brillo, y un número mucho más grande de ellas es visible a ojo desnudo. Estas tienen grandes paralajes y movimientos propios y levantan el promedio de todas las estrellas de esta clase a valores mayores que para cualquier otra. Pero la limitación rigurosa de Boss a movimientos propios pequeños las elimina a todas, dejando estrellas gigantes una vez más. El procedimiento menos dramático de Campbell admite sólo las más cercanas de las enanas (para ser precisos, aquellas de grandes movimientos propios) y su resultado está a mitad de camino entre los otros. En el caso de la Clase F, las estrellas enanas son todavía más brillantes –entremezclándose, de hecho, con las gigantes. Podemos por lo tanto verlas más lejos, y tenemos más de ellas en nuestro catálogo, en proporción a las estrellas gigantes, que en cualquier otra clase. Sus paralajes medias son, sin embargo, más pequeñas que las de las enanas de Clase G y K, y de ahí que el movimiento propio y la paralaje de todas las estrellas de esta clase es menor que para la Clase G. El criterio de Campbell excluye aquí muy pocas estrellas y distinto de Boss admite una buena cantidad de las enanas más remotas y de menor movimiento, haciendo que sus paralaje y movimiento propio medios sean considerablemente mayores para esta clase que para cualquier otra.

Debería finalmente agregarse que la discusión de Kapteyn muestra que las estrellas de la Clase N son bastante brillantes, sobrepasando posiblemente a cualquiera de las otras estrellas gigantes.

Estamos ahora en posición de definir más precisamente el brillo de una gigante típica o estrella enana de una clase espectral dada, y también de obtener una medida del grado de divergencia de una estrella individual respecto de su brillo típico. Tomando primero el caso de las estrellas de Clase B y las estrellas enanas de las otras clases, encontramos para las magnitudes absolutas medias de todas las estrellas de cada clase los siguientes valores:

La tasa de descenso de brillo a medida que las estrellas se enrojecen es muy aproximadamente la misma para las estrellas con paralajes medidas directamente y las estrellas en cúmulos, pero las últimas parecen, con remarcable consistencia, ser 0,8 mag más brillantes que las primeras. Esto parece a primera vista muy desconcertante, pero está indudablemente debido a la forma en la cual las estrellas fueron seleccionadas para observar paralajes. La mayoría de los observadores al preparar sus listas de trabajo han inclui-

Cuadro 5:

Espectro	Estrellas con paralaje medida				Estrellas en cúmulos			
	No.	Mag. abs.	Fórmula	O-C	No.	Mag. abs.	Fórmula	O-C
B2	21	-1,2	-1,1	-0,1
B8	8	+0,3	+0,2	+0,1
A0	6	+1,4	+1,4	0,0	13	0,5	0,6	-0,1
A4	7	2,5	2,3	+0,2	26	1,7	1,5	+0,2
F0	15	2,4	2,7	-0,3
F1	5	4,2	3,7	+0,5
F3	7	3,3	3,3	0,0
F5	9	4,3	4,5	-0,2
F8	8	5,1	5,2	-0,1	5	4,2	4,4	-0,2
G0	29	5,7	5,6	+0,1	18	5,0	4,8	+0,2
G5	19	5,7	6,6	-0,9	9	5,1	5,8	-0,7
K0	28	7,1	7,7	-0,6	9	6,4	6,9	-0,5
K4	19	9,2	8,6	+0,6	7	+7,0	+7,7	(-0,7)
Ma	10	+9,9	+9,8	+0,1

do principalmente aquellas estrellas que eran más brillantes que una cierta magnitud, y tenían movimientos propios que superaban algún límite definido. De las estrellas arriba de esta magnitud límite, aquellas de mayor luminosidad real estarán, en promedio, más lejos, y tendrán movimientos propios más pequeños que aquellas de poca luminosidad, y la selección por movimiento propio favorece las últimas.

La limitación de nuestra presente lista a estrellas cuyas paralajes han sido determinadas con un error probable que no excede el 42 por ciento de sus propias cantidades, aunque necesaria para disminuir el efecto de errores casuales de observación trabaja en la misma dirección para que, entre las estrellas de una magnitud absoluta dada cualquiera, aquellas de mayor luminosidad tengan las paralajes más pequeñas y sea menos probable que pasen la prueba.

Las diferencias notadas en nuestra tabla no tienen que alarmarnos sino que es claro que estas estrellas en cúmulos, más que otros objetos, deberían ser tomadas como las estrellas enanas típicas como un todo. Para ambos grupos de estrellas las magnitudes absolutas parecen ser muy aproximadamente una función lineal de la clase espectral (si B se ve como 1, A como 2, &c). La columna encabezada "Fórmula" en la Cuadro V da los valores calculados a partir de las expresiones $M = 1^m, 4 + 2^m, 1 \times (Sp.-A)$ para las estrellas con paralajes medidas directamente, y $M = 0^m, 6 + 2^m, 1 \times (Sp.-A)^{1000}$ para estrellas en cúmulos. Los residuos de estas fórmulas empíricas promedian, para las magnitudes absolutas medias de las estrellas observadas de diferentes clases, $\pm 0^m, 33$ en el primer caso y $\pm 0^m, 29$ en el segundo. Estos parecen tener carácter accidental, aunque en algunos casos (notablemente en la Clase G5) los residuos para las estrellas de los dos grupos tienen similar signo y magnitud. Los grandes residuos negativos en las Clases K y K5 en los cúmulos provienen del hecho que en las Híades, que contribuye con la mayoría de las estrellas, se determinaron los movimientos propios sólo para las más brillantes y se incorporaron a nuestra lista, -como es claro del examen de la Figura 2.

¹⁰⁰⁰La expresión está tomada igual que en el original. M hace alusión a la magnitud absoluta M_V mientras que $Sp.$ indica el tipo espectral

Entre las estrellas enanas, por otro lado, una estrella típica de cualquier clase espectral es siete veces más débil que la de la clase precedente, y siete veces más brillantes que la de la clase siguiente.

Las estrellas gigantes de todas las clases espectrales parecen ser de alrededor del mismo brillo medio –promediando un poco por encima de la magnitud absoluta cero, esto es, casi mil veces más brillantes que el sol. Puesto que las estrellas de esta serie que aparecen en la Figura 2 han sido seleccionadas por brillo aparente, lo que da una fuerte preferencia por aquellas de las mayores luminosidades, el brillo promedio, de todas las estrellas gigantes en una región dada del espacio debe ser menor que esto –quizá considerablemente, también.

Al tabular las diferencias de residuos entre las magnitudes absolutas de las estrellas enanas individuales y los valores dados por las fórmulas ya descritas, encontramos que la diferencia promedio de las estrellas con paralaje medida, independientemente del signo, es $\pm 0^m,88$ para estrellas desde A hasta F8, $\pm 1^m,02$ para espectros G y G5, y $\pm 1^m,15$ para K y M. Para las estrellas en cúmulos, las diferencias promedio son $\pm 0^m,70$ para espectros B0 a B9, $\pm 0^m,66$ para A y A5, $\pm 0^m,56$ para espectros F a F8, y $\pm 0^m,80$ para G y G5.

Estas diferencias son más grandes para estrellas de paralaje medida que para las otras (probablemente a causa de la mayor incerteza promedio de las paralajes individuales y espectros en este caso) pero no muestran ninguna variación sistemática con la clase de espectro. Su distribución sigue muy aproximadamente la ley de los errores accidentales, como se muestra en la Cuadro 6, donde los números observados que están entre ciertos límites se comparan con aquellos dados por esta ley.

Cuadro 6: Distribución de diferencias a partir de las magnitudes absolutas típicas

Estrellas con paralaje medida			Estrellas en cúmulos		
Límites (M_V)	Observado	Teoría	Límites (M_V)	Observado	Teoría
$\pm 0,0$ a $\pm 0,8$	65	61	$\pm 0,0$ a $\pm 0,5$	59	58
$\pm 0,8$ a $\pm 1,6$	41	44	$\pm 0,5$ a $\pm 1,0$	42	42
$\pm 1,6$ a $\pm 2,4$	21	23	$\pm 1,0$ a $\pm 1,5$	21	24
$\pm 2,4$ a $\pm 3,2$	10	9	$\pm 1,5$ a $\pm 2,0$	10	8
$\pm 3,2$ a $\pm 4,0$	3	3	$\pm 2,0$ a $\pm 2,5$	4	4

La distribución teórica de las estrellas en cúmulos corresponde a un error probable de $\pm 0^m,61$, y la de las otras a uno de $\pm 0^m,94$. Las correcciones por las influencias conocidas de las incertezas de las paralajes y espectros podrían reducir la última a $\pm 0^m,75$. Por lo tanto, parece que la magnitud absoluta de una estrella enana puede ser predicha con sorprendente exactitud a partir del mero conocimiento de su espectro. La mitad de las estrellas enanas no son más de dos veces más brillantes o más débiles que las estrellas típicas de sus clases espectrales. La incerteza correspondiente en la paralaje estimada podría ser un tercio de esta cantidad.

Las paralajes de las estrellas gigantes son tan pequeñas, en comparación con los errores de incluso los mejores métodos actuales de observación, que las observaciones directas no están bien adaptadas para determinar a qué grado difieren ellas en brillo entre si mismas. Sin embargo es practicable un método indirecto para determinar esto, entre aquellas clases en donde todas las estrellas vistas a ojo desnudo son gigantes, comparando los movimientos paralácticos de aquellas estrellas cuyos movimientos propios a ángulos rectos en la dirección del corrimiento paraláctico son grandes o pequeños. Una discusión por este método del

caso típico de la Clase M (los detalles del cual serán dados en algún lugar) muestra que, si la distribución de las magnitudes absolutas de estas estrellas también sigue la “ley de errores”, el error medio probable correspondiente a éste es $\pm 0^m,6$ —casi exactamente el mismo que ya ha sido encontrado para las estrellas enanas. La magnitud absoluta media de todas las estrellas de esta clase que son visibles a ojo desnudo es $-0,5$ y aquella de todas las estrellas en una región dada del espacio es $+0,6$. Este método difícilmente pueda ser aplicado a las estrellas de otras clases espectrales vistas a ojo desnudo (a menos que se encuentre alguna forma de remover las estrellas enanas de las gigantes); pero parece probable que no difieran grandemente de las estrellas de las Clases B y M en virtud del grado de similitud de brillo de una a otra. Con un error probable de la distribución de las magnitudes absolutas como el que se ha derivado aquí, las gigantes y las enanas deberían superponerse perceptiblemente en la Clase G, estarían exactamente separadas en la Clase K, y mucho más separadas aún en la Clase M, como indican los datos observacionales.

Ahora surgen las siguientes preguntas:—

¿Qué diferencias de naturaleza o constitución da lugar a las diferencias en brillo entre gigantes y enanas, y por qué estas diferencias muestran un incremento tan sistemático a medida que las estrellas son más rojas o con el “avance” del tipo espectral?

Evidentemente tenemos que atacar la primera de las preguntas antes que la segunda. La magnitud absoluta (o la luminosidad verdadera) de una estrella puede ser expresada como una función de tres cantidades físicamente independientes —su masa, su densidad, y su brillo superficial. Gran masa, poca densidad y alto brillo superficial encaminan a altas luminosidades, y las estrellas gigantes deben poseer al menos una de estas características en un grado muy marcado, mientras que las estrellas enanas deben mostrar uno o más de los atributos opuestos.

Una buena cantidad de información está disponible respecto de todas estas características de las estrellas. Se conocen las masas de un número considerable de estrellas binarias visuales y espectroscópicas con exactitud tolerable, han sido determinadas las densidades de un mayor número de estrellas variables eclipsantes; y las recientes investigaciones sobre temperaturas estelares llevan a estimas directas del brillo relativo superficial de las diferentes clases espectrales (sujetas, por supuesto, a la incerteza sobre si las estrellas radían como cuerpos negros, como se supone lo hacen). Tomaremos estos asuntos en orden.

Primero, en cuanto a las masas de las estrellas, estamos reducidos al estudio de sistemas binarios, que pueden o no ser similares en masa a las otras estrellas. Sin embargo, no hay evidencias en absoluto al presente que estas sean diferentes de las otras estrellas, y en lo que sigue las supondremos ser típicas de las estrellas como un todo.

La más conspicua cosa que se ha determinado acerca de las masas estelares con alguna aproximación a la exactitud es su remarcable similitud. Mientras los rangos de luminosidades conocidas de las estrellas excede un millón, y que en las densidades determinadas es casi tan grande, el rango de masas investigado hasta ahora es alrededor de 50 veces. Las masas más grandes conocidas son aquellas de las componentes del sistema binario V Puppis que es diecinueve veces la del sol; las masas más pequeñas de las cuales tenemos un conocimiento creíble pertenecen a las componentes débiles de Zeta Herculis y Procyon y son de un tercio a un cuarto de la masa del sol. Estos valores son excepcionales, y los componentes de la mayoría de los sistemas binarios son similares, en masa, al sol.

A pesar de la evidencia disponible dispersa, al presente parece existir alguna correlación entre la masa y la luminosidad. Aquellas estrellas que se sabe son de masa pequeña (digamos de menos de la mitad de la del sol) son todas considerablemente más débiles que el

sol. Por otra parte Ludendorff¹⁷ ha mostrado concluyentemente que la masa promedio de las binarias espectroscópicas de espectro B (que son todas de muy grande luminosidad) es tres veces tan grande como aquella de las binarias espectroscópicas de otros tipos espectrales, y pueden exceder diez veces la del sol. La evidencia adicional en favor de esta apreciación se encuentra en el hecho que las componentes de una binaria, cuando son iguales en brillo, son casi iguales en masa, mientras en pares desiguales la estrella más brillante es casi (si no bastante) siempre la más masiva, pero la razón de las masas raramente supera 3:1, incluso cuando una componente es cien veces más brillante que la otra. Masas muy grandes (tales como cien veces la masa del sol) no ocurren, aunque podrían ciertamente ser detectadas entre las binarias espectroscópicas, si existiesen. Igualmente es remarcable que no hay evidencia creible que cualquier estrella visible tenga una masa de un décimo de la del sol. Las excepciones aparentes que se pueden encontrar en la literatura de este punto puede demostrarse que provienen de determinaciones fallidas de paralajes, estimaciones arbitrarias de cantidades no obtenibles por observación (tales como la razón de densidades de los dos componentes de Algol) e incluso errores numéricos.

De esta similitud sigue que podemos tener una estimación muy fiable de la paralaje de cualquier binaria visual (llamada por Doberck la *paralaje hipotética*) averiguando su masa y revirtiendo la relación familiar entre masa y paralaje. Si suponemos que la masa del sistema es dos veces la del sol (cerca del valor promedio) nuestra paralaje hipotética, como muestra la evidencia existente, estará usualmente dentro del cuatro por ciento de la verdadera, y las magnitudes absolutas deducidas de las componentes tendrán rara vez un error superior a una magnitud. Podemos entonces, extender nuestro estudio de la relación entre magnitud absoluta y espectro a todas las binarias visuales cuyas órbitas han sido calculadas. Las magnitudes absolutas hipotéticas que obtendremos de ellas estarán de alguna manera en error, debido a las diferencias en sus masas; pero, para nuestro propósito actual, los valores hipotéticos son realmente más útiles de lo que serían los valores verdaderos. Esto suena remarcable; pero es fácil demostrar que, si suponemos que las componentes más brillantes de los sistemas tienen todas la misma masa (digamos la del sol) las magnitudes absolutas hipotéticas serán las magnitudes absolutas verdaderas de estrellas idénticas en densidad y brillo superficial que las estrellas verdaderas, pero todas de la masa supuesta. En otras palabras, los efectos de las diferencias de masa entre las estrellas son eliminadas de entre estas magnitudes absolutas hipotéticas, dejando sólo aquellas con diferencias en densidad y brillo superficial (esto es simplemente un enunciado, en diferente forma, de un teorema que es conocido desde hace tiempo). Por lo tanto es deseable extender nuestro estudio a tantas estrellas binarias como sea posible. El número para el cual fueron computadas las órbitas es relativamente pequeño; pero por un simple proceso estadístico podemos incluir todos esos pares que se sabe están en verdad físicamente conectados, no importa cuán lentos sus movimientos relativos puedan ser¹⁸.

Considérese cualquier par de estrellas, de masa combinada m veces la del sol, separadas por una distancia de r unidades astronómicas, y con velocidad relativa de v unidades astronómicas por año. Por la teoría gravitacional tenemos:

$$v^2 \cdot r = (2\pi)^2 m \left(2 - \frac{r}{a}\right) = 39,7m \left(2 - \frac{r}{a}\right)$$

donde a es el semieje mayor de la órbita. Ahora sea π la paralaje del sistema, s la

¹⁷A. N. 4520, 1911

¹⁸Un bosquejo de este método fue dado por el autor en el encuentro de la Sociedad Astronómica y Astrofísica de América en Ottawa, 1911 Agosto 25, y publicado en Science, N.S., Vol. 34, pp. 523-525, 1911 Octubre 20. Un método similar fue desarrollado bastante independientemente y casi simultáneamente por Hertzsprung y publicado en A. N. 4543, 1911 Dic. 19, (la fecha de escritura fue 1911 Octubre 11)

distancia observada en segundos de arco, w el movimiento relativo observado en segundos de arco por año, e i_1 e i_2 los ángulos que forman r y v con la línea de visión. Entonces $s = r \cdot \pi \cdot \text{sen}i_1$, $w = v \cdot \pi \cdot \text{sen}i_2$ y nuestra ecuación se transforma en:

$$s \cdot w^2 = 39,7\pi^3 \cdot m \cdot \text{sen}i_1 \cdot \text{sen}^2i_2(2 - \frac{r}{a})$$

En el caso individual, los últimos tres factores del segundo miembro son desconocidos, y no estamos mejor que al comienzo; pero el valor promedio que tendrían estos productos en un gran número de casos, y el porcentaje de estos casos, que debería estar dentro de ciertos límites dados, pueden ser calculado por los principios de la probabilidad geométrica. Se encuentra que la fórmula $\pi^3 = \frac{sw^2}{14,6m}$ da valores de la paralaje hipotética cuyo promedio para un gran número de casos no será correcto, y que, mientras en casos individuales será demasiado grande o demasiado pequeña, la mitad de ellas estará dentro del 19 por ciento de los valores verdaderos, y los números de errores más grandes se desparan en una forma muy aproximadamente correspondiente a este error probable. Si computamos magnitudes absolutas a partir de estas paralajes, el promedio para todas las estrellas será un poco demasiado brillante, porque los casos en los cuales la paralaje calculada resulta demasiado pequeña tendrán mayor influencia que aquellas en las cuales es demasiado grande. Se puede permitir esto agegando $0^m,15$ a todas las magnitudes hipotéticas calculadas de esta forma –una cantidad casi despreciablemente pequeña para nuestro actual propósito.

Entonces, podemos obtener una serie de magnitudes absolutas hipotéticas cuyo promedio, para un gran número de casos, será correcto. En el 59 por ciento de los casos individuales, el error proveniente del proceso estadístico, esto es, a partir de la sustitución de un valor medio de $\text{sen}i_1 \cdot \text{sen}^2i_2 \cdot (2 - \frac{r}{a})$ por el valor verdadero –afectará la magnitud deducida por menos de $\pm 0^m,5$ y en el 89 por ciento de los casos el error no excederá $\pm 1^m,0$. La aproximación es entonces bastante suficiente para nuestro propósito. Debería ser notado no obstante que mientras el error del proceso estadístico nunca puede hacer que las magnitudes absolutas de cualquier estrella sean más débiles que $\pm 1^m,5$, puede en casos muy raros hacerla muy brillante en cualquier cantidad, como quiera –más de $2^m,0$ en un caso en 60, más de $3^m,0$ una vez en 250 casos, y así siguiendo.

Podemos proceder ahora a computar las magnitudes absolutas hipotéticas para todos los pares físicos que muestran incluso una traza de movimiento relativo –incluyendo muchos que son descritos ordinariamente como “fijos”, pero donde un estudio cuidadoso de las observaciones, muestra cambios relativos muy lentos. Con la ayuda de la espléndida colección de datos observacionales contenidos en el gran catálogo de Burnham y otros recientes trabajos sobre estrellas dobles, y de muchas observaciones de espectros hechos en Harvard en respuesta generosa al pedido de información, ha sido posible derivar resultados para más de 550 estrellas. Suponiendo que la componente más brillante de cada una de éstas (que es usualmente la única de la cual se conoce el espectro) tiene la misma masa que el sol, estimando aquella de la componente más débil sobre la base de la diferencia de brillo, con los datos de los sistemas donde la razón de masa es conocida como guía suficiente, y procediendo como se indicó arriba, obtenemos los datos representados en la Figura 3. Las coordenadas tienen aquí el mismo significado que en los diagramas previos, y la figura muestra a primera vista las relaciones que existirían entre las magnitudes absolutas y los espectros de estas 550 estrellas, si todas las diferencias de masa fueran eliminadas, dejando operativas sólomente aquellas de densidad y brillo superficial. Las binarias de las cuales se calcularon las órbitas están mostradas por puntos sólidos; y los pares físicos, donde se aplicaron procesos estadísticos, por círculos abiertos.

Nuestro nuevo diagrama es sorprendentemente similar en apariencia a los previos, incluso en sus menores detalles. Las dos series de estrellas gigantes y enanas aparecen una vez más; las gigantes son todas de casi el mismo brillo, excepto que aquellas de Clase B son más brillantes que el resto; las estrellas enanas disminuyen su brillo por casi dos magnitudes en cada clase espectral; las dos series se superponen en la Clase G y se separan en la Clase K, y así siguiendo. Por tercera vez hemos llegado, y otra vez con datos independientes, al mismo fenómeno que antes; y, con el material observacional más extenso, algunas de las características y relaciones de los dos grupos se muestran mejor que antes.

Pero esta nueva evidencia hace mucho más que confirmar aquella que habíamos considerado previamente; prueba que la distinción entre estrellas gigantes y enanas, y las relaciones entre sus brillos y tipos espectrales, no viene (primariamente al menos) de las diferencias en masa. Aún cuando se las reduzca a masas iguales, las estrellas gigantes de la Clase K son casi cien veces más brillantes que las estrellas enanas de espectro similar, y para la Clase M la razón correspondiente es 1000. Las estrellas pertenecientes a las dos series deben por lo tanto diferir muy grandemente, o en sus brillos superficiales o en su densidad, si no en ambos.

Hay una buena razón física para creer que las estrellas de espectro similar e índice de color son, al menos aproximadamente, similares en brillo superficial, y que el brillo superficial cae rápidamente a medida que las estrellas son más rojas. En verdad, si las estrellas radían como cuerpos negros, los brillos superficiales relativos de dos estrellas cualesquiera deberían ser obtenibles multiplicando sus índices de colores relativos por una constante (que es la razón entre la longitud de onda fotográfica efectiva y la diferencia de las longitudes de onda media efectivas visual y fotográficas, y está usualmente entre 3 y 4, su valor exacto dependiendo de los sistemas de magnitud absoluta visual y fotográfica usados como patrones). Una variación tal de brillo superficial con la “rojeza” evidentemente explicará al menos la mayor parte de los cambios en magnitud absoluta entre las estrellas enanas (como han señalado Hertzsprung y otros); pero hace que el problema de las estrellas gigantes parezca a primera vista, el más desconcertante de todos.

La solución es sin embargo muy simple. Si una gigante de la Clase K es, por ejemplo, 100 veces tan brillante como una estrella enana de la misma masa y espectro, y es igual a ella en brillo superficial, debe tener entonces diez veces el diámetro y $\frac{1}{1000}$ veces la densidad de la estrella enana. Si, como en la Clase M, la estrella gigante es 1000 veces más brillante que la enana, debe ser menos de $\frac{1}{30000}$ la densidad de la última. Entre las estrellas gigantes en general, la disminución del brillo superficial de las estrellas más rojas debe estar compensada por un incremento del diámetro, y por lo tanto por una rápida disminución de la densidad (puesto que todas las estrellas consideradas han sido reducidas a la misma masa).

Pero todo esto reposa sobre una suposición que, aunque físicamente muy probable, no puede decirse que esté probada, y sus consecuencias hacen estragos con ciertas ideas generalmente aceptadas. Se nos preguntará —¿Es razonable o probable la suposición de la existencia de estrellas de tan baja densidad? Hay alguna otra evidencia de que la densidad de una estrella de Clase G o K pueda ser mucho menor que aquella de las estrellas de Clase B y A? ¿Puede producirse cualquiera otra evidencia que aquella derivada de las leyes de radiación en favor del rápido decremento del brillo superficial cuando crece la “rojeza”?

Podemos dar una pieza de evidencia de una vez apoyándonos en la última pregunta. Las doce estrellas de Clases K2 a M, mostradas en la Figura 3, tienen una magnitud absoluta de 7,8 cuando se las reduce a la masa del sol —tres magnitudes más débiles que el sol. Si del brillo superficial del sol, ellas deberían tener, en promedio, un cuarto de su radio, y sus

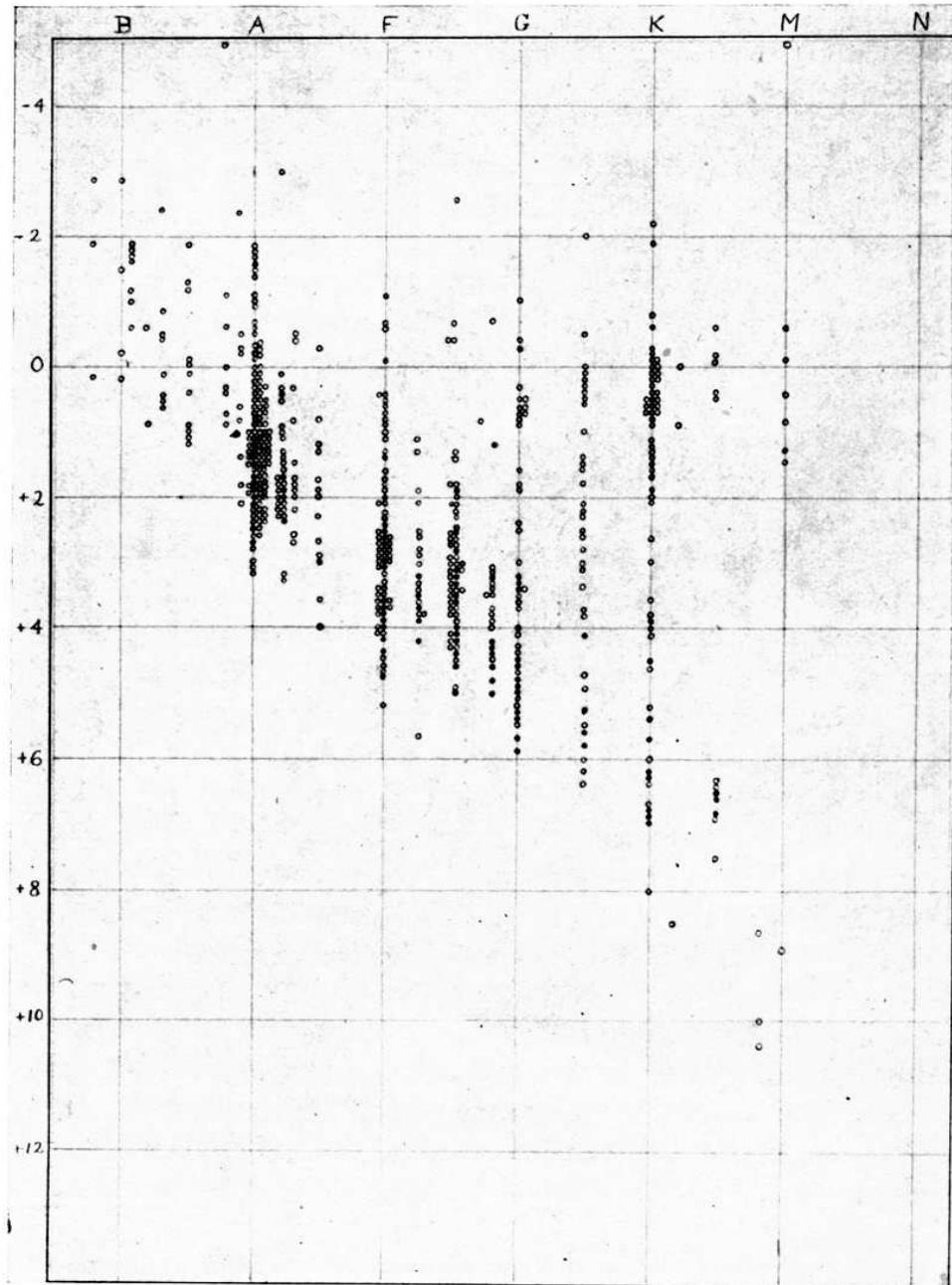


Figura 3:

densidades medias serían 64 veces la del sol, o 90 veces la del agua –lo que es increíble. Un cuerpo de la masa y brillo superficial del sol, incluso si fuera tan denso como el platino, sería sólo de dos magnitudes más débil que el sol, y el exceso de debilidad de estas estrellas más allá de este límite sólo puede ser explicado razonablemente por deficiencia de brillo superficial. Para las cuatro estrellas de espectros K8 y M, cuya magnitud absoluta media, reducidas a la masa del sol, es 9,5, el brillo superficial medio puede ser como mucho un décimo del correspondiente al sol.

Para ir más lejos, tenemos que recurrir al estudio de estrellas variables eclipsantes. Los métodos para computar sus órbitas han sido desarrollados en Princeton durante los últimos

pocos años¹⁹ —siendo el principal motivo de la investigación la importancia astrofísica de los resultados. El Dr. Shapley, usando el método desarrollado por el autor, ha obtenido elementos para 87 de tales sistemas²⁰, para cada uno de los cuales se puede calcular la densidad de los componentes. Los valores empleados aquí son aquellos que resultan de la suposición de que las estrellas presentan oscurecimiento hacia el borde, como el sol, pero a un grado todavía mayor, y la principal incerteza de los resultados (que en cualquier caso no puede ser muy seria) viene de nuestra real ignorancia de ese grado de oscurecimiento. Para los objetivos presentes, ellos se pueden utilizar mejor calculando la magnitud absoluta que tendría la componente más brillante de cada sistema si su masa y su brillo superficial fueran iguales a los del sol —dejando pendiente las diferencias debidas a la densidad sola.

Los resultados de 80 variables eclipsantes cuyos elementos y espectros son conocidos están representados en la Figura 4, en el mismo sistema como en las figuras precedentes. Los puntos negros representan aquellas estrellas para las cuales los datos fotométricos son más creíbles, los círculos abiertos los de menos precisión. Estamos una vez más enormemente en deuda con el Profesor Pickering y la señorita Cannon por la información concerniente a los espectros de estas estrellas. A la magnitud absoluta 4,0 en este diagrama, corresponde una densidad de $\frac{1}{3}$ de la del sol; a 3,0, $\frac{1}{11}$; a 2,0, $\frac{1}{45}$; a 1,0, $\frac{1}{180}$ de la densidad del sol, y así siguiendo.

A primera vista este diagrama tiene poco que ver con los previos excepto por algún parecido, pero un poco de estudio extrae importantes cosas. Primero; aunque la mayoría de estas estrellas variables eclipsantes son de Clase A, cada clase de B hasta K está representada, y hay ocho estrellas de la Clase G o más roja. Segundo; todas excepto una de estas 80 estrellas son menos densas que el sol, aunque unas pocas de ellas son de menos de $\frac{1}{100}$ de la densidad del sol. Tercero; las estrellas de las Clases A y B son bastante similares una a otra en densidad, la gran mayoría con densidades entre $\frac{1}{3}$ y $\frac{1}{45}$ de la del sol; las de la Clase F muestran un grupo compacto de alta densidad y una estrella aislada de baja densidad; pero en las Clases G y K el rango de densidades es enormemente grande —desde aproximadamente dos veces la del sol (W Ursae Majoris) hasta un millonésimo de la densidad del sol (W Crucis al tope del diagrama). Cuarto; entre las estrellas de densidad de menos de $\frac{1}{200}$ de la del sol (correspondientes a $+1^m, 0$ sobre el diagrama) sólo aparece una de las 75 estrellas de Clases B a F, mientras que están incluidas ocho estrellas de Clases G a K. Podemos responder ahora decididamente, y por la afirmativa, las primeras dos preguntas que fueron hechas hace un momento. Algunas estrellas tienen realmente densidades tan bajas como cualquiera que sería requerida para explicar el gran brillo de las estrellas gigantes más rojas; y estas estrellas de baja densidad muestran una muy marcada preferencia por las clases espectrales “más tardías” mientras prácticamente todas las estrellas de tipo “más temprano” son más densas.

Podemos responder la primera pregunta también, en una forma cuantitativa, si ponemos voluntad en suponer que las binarias eclipsantes, y también las estrellas dobles telescópicas, de varias clases espectrales son típicas de las estrellas de estas clases como un todo. Aunque esto podría no ser rigurosamente cierto, hay una buena razón para creer que no está seriamente equivocado. Encontramos, en la Figura 4, que las 50 estrellas eclipsantes de Clase A, si tuvieran todas la masa y brillo superficial del sol, pero sus propias densidades, serían en promedio de magnitud absoluta 3,06. Ahora, refiriéndonos a la Figura 3, encontramos que la magnitud absoluta media que tendrían las 115 estrellas dobles visuales de Clase A0 allí registradas, si fueran de masas sólo iguales a la del sol, pero retuvieran sus propios brillos superficiales así como las densidades, sería de 1,07. La única diferencia

¹⁹Astrophys. Jour., Vol. 35, p. 315, y 36, pp. 54, 239, 385, 1912

²⁰Astrophys. Jour., Vol. 38, p. 159–173, 1913

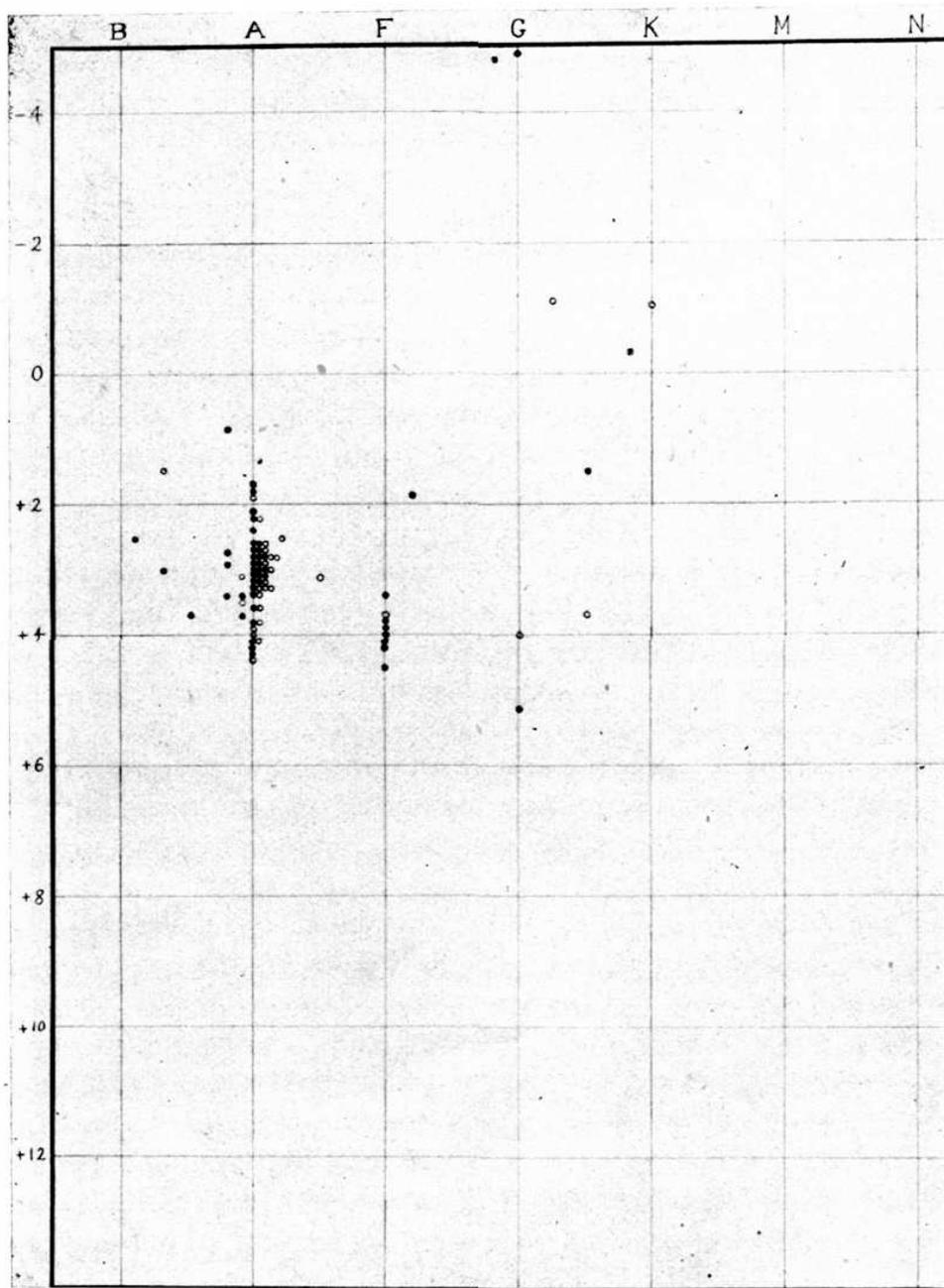


Figura 4:

entre estos dos grupos (si los dos son típicos de las estrellas de Clase A en general) es que uno fue reducido mediante cálculos al brillo superficial del sol y el otro no. Es evidente por lo tanto, que las estrellas de la Clase A deben, en promedio, ser dos magnitudes más brillantes que el sol para igual superficie. aparte de la incerteza sobre si los dos grupos comparados son exactamente típicos, el error probable de esta determinación debería ser de menos de 1 décimo de magnitud.

De manera similar, encontramos que la magnitud absoluta media de 52 pares visuales de espectros Oe5 a B9, reducidos a la masa del sol, es $-0,4$, mientras que la de las 12

binarias eclipsantes de de espectro similar reducidas a la masa y brillo superficial del sol, es +2,8 –lo que hace que el brillo superficial de una estrella promedio de Clase B sea mayor por 3^m , 2 que el del sol. Otra vez, para las estrellas de Clase F, tenemos +2,6 para la magnitud absoluta media reducida de 69 pares visuales, y +3,7 para aquella de los 9 pares eclipsantes –siendo la diferencia de 1^m , 1 efecto del brillo superficial (de alguna forma más incierto aquí debido a la diferente proporción aparente de estrellas gigantes en los dos grupos).

Parece por lo tanto que al bajar la serie espectral desde B hasta G, el brillo superficial de las estrellas decrece por casi una magnitud de una clase a la siguiente; y hemos encontrado previamente que, entre las estrellas enanas, la caída en el brillo superficial al pasar de G a M debe ser de al menos $2_{1/2}$ magnitudes más. todo esto ha sido mostrado sin hacer uso de cualquier significado físico de los espectros, los que fueron simplemente usados como símbolos para clasificar las estrellas en grupos. Los resultados están en concordancia obvia con la visión de que las diferencias de tipos espectrales vienen de las diferencias en temperatura. En verdad, ellas constituyen nueva e importante evidencia en su favor. Cuán bien ellas concuerdan con otras líneas de evidencia independientes se muestra comparando los brillos superficiales relativos recién computados con los índices de color de las varias clases. Teniendo A como estandard, tenemos:

Espectro	B	A	F	G	K	M
Brillo superficial	-1,2	0,0	+0,9	+2,0	...	+4,5 (al menos)
Indice de color	-0,3	0,0	+0,3	+0,7	+1,2	+1,6

Las diferencias calculadas en el brillos uperficial están en todos los casos alrededor de tres veces el índice de color, en buen acuerdo con las razones teóricas.

Podemos ahora estimar la densidad de las estrellas gigantes más rojas. Parece de la Figura 3 que la magnitud absoluta media de las estrellas gigantes, si se las reduce a la masa del sol, es 0,6 para la Clase G, 0,5 para la Clase K, y 0,0 para las Clases K5 y M. Las diferencias entre estos valores son pequeñas, y podríamos muy bien tomar la media general de 0,44 como típica del todo. Esto corresponde a casi 50 veces la luminosidad del sol. Una gigante tal de Clase G, si del mismo brillo superficial que el dol, debería tener casi 7 veces el radio del sol, y $\frac{1}{350}$ de su densidad. Si suponemos, sobre la base del estudio precedente de las estrellas enanas, que las intensidades superficiales de las estrellas gigantes de Clase K y M son respectivamente 1,5 y 3 magnitudes más débiles que la del sol, encontramos que sus densidades deben ser $\frac{1}{2800}$ y $\frac{1}{25000}$ de la densidad del sol. Las densidades observadas de varias estrellas variables eclipsantes de Clases G y K son precisamente del orden de magnitud encontrado aquí, de modo que hay evidencia directa en favor de todas nuestras conclusiones excepto la muy baja densidad asignada a las estrellas gigantes de Clase M (entre las cuales no se ha encontrado hasta ahora ninguna variable eclipsante, de modo que sus densidades no pueden ser determinadas directamente). Pero nada es improbable respecto de una densidad tan baja, ya que sabemos de al menos una estrella –W Crucis– cuya densidad es todavía más pequeña.

Antes de dejar estos diagramas, deberíamos notar que, comparando los datos de la Figura 3 con los de las Figuras 1 y 2, podemos obtener las masas proemdio de las estrellas de los varios tipos. Considérese por ejemplo, las estrellas de espectros B a B5. De la Figura 3 vemos que, si estas estrellas se redujesen a la masa del sol, sin cambiar ni su brillo superficial ni la densidad, sus magnitudes absolutas serían –0,6. Pero las magnitudde sabsolutas verdaderas de esta clase espectral es –2,0, de acuerdo con Campbell, o –0,8

según Boss. Tomando la media de estas determinaciones, encontramos que estas estrellas son en promedio, 2,1 veces más brillantes que las estrellas de la masa unidad pero del mismo brillo superficial y densidad serían –de aquí se sigue que sus áreas superficiales promedio serían 2,1 veces las de las últimas, y sus masas promedio 3,0 veces la del sol. La incerteza sobre si los dos grupos de estrellas que aquí estamos comparando son en realidad exactamente similares es aquí más serio de lo usual; si las estrellas de Campbell se toman como típicas, la masa media resulta siete veces aquella del sol. Debiera ser notado que la masa “promedio” obtenida aquí corresponde aproximadamente al promedio de los logaritmos de las masas individuales, y por lo tanto a su media geométrica, que será, de alguna forma, más pequeña que la media aritmética, y aquella con la que estamos trabajando la masa de la componente más brillante solamente de cada sistema. Para las doce bionarias espectroscópicas de espectro B que están disponibles para la comparación, la masa media de las componentes más brillantes es cerca de 9, y la media geométrica probablemente 7,5 veces la masa del sol. Como la selección observacional favorece en este caso las masas mayores, no hay discrepancias serias entre ambos resultados.

Procediendo similarmente con las estrellas de otras clases espectrales, obtenemos los resultados recolectados en la Cuadro 7. Las magnitudes absolutas observadas de las estrellas en cúmulos han sido tomadas preferentemente por sobre aquellas cuya paralaje ha sido medida directamente, por las razones ya discutidas; y para las estrellas gigantes se usó la media de los resultados de Boss y Campbell (excepto para la Clase G, donde los valores de Boss las representan realmente).

Cuadro 7: Masas medias de las componentes brillantes de estrellas dobles

Espectro	Mag. abs. observada	Mag. abs. reducida a la masa del sol	Masa promedio resultante
B2	-1,4	-0,6	3,0
A0	+0,5	+1,1	2,3
A5, enana	+1,5	+1,6	1,2
F0, enana	+2,4	+2,8	1,7
F3, enana	+3,3	+3,1	0,8
F8 y G0, enana	+4,6	+4,0	0,5
G5, enana	+5,1	+4,2	0,3
K0, enana	+6,4	+5,5	0,3
K5 y M, enana	+8,9	+7,7	0,2
G y G5, gigante	-0,2	+0,6	3,0
K0, gigante	+0,2	+0,5	1,5
K5 y M, gigante	-0,3	0,0	1,5

La similitud general en masa entre las estrellas de características tan anchamente diferente, es realmente sorprendente. En vista de los pequeños números de estrellas en algunos de los grupos, las diferencias entre los valores individuales no deberían ser enfatizada demasiado, porque la caída gradual de la masa promedio entre las estrellas enanas está de acuerdo con los resultados de medidas directas. La media de geométrica de las masas computadas de las componentes brillantes de las ocho binarias visuales de espectros A a F5, cuyas paralajes han sido determinadas con tolerable exactitud, es 1,8 veces la masa del sol; para las diez estrellas similares de espectros F8 a K, es 0,8.

La masa más grande de las estrellas de Clase B es difícilmente mostrada por esas

cuentas; pero en este asunto el testimonio de las binarias espectrosocópicas merece mucho mayor peso. La conclusión importante que puede ser extraída de la Cuadro 7 es que, aunque el rango en la luminosidad media entre los varios grupos de estrellas excede diez mil veces, el rango de en las masas medias probablemente no lo supere en veinte o a lo más en treinta veces.

Podemos sumarizar los hechos que han sido traídos a la luz como sigue:–

1. Las diferencias en brillo entre las estrellas de diferentes clases espectrales, y entre las estrellas gigantes y enanas de la misma clase, no provienen (directamente al menos) de diferencias en masa. En verdad, las masas medias de los varios grupos de estrellas son extraordinariamente similares.
2. Los brillos superficiales de las estrellas disminuyen rápidamente cuando aumenta la “rojeza”, cambiando por casi tres veces la diferencia en índice de color, o casi más de una magnitud, de cada clase a la siguiente.
3. La densidad media de las estrellas de Clases B y A es un poco más de un décimo de la del sol. Las densidades de las estrellas enanas crecen cuando la “rojeza” crece desde este valor hasta aquel del sol a un límite que al presente no puede ser exactamente definido. Este incremento en la densidad, junto con la disminución del brillo superficial, acompaña la rápida caída en luminosidad junto con la “rojeza” creciente entre estas estrellas.
4. Las densidades medias de las estrellas gigantes disminuye rápidamente cuando crece la “rojeza”, desde un décimo de la del sol para la Clase A a menos de un veinte milésimos de la del sol para la Clase M. Esto balancea el cambio en brillo superficial, y explica la igualdad aproximada en luminosidad de todas estas estrellas.
5. La existencia verdadera de estrellas de espectros G y K, cuyas densidades son del orden derivado aquí, está probada por varios ejmplos entre las variables eclipsantes. –todas las cuales son por lejos menos densas que cualquiera de las más numerosas estrellas eclipsantes de tipo espectral “temprano” con la sola excepción de Beta Lyrae.

Estos hechos tienen evidentemente un decidido sostén en el problema de la evolución estelar, y pediré la indulgencia de ustedes durante los minutos que quedan para un bosquejo de la teoría de desarrollo a la cual me parece a mi que ellos llevan inevitablemente.

De todas las preposiciones, más o menos debatibles, que puedan hacerse en términos de la evolución estelar, no hay ninguna que podría llevar a una aceptación más general que esta:–que a medida que las estrellas envejecen se contraen. En verdad, puesto que la contracción convierte energía potencial de gravitación en calor, que es transferido por radiación a los cuerpos más fríos, parece a partir de principios termodinámicos que la tendencia general de cambio debe, en un período largo ir en esta dirección. Es concebible que en alguna época particular de en la historia de una estrella podría haber una evolución tan rápida de la energía, por ejemplo –de naturaleza radio–activa– que sobrepasara temporariamente la pérdida por radiación y llevara a una expansión contra la gravedad; pero esto podría ser a lo sumo un estado pasajero en su carrera y todavía sería verdadero en un período largo que el orden de densidad creciente es el orden de avance en la evolución.

Si ahora disponemos las estrellas que hemos estado estudiando en orden, debemos empezar por las gigantes de Clase M, seguir la serie de gigantes, en un orden inverso en el que son usualmente ubicadas, hasta A y B, y entonces, con una densidad todavía creciente,

aunque a una tasa más lenta, ir hacia abajo en la serie de estrellas enanas, en el orden usual de las clases espectrales, pasado el sol, hasta aquellas estrellas rojas (otra vez de Clase M), que son las más débiles conocidas hasta el presente. No puede haber duda en absoluto que este es un orden de densidad creciente; si es el orden también en que avanza la edad, somos guiados al menos una vez hacia atrás a la hipótesis de Lockyer de que una estrella es más caliente cerca de la mitad de su historia y que las estrellas más rojas caen en dos grupos, uno de temperatura creciente y el otro de temperatura decreciente²¹. Las estrellas gigantes representan entonces estados sucesivos en el calentamiento de un cuerpo y debe ser más primitivas cuanto más rojas son; las estrellas enanas representan estados sucesivos en su último enfriamiento, y las más rojas de ellas son las de estados más avanzados. No tenemos más dos series por las que preocuparnos, sino una sola, empezando y terminando con las Clase M, y con las Clase B en el medio –estando todas las clases intervinientes representadas, en orden inverso, en cada mitad de la secuencia.

La gran mayoría de las estrellas visibles a ojo desnudo, excepto quizá en la Clase F, son gigantes; de ahí que para la mayoría de las estrellas el orden de evolución es el inverso de aquel generalmente supuesto, y los términos “temprano” y “tardío” aplicados a los correspondientes tipos espectrales son actualmente confusos.

Esta es una conclusión revolucionaria; pero, tan lejos como yo puedo ver, somos llevados a ella sin escape razonable. Si las estrellas de los tipos de Capella, Gamma Andromedae, y Antares, representan estados tardíos de desarrollos de cuerpos tales como Delta Orionis, Alpha virginis y Algol, debemos admitir que, a medida que crecieron y perdieron energía, se han expandido, en el diente de la gravitación, muchas veces sus diámetros originales, y han disminuido varios cientos –o incluso miles– de veces en densidad. Por la misma razón no podemos ver las estrellas gigantes de Clase K como estados tardíos de aquellas de Clase G, o aquellas de la Clase M como estados tardíos de cualquiera de estas otras a menos que estemos listos para admitir que ellas se han expandido contra la gravedad en la misma forma. Podemos por supuesto buscar refugio en la creencia que las estrellas gigantes de varias clases espectrales no tienen relaciones genéticas una con la otra –que ninguna clase entre ellas representa ningún estado en la evolución de las estrellas como cualquiera de las otras– pero esto es negar la posibilidad de componer cualquier esquema de evolución en absoluto.

Si el esquema sugerido por los hechos observados probara ser físicamente imposible, podríamos ser llevados a una consulta desesperada; pero, de hecho, está en un acuerdo conspicuo con las conclusiones que podrían ser alcanzadas directamente a partir de consideraciones físicas elementales y muy probables.

Puede haber poca duda que las estrellas, en general, son masas de gas, y que la gran mayoría de ellas, al menos, están en cualquier momento dado en equilibrio interno estable muy aproximadamente bajo la influencia de su propia gravitación, y muy aproximadamente en estado estacionario en vistas de la producción y radiación de calor, pero se están contrayendo lentamente de acuerdo con su pérdida de energía. Mucho ha sido escrito sobre la conducta de tal masa de gas, por Lane, Ritter, y otros investigadores posteriores²², y muchas de sus conclusiones están bien establecidas y son bien conocidas. Tan lejos como la densidad de la masa gaseosa permanece tan baja que la ordinaria “ley de los gases” representa su conducta con tolerable exactitud, y tan lejos como permanece armada sobre el mismo modelo (p.e., tanto como la densidad y la temperatura en puntos geométricos homólogos varían proporcionalmente con la densidad central o la temperatu-

²¹Phil. Trans. Vol. 184, p. 688, 1902. Proc. Roy. Soc. Vol. 65, p. 186, 1899.

²²Un excelente sumario puede ser encontrado en *Gaskugeln* de Emden

ra), la temperatura central, (y por lo tanto aquella en cualquier serie de puntos homólogos) variará inversamente con el radio. Esto se llama a menudo la Ley de Lane. Si después de la contracción la estrella se mantiene sólo aproximadamente en el mismo modelo que antes, esta ley será aproximadamente, pero no exactamente, verdadera.

La temperatura de las capas desde las cuales viene la mayoría de la radiación emitida se elevará a medida que la estrella se contraiga, pero más lentamente, ya que el incremento en densidad hará que el gas sea efectivamente opaco en una capa cuyo espesor es todavía una fracción decreciente del radio. La temperatura de los casi transparentes gases externos, donde tiene lugar la línea de absorción, estará casi enteramente determinada por la densidad de energía del flujo de radiación de las capas inferiores a través de ella —esto es, por la temperatura de “cuerpo–negro” correspondiente a esta radiación observada a una distancia.

A medida que lentamente la masa gaseosa pierde energía y se contrae, su temperatura efectiva se elevará, su luz se volverá más blanca, y su brillo superficial crecerá, mientras las modificaciones correspondiente ocurrirán en la línea de absorción en su espectro. Entretanto, su diámetro y superficie disminuirán, y esto contrarrestará, al menos parcialmente, la influencia del brillo superficial incrementado y puede incluso hacer perder el equilibrio. No puede por lo tanto establecerse sin ningún conocimiento adicional, en qué dirección cambiará la cantidad total de luz emitida por el cuerpo.

Este proceso continuará hasta que el gas alcance una densidad tal que el apartamiento de su conducta de la ley de los gases simples que es verdadera para los gases perfectos sea importante. Tal densidad se alcanzará primero en el centro de masa. A las altas temperaturas con las que estamos lidiando, el principal apartamiento de las leyes de los gases perfectos será que el gas sea más difícilmente compresible, de tal modo que un levntamiento más pequeño de la temperatura que el exigido por la teoría elemental alcanzará para conservar el equilibrio después de una acontracción adicional. La subida de la temperatura será más lenta por lo tanto, y finalmente cesará, y el calor gastado en el calentamiento de la masa durante los primeros estados será ahora gradualmente transmitido a la superficie y liberado por radiación junto con aquél producido en la contracción. Durante este estado, el comportamiento de la masa se parecerá a aquél de un cuerpo sólido enfriándose, aunque la tasa de descenso de la temperatura será por lejos más lenta. El diámetro y el brillo superficial disminuirán ambos ahora, y la luminosidad de la masa caerán muy rápidamente a medida que la luz se hace más roja. Será siempre menor que la luminosidad del cuerpo cuando alcance la misma temperatura cuando está poniéndose más caliente, habida cuenta de la contracción que ha tenido lugar en el intervalo; y esta diferencia de luminosidad será máyor cuanto menor sea la temperatura elegida para la comparación. Más tarde o más temprano la masa debe licuarse, y entonces solidificarse (si de composición similar a la de las atmósferas estelares) y al final será fría y oscura; pero estos cambios no empezarán, excepto para unos pocos constituyentes menores de muy alto punto de ebullición, hasta que la temperartura de la superfice bastante por debajp de aquella de las estrellas de Clase M (cerca de 3000°K).

La “densidad crítica” a la cual cesará la subida de la temperatura puede ser estimada sólo aproximadamente. debe ser cuertamente mucho mayor que la del aire ordinario, y, (al menos para sustancias de peso molecular moderado), considerablemente menor que aquella del agua. Lord Kelvin²³ expresó hace unos pocos años su acuerdo con la proposición del Profesor Perry que “las especulaciones sobre esta base de las cosas perfectamente gaseosas deberían cesar cuando la densidad del gas en el centro de la estrella se aproxima a un

²³Nature, vol. 75, p. 368, 1907

décimo de la densidad del agua ordinaria en el laboratorio”.

Está claro en el contexto que esto se refiere más bien al comienzo de los apartamientos sensibles de la Ley de Lane que a la llegada a la máxima temperatura que vendría más tarde a una densidad algo mayor que la máxima temperatura central.

El parecido entre las características que podrían ser de otra manera anticipadas teóricamente en una masa de gas de dimensiones estelares, durante el curso de su contracción, y las características reales de la serie de estrellas gigantes y enanas de varias clases espectrales es tan cercano que podrían ser consideradas como idénticas. Las influencias compensatorias de las variaciones de densidad y brillo superficial que tienen todas las estrellas gigantes de aproximadamente igual luminosidad, la caída rápida de brillo entre las estrellas enanas y la también creciente diferencia entre dos clases de enrojecimiento creciente, son justo las que podrían ser esperadas. Más sorprendente todavía es el acuerdo completo entre las densidades reales de las estrellas de varias suertes y aquellas estimadas para cuerpos en diferentes estados de desarrollo, sobre la base de las propiedades generales de la materia gaseosa. Las densidades encontradas observacionalmente de las estrellas gigantes de las Clases G a M son tales que la Ley de Lane debe aplicarse a ellas y ellas deben ser más calientes si se contraen; la del sol (una típica estrella enana) es tan alta que la inversa debe ser verdadera casi ciertamente; y la densidad media de las estrellas de las Clases B y A (casi un noveno la del sol y un sexto la del agua) es justo del orden de magnitud a la cual una masa de gas en contracción se supone alcanza su máxima temperatura superficial.

Podemos llevar nuestro razonamiento más lejos. Otra deducción de la teoría elemental (tan fácilmente probada como la Ley de Lane, pero menos conocida) es que, en dos masas de gas perfecto, similarmente constituidas, y de igual radio, las temperaturas en puntos homólogos son directamente proporcionales a sus masas. Como en el caso previo, la temperatura superficial efectiva del cuerpo más masivo será mayor aunque a un grado menor que la temperatura central. Una masa grande de gas, por lo tanto, llegará a la mayor temperatura máxima, una vez alcanzada su densidad crítica, que la más pequeña. Las mayores temperaturas serán alcanzadas sólo por los cuerpos más masivos, y, que todas a través de su desarrollo alcanzarán cualquier temperatura dada a una densidad más baja, en la subida, y retornarán a ella a una mayor densidad, en la escala descendente, que un cuerpo menos masivo. Ellas serán por lo tanto de mucha mayor luminosidad, a la misma temperatura, que los cuerpos de menos masas, si ambas están subiendo hacia sus máximas temperaturas. Por el lado del descenso, la diferencia será menos conspicua. Los cuerpos de masas muy pequeñas alcanzarán sólo una baja temperatura en el máximo, que puede no ser suficiente para permitirles brillar en absoluto.

Todo esto está otra vez en acuerdo excelente con los hechos observados. Las estrellas más calientes –aquellas de Clase B– son, en promedio, decididamente más masivas que aquellas de cualquier otro tipo espectral. En la presente teoría esto no es una mera chance, sino que las mayores masas son la condición necesaria –uno casi podría decir la causa– para alcanzar una temperatura inusualmente alta. Sólo estas estrellas podrían pasar a través de toda la serie de clases espectrales, desde M a B y volver otra vez, en el curso de su evolución. Los cuerpos menos masivos no podrían alcanzar una temperatura mayor que la correspondiente al espectro de Clase A; aquellas todavía menos masivas no podrían pasar arriba de la Clase F, y así siguiendo. Esta adición suave de estrellas de masas más y más pequeñas, a medida que descendemos por la serie espectral, podría disminuir la masa promedio de todas las estrellas de una clase espectral a medida que “avanza” el tipo, en el caso de las gigantes tanto como en el de las enanas. Este cambio está mostrado conspicuamente entre las estrellas enanas de la Cuadro 7, y débilmente indicado entre

las estrellas gigantes. Las masas promedio de las estrellas gigantes y enanas parecen sin embargo ser conspicuamente diferentes, lo que a primera vista parece inconsistente con la teoría de que ellas representan diferentes estados en la evolución de las mismas masas. Pero las estrellas gigantes que aparecen en estas listas han sido recogidas en una manera tal que favorece grandemente a aquellas de luminosidad alta, y de ahí, como hemos visto, aquellas de gran masa, mientras que éste no es el caso entre las estrellas enanas. Las diferencias observadas entre ellas están por lo tanto de acuerdo con nuestra teoría y constituyen una confirmación adicional de ella.

Ahora es fácil también entender por qué no hay evidencia de la existencia de estrellas luminosas de masa menor a un décimo de la del sol. Los cuerpos más pequeños presumiblemente no alcanzan, incluso en el máximo, una temperatura lo suficientemente alta como para que ellas brillen perceptiblemente (desde el punto de vista estelar) de modo que no las vemos. El hecho de que Júpiter y Saturno sean oscuros, a pesar de sus densidades comparables con las de muchas estrellas enanas, confirma esta mirada²⁴

Una vez más podemos seguir la línea de nuestra hipótesis dentro de una región que, tan lejos como yo se, prácticamente no ha sido transitada por la teoría. Se sabe bien que la gran mayoría de las estrellas en una región dada del espacio son más débiles que el sol, y que hay un firme y rápido descenso en el número de estrellas por unidad de volumen, a medida que se incrementa la luminosidad. Las estrellas enanas, especialmente las más débiles y rojas, superan en número ampliamente a las gigantes, cuya preponderancia en nuestros catálogos viene enteramente de la preferencia secular dada a ellas por el inevitable método de selección por brillo aparente.

¿Qué deberíamos encontrar teóricamente? Para tener una respuesta, debemos hacer una suposición razonable —esencialmente, que el número de estrellas, en una región suficientemente grande del espacio, que están, en el momento presente, en un estado dado de evolución será (aproximadamente al menos) proporcional a la longitud de tiempo que le lleva a una estrella pasar a través de los respectivos estados²⁵. Cuando una estrella se

²⁴En la precedente presentación de la teoría, y para evitar interferencia con el progreso del argumento principal, no se hizo ninguna mención sobre ciertas consideraciones que deberían ser discutidas aquí.

1.- Es probable que a temperaturas estelares la materia gaseosa esté considerablemente disociada y ionizada. Pero esto no afectará su naturaleza gaseosa. Para nuestro presente propósito ella llega a poco más que una disminución del peso molecular medio. Esto bajará la temperatura correspondiente a una densidad y presión dadas, y así bajará la temperatura máxima alcanzable; pero como es seguro que el grado de disociación varía gradualmente con la temperatura, no debería afectar la secuencia ordenada de cambios que forman la base de los argumentos previos.

2.- También es probable que la energía potencial disponible de una estrella no sea enteramente gravitacional, sino parcialmente, de origen atómico radioactivo o similar. Si, como en el muy pequeño rango accesible a la investigación experimental, la tasa de liberación de esta energía es independiente de la temperatura y la presión, simplemente suministraría una cantidad anual a la energía derivada de la contracción gravitacional, y la única diferencia en el curso de los eventos sería que, una estrella, enfriándose, se aproximaría no a la extinción completa sino a un estado estacionario de muy larga duración, en el cual tanta energía sería radiada anualmente como es suministrada por la desintegración atómica. Si la tasa de desintegración se incrementa bajo las extremadamente violentas colisiones moleculares que pueden ocurrir en el interior de una estrella, puede suceder una violenta liberación de energía cuando el interior llega a calentarse bastante, incrementando la máxima temperatura y prolongando su duración. Pero, aún con esta hipótesis, el número de colisiones violentas que liberan la energía atómica se incrementaría gradualmente a medida que la temperatura del interior aumenta, y el carácter general de los cambios evolucionarios, incluyendo la relación de la masa y la densidad del cuerpo al tiempo de su ocurrencia, no se alteraría radicalmente.

Parece por lo tanto probable que el razonamiento previo no requiere modificación esencial en vista de cualquiera de estos factores en el problema.

²⁵Hertzsprung, *Zeitschrift für Wissenschaftliche Photographie*, Vol. 3, p. 442, 1905

caliente, ella es grande y brillante, está radiando energía rápidamente, y está también almacenando calor en su interior; entretanto, de acuerdo a su baja densidad, la contracción de un porcentaje dado de su radio libera una pequeña cantidad de energía gravitacional. Por lo tanto pasará a través de estos estados con relativa rapidez. El pasaje a través de su temperatura máxima será obviamente un poco más lento. Durante los estados de enfriamiento, su superficie es relativamente pequeña, y su tasa de radiación lenta; es densa, y un porcentaje dado de contracción libera una gran cantidad de energía; y el gran almacenamiento de calor acumulado más temprano en su interior sale otra vez. Debe por lo tanto permanecer en estos estados por intervalos de tiempo muy largos —especialmente en los más tardíos, cuando la tasa de radiación es muy pequeña.

En un bosquejo general, esto produce exactamente lo que es observado —la relativa extrañeza de estrellas gigantes, la un poco mayor abundancia de aquellas de Clase A, cerca del máximo de temperatura, y los números rápidamente crecientes de estrellas enanas de brillos más y más pequeños. La bien conocida rareza de las estrellas de Clase B, por unidad de volumen, es adicionalmente tenida en cuenta si creemos, como ha sido ya explicado, que solamente las estrellas más masivas alcanzan este estado.

En esta conexión muy probablemente se nos preguntará ¿qué es lo que procede o lo que sigue a la Clase M en la serie evolucionaria propuesta y por qué no vemos estrellas en estados todavía más tardíos o más tempranos? En vistas de lo último es obvio que las estrellas enanas todavía más débiles que las más débiles observadas hasta ahora (que son de la Clase M), incluso entre nuestros vecinos más cercanos, podrían ser aparentemente más débiles que la magnitud diez. No podemos tener esperanzas de encontrar tales estrellas hasta que se haga una búsqueda sistemática de estrellas de muy gran movimiento propio entre estrellas muy débiles. La rojeza extrema de tales estrellas podría hacer hacer menos productiva una búsqueda tal por métodos fotográficos en la mayoría de los casos.

Pero una estrella gigante de Clase M, cientos de veces más brillante que el sol, no puede ciertamente nacer a la existencia fuera de la oscuridad. En sus estados más tempranos debe haber radiado una gran cantidad de energía, aunque quizá menos que en el presente. Sin embargo, como la temperatura de un cuerpo radiante cae debajo de los 3000°K , el máximo de energía en su espectro se mueve bien dentro del infrarrojo, dejando sólo una miserable fracción de la radiación total en la región visible. Las estrellas en tales estados, deberían por lo tanto emitir mucha menos luz de lo que lo harían después, y tienen una chance pobre de ser vistas²⁶ Hasta ahora sabemos muy poco acerca del índice de color y temperatura de las estrellas de esas variedades de la Clase M (Mb y Mc) que son evidentemente las más lejanas a lo largo de la serie espectral, y muy bien puede ser que una estrella alcance usualmente la temperatura correspondiente a esos estado por el tiempo que ella empieza a brillar en todo su esplendor. En cualquier caso, las estrellas en estos estados tan tempranos deberían ser de poca o moderada luminosidad, y raras por unidad de volumen, y de ahí muy pocas de ellas podrían ser incluidas en nuestros catálogos.

La gran luminosidad y extrema rojeza de las estrellas de Clase N sugiere que ellas pertenecen al comienzo de la serie de las estrellas gigantes; pero las relaciones de este tipo espectral muy distinto a las otras no son todavía claras, y podría ser prematuro darles un lugar definitivo en la secuencia. Parece claro, sin embargo, que estas estrellas deben estar en una condición muy primitiva, más que una muy tardía, como creyó Lockyer. Las estrellas de Clase O (Wolf-Rayet stars) son de luminosidad promedio muy grande, y probablemente están más allá que éstas de la Clase B en el ápice de la escala de temperatura, como supone Lockyer. Pero en ausencia de datos respecto de sus masas, densidades, y otros, no podemos

²⁶Russell, *Science*, N.S. Vol. 37, p. 646, 1913

ubicarlas definitivamente, excepto que Oe5 y Oe vienen a estar ciertamente arriba de B0.

Se puede mencionar brevemente una aplicación adicional de la teoría mencionada. Si tenemos un gran número de masas de gas contrayéndose, dotadas de varios momentos de momento, más y más de ellas se distribuirán en pares a medida que sean más densas, y los últimos pares formados tendrán los períodos más cortos. Un gran porcentaje de binarias espectroscópicas, especialmente de corto período, es evidencia directa por lo tanto de un bastante avanzado estado de evolución, y la ocurrencia de esta condición entre las estrellas de Clases A y B justifica –en verdad, casi por si mismo compele– la mirada que ellas están removidas lejos de su condición primitiva. La mayoría de las estrellas donde han sido investigadas las velocidades radiales son gigantes, y la ausencia de binarias espectroscópicas de corto período entre las más rojas está en acuerdo con la vista de que ellas están en un estado más temprano de evolución.

La distribución de las estrellas binarias visuales y pares físicos entre las varias clases espectrales depende principalmente de un factor bastante diferente, esencialmente, el poder resolvente de nuestros telescopios, que nos permiten separar los pares más cercanos de período corto sólo entre las estrellas más cercanas, de modo que los sistemas para los cuales se han determinado las órbitas son casi todos de estrellas enanas.

Me he esforzado durante la pasada hora para poner ante ustedes el presente estado de conocimiento respecto del brillo verdadero, masas, densidades, temperaturas y brillos superficiales de las estrellas, y para esbozar la teoría de la evolución estelar a la que me ha llevado el estudio de estas cosas. Esta teoría es inconsistente con el punto de vista generalmente aceptado. Su principio fundamental es idéntico a aquél de la clasificación de Lockyer, pero difiere radicalmente de la última en los principios de acuerdo a los cuales asigna a estrellas individuales, e incluso clases enteras de estrellas, las series de temperatura ascendente o descendente. [Por ejemplo, Lockyer pone estrellas gigantes tan conspicuas como Canopus, Capella, Arcturus y Beta Cygni, y todas las estrellas de la Clase N, en la clase descendente, y ubica β Hydri y δ Pavoni (que son claramente estrellas enanas) en la serie ascendente.]

Dos cosas han ido lo bastante lejos para convencerme que puede ser una buena aproximación a la verdad; la manera en que explica y coordina las características de los diferentes tipos espectrales que parecían estar previamente sin conexión o razón, y la forma en la cual un número de excepciones aparentes a su indicación desaparecieron, una por una, a medida que información más exacta sobre espectros, órbitas de estrellas dobles, y otros, estuvo disponible, hasta que sólo un caso dudoso permanece.

A propósito no he hecho intento alguno esta vez para tocar otros asuntos interesantes tales como las diferencias de las velocidades peculiares medias de las estrellas de varias clases espectrales, aunque con la ayuda de consideraciones razonables y simples, pueden ser agregadas a la lista de cosas explicables por la nueva teoría. Mi razón para ello ha sido menos por falta de tiempo que porque no hay al presente razón definitiva, atribuibles por adelantado sobre consideraciones generales, por qué deberíamos esperar que una estrella vieja se mueva más rápido o más lentamente que una estrella más joven, en tanto que hay una razón para el por qué deberíamos suponer que una estrella densa está en un estado más tardío de evolución que una de densidad baja. Parece mejor descubrir lo que podamos sobre el orden de evolución a partir de datos del último tipo, y entonces aplicar nuestros resultados al estudio de problemas del primer tipo, que atacarlos sin tal ayuda, o por medio de consideraciones no probadas. Las suposiciones que son necesarias para la nueva teoría son simples y probablemente suficientes; pero no forman parte integral de la teoría, y no pueden ser establecidas directamente de consideraciones generales, y por lo tanto yo

no las discutiré ahora.

La nueva teoría no explicará todas las cosas sobre las estrellas –estaría más que preocupado si así lo hiciera; –por ejemplo, deja los fenómenos de movimiento preferencial o “star streaming” tan enigmático como siempre. Yo sólomente he intentado interpretar algunos de los hechos más obvios capaces de explicación evolucionaria, sobre la consideración fundamental de que la materia, y las fuerzas en operación, entre las estrellas, son iguales a aquellas con las que estamos familiarizados en el laboratorio. Sería un hombre osado de verdad aquél que interpretara que esta suposición es enteramente verdadera; pero parece claro que debería ser intentado enfáticamente antes que se pueda postular legítimamente la existencia de nuevas fuerzas.

Si las ideas que tan gentilmente hoy ustedes han escuchado demuestran ser de alguna ayuda para remover la creencia en la necesidad de fuerzas desconocidas, y extienden el dominio de las cosas ya conocidas, mi trabajo estará por lejos bien pago; pero no debería ser olvidado que los verdaderos trabajadores han sido esos quienes por largas y fatigadas noches acumularon poquito a poco, y, a través de días monótonos, prepararon para uso de otros, los tesoros del conocimiento observacional con los cuales ha sido mi placentera suerte trabajar en el confort de mi estudio.

Necesito agregar enfáticamente que, si lo que he dicho prueba ser de interes a cualquiera de ustedes, la crítica franca y despiadada será el mejor servicio que me puedan hacer.

Princeton University Observatory.

1914, Marzo 31.

Traducido por Rubén A. Vázquez