

LA RICERCA DI CARATTERISTICHE SENSIBILI ALLA LUMINOSITÀ NEGLI SPETTRI STELLARI FINO AGLI ANNI VENTI DEL NOVECENTO

DAVIDE CENAPELLI

Università di Milano

I primi schemi proposti per la classificazione spettroscopica delle stelle erano organizzati in una sequenza lineare, conseguenza dell'esistenza di un parametro ordinatore principale: la temperatura dell'atmosfera stellare. Ma Miss Maury a Harvard alla fine dell'Ottocento e Hertzsprung pochi anni dopo osservarono l'esistenza di caratteristiche spettrali sensibili alla luminosità delle stelle. La ricerca di questi «indicatori di luminosità», che fu perseguita, tra il 1914 e la prima metà degli anni Venti, da W.S. Adams, A. Kohlschütter, A.H. Joy, B. Lindblad e D.L. Edwards, aprì la strada alle classificazioni bidimensionali.

Le classificazioni spettrali unidimensionali fino a Harvard

La nascita dell'astrofisica, che la storiografia colloca intorno al 1860¹, si manifestò primariamente con un rapidissimo sviluppo, negli anni immediatamente successivi, delle osservazioni spettroscopiche delle stelle e dei primi tentativi di classificarne la diversità secondo qualche schema razionale. Si veniva così a soddisfare l'ideale tassonomico del cosiddetto «programma herscheliano», all'interno delle cui finalità e metodologie si inseriva l'astrofisica nascente. Il «programma herscheliano»² era un filone di studi astronomici che, diversificandosi dalla meccanica celeste e da essa per la verità fortemente marginalizzato fino a tutta la prima metà dell'Ottocento, si proponeva di comprendere l'Universo non tramite la spiegazione razionale dei moti dei corpi celesti, bensì tramite un processo di osservazione – classificazione – interpretazione fisica della loro natura ed evoluzione nel tempo. Gli studi spettroscopici e le prime classificazioni spettrali delle stelle si inserivano pertanto naturalmente all'interno di questo programma di studi astronomici.

Le prime classificazioni spettrali delle stelle compaiono negli anni Sessanta dell'Ottocento. Le prime in assoluto furono proposte da G.B. Donati³ a Firenze e L.M. Rutherford⁴ a New York. Ma il maggiore pioniere della classificazione spettrale del-

¹ Con i lavori di Kirchhoff e Bunsen sullo spettro solare.

² Fu lo storico ottocentesco Berry (v. Berry 1898) a individuare questo programma di studi e Herschel come il suo più insigne rappresentante. Importanti studi sulle finalità del «programma herscheliano» sono stati effettuati da Hoskin (v. Hoskin 1982; 1986; 1999).

³ Donati individuò tre classi: stelle bianche (es. Sirio), gialle (es. Capella) e rosse (es. Betelgeuse); osservò inoltre la correlazione esistente tra colore e caratteristiche spettrali (v. Donati 1862).

le stelle fu Padre Angelo Secchi⁵: egli ideò, tra gli anni Sessanta e Settanta dell'Ottocento, uno schema ben articolato in cinque tipi distinti secondo le caratteristiche spettrali, all'interno dei quali inserì un numero di stelle enormemente superiore rispetto a quello dei suoi predecessori, circa 4000. Dei cinque tipi, due si riferivano a spettri peculiari⁶, mentre gli altri tre comprendevano la grande maggioranza delle stelle. Indicati con i numeri da I a III essi corrispondevano a spettri via via più complessi. È possibile tracciare un parallelo (molto approssimativo) tra i tipi di Secchi e le classi moderne secondo lo schema:

I → B, A, F
 II → F, G
 III → K, M

Secchi osservò anche la corrispondenza tra caratteristiche spettrali e colore: al variare di quest'ultimo mutavano le prime in maniera continua passando da un tipo all'altro attraverso tutte le tipologie intermedie. Già Secchi, e altri dopo di lui, arguirono che la possibilità di ordinare gli spettri secondo una sequenza lineare dovesse significare che le diversità fossero causate dalla variazione di *un* parametro fisico. Secchi stesso intuì che potesse trattarsi della temperatura dell'atmosfera stellare.

La classificazione spettrale di Harvard si basò in un primo momento su quella di Secchi: per poi superarla velocemente per modernità dei criteri adottati e per numero di stelle classificate⁷. Il primo schema di classificazione ideato a Harvard è dovuto a Mrs Fleming e consiste essenzialmente di una più fine articolazione dello schema di Secchi⁸:

Classe di Secchi	Classi corrispondenti di Fleming
I	A (larghe righe dell'idrogeno), B, C, D
II	E, F, G, K, I, H, L
III	M
IV	N

La classificazione di Fleming è completata dalle classi O (stelle di Wolf – Rayet, si tratta di un'eccezione nell'ordine cromatico), P (nebulose planetarie) e Q (altri oggetti).

⁴ Rutherford basò la sua classificazione sulle caratteristiche spettrali, che sono meno aleatorie del colore. Individuò tre classi che più o meno corrispondono alle attuali classi B, A e G-K-M (v. Rutherford 1863).

⁵ Esiste un'ampia letteratura sugli studi spettroscopici di Secchi. Tra i lavori più interessanti v. Hearnshaw (1986, pp. 57-66) e McCarthy (1950).

⁶ Sono i tipi indicati da Secchi come IV e V; il IV comprendeva le cosiddette «stelle al carbonio» e corrisponde alla classe N attuale, mentre il V comprendeva due sole stelle a righe luminose.

⁷ Diverse centinaia di migliaia, cosa resa possibile dall'utilizzo del prisma-obiettivo e della fotografia che permetteva di ottenere spettri di molte stelle contemporaneamente.

⁸ V. Hearnshaw (1986, p. 108).

La classificazione di Harvard trovò poi la sua forma definitiva ad opera di Miss Cannon a cui è dovuta la familiare sequenza O, B, A, F, G, K, M, più alcune classi «peculiari» in cui ricade una piccola percentuale di stelle. Anche la classificazione di Cannon è uniparametrica. Perfezionata intorno al 1910, essa di nuovo metteva in evidenza l'esistenza di un unico parametro fisico ordinatore, che ormai tutti gli astrofisici ritenevano essere la temperatura. Tale supposizione era peraltro sostenuta dalla correlazione spettro-colore, in base alla quale la sequenza spettrale di Cannon è una sequenza cromatica blu-bianco-giallo-arancione-rosso, e dalle osservazioni di laboratorio in cui si osservava come un materiale denso scaldato cambiasse il proprio colore in base alla temperatura cui era portato. Se ne deduceva così che le stelle rosse fossero le più fredde e quelle azzurre le più calde. La legge dello spettro del corpo nero di Planck permise di dimostrare incontrovertibilmente questa considerazione e di ricavare una scala delle temperature assolute⁹, senza però che fosse possibile capire perché la temperatura dovesse influire anche sull'aspetto dello spettro, ovvero perché le righe scure visibili dovessero cambiare con la temperatura.

Le caratteristiche spettrali sensibili alla luminosità

L'ignoranza su tale questione non impedì a Hertzsprung e Russell di ricavare empiricamente, negli anni intorno al 1910 e indipendentemente l'uno dall'altro, il diagramma colore-luminosità. Il diagramma che poi sarà chiamato di Hertzsprung-Russell mette in evidenza che esistono due grandi categorie di stelle: le nane e le giganti¹⁰, ovvero che esistono correlazioni tra spettro e luminosità, ma esse non sono univoche. Ci si può allora chiedere se non esistano differenze negli spettri di una nana e una gigante appartenenti alla medesima classe: differenze molto contenute, tali da non inficiare la collocazione delle due stelle nella medesima classe spettrale, ma purtuttavia presenti. Nel 1914 fu pubblicato sull'«*Astrophysical Journal*» un articolo di W.S. Adams e A. Kohlschütter, intitolato *Some Spectral Criteria for the Determination of Absolute Stellar Magnitudes*¹¹. In esso, i due studiosi cercarono negli spettri righe «sensibili alla luminosità». In altre parole, partendo dal presupposto che due stelle classificate nella medesima classe debbano presentare spettri uguali soltanto entro i limiti di precisione richiesti dalla classificazione medesima e che quindi delle piccole differenze possano esistere, Adams e Kohlschütter analizzarono gli spettri di alcune stelle nane e giganti delle classi spettrali tra A e M andando alla ricerca di tali piccole differenze¹². E le trovarono: essi osservarono come alcune righe metalliche fossero più forti – a parità di tipo spettrale – nelle stel-

⁹ Tra il 1905 e il 1910 J. Wilsing e J. Scheiner a Potsdam ricavarono la prima scala delle temperature di colore tramite paragone con uno spettro di corpo nero (v. Hearnshaw 1986, pp. 219-220).

¹⁰ Hertzsprung e Russell non distinguevano, come facciamo noi, tra giganti e supergiganti.

¹¹ Adams e Kohlschütter 1914.

¹² Bisogna osservare come il lavoro dei due studiosi sia pressoché coevo alla pubblicazione dei primi diagrammi di Hertzsprung e Russell, col risultato che essi, non avendo a disposizione un diagramma su cui tarare il proprio metodo, dovettero a loro volta utilizzare dati di parallassi e moti propri delle stelle per stimarne la luminosità intrinseca.

le meno luminose, altre nelle stelle più luminose. In particolare misero in evidenza le seguenti righe¹³:

Forti in stelle di alta luminosità	Deboli in stelle di alta luminosità
4216 (Sr)	4325 (Sc)
4395 (Ti, V, Zr)	4435 (Ca)
4408 (Fe)	4456 (Ca)
	4535 (Ti)

Osservarono che la 4395 è una Ti «enhanced», mentre quelle della seconda colonna sono in generale forti nelle macchie solari. Avevano trovato nello spettro degli indicatori di luminosità. A questo punto i due studiosi stimarono, utilizzando questo criterio, la luminosità di 71 stelle di parallasse trigonometrica nota. Ne risultarono discrepanze contenute entro un fattore due: era nato il metodo delle parallassi spettroscopiche¹⁴.

Per la verità, essi non furono i primi a fare un'osservazione di questo tipo. Già un'astronoma di Harvard, Miss Maury, prima che Miss Cannon ideasse il suo schema di classificazione, ne aveva costruito uno suo che suddivideva le stelle in ventidue classi (da I a XXII) secondo le principali diversità spettrali e cromatiche, ma introduceva anche *un secondo parametro di classificazione*: la larghezza delle righe. In altri termini, per una data classe Maury introduceva una ulteriore distinzione in tre categorie: stelle a righe larghe e diffuse, di media ampiezza e molto sottili¹⁵. Alcuni anni dopo, Hertzsprung elaborò il diagramma che avrebbe preso il suo nome proprio partendo dalla supposizione che tale differenza dovesse correlarsi a qualche grandezza fisica propria della stella e costruendo il diagramma si rese conto che tutte le stelle molto luminose presentavano righe molto sottili, al contrario di quelle poco luminose le cui righe erano spesse e diffuse. Il parametro in questione era dunque la luminosità.

Negli anni successivi al lavoro di Adams e Kohlschütter si fece pertanto strada l'idea che non uno, ma due parametri fisici dovessero influenzare le caratteristiche spettrali di una stella: uno più influente, responsabile delle principali caratteristiche dello spettro, e uno meno importante correlato alla luminosità della stella. Il primo – ormai si sapeva – era la temperatura, anche se non si sapeva perché essa agisse in questo modo. Il secondo si sospettava potesse essere la densità. Questa ipo-

¹³ Adams e Kohlschütter 1914, p. 393.

¹⁴ Tale metodo si basa sull'osservazione che se di una stella di distanza ignota si osserva lo spettro si può leggere nel diagramma H-R la luminosità tipica delle stelle della sua classe spettrale e se, grazie alla presenza di caratteristiche spettrali sensibili alla luminosità si riesce a discriminare tra le varie luminosità possibili sul diagramma e a individuarne una, confrontandola con la luminosità apparente si ricava la distanza della stella. Naturalmente tale metodo è basato su quello delle parallassi trigonometriche, nel senso che per funzionare deve avere a disposizione un diagramma su cui venire calibrato.

¹⁵ Per la classificazione di Maury v. Hearnshaw 1986, pp. 111-116.

tesi poggiava su due interessanti considerazioni: esperimenti condotti in laboratorio (già dai tempi di Secchi) avevano mostrato come un gas a bassa densità producesse righe più sottili rispetto a un gas più denso; inoltre studi effettuati dallo stesso Russell sulle masse di alcune stelle binarie avevano evidenziato come la differenza in massa fra una stella nana e una gigante fosse molto contenuta e molto inferiore all'enorme differenza di volume, così che la densità media risultava molto maggiore per le stelle nane che per le giganti. In base a queste considerazioni, risultava abbastanza chiaro che la densità minore potesse essere la responsabile delle righe sottili per le stelle molto luminose. Ma perché la densità avesse questo tipo di influenza non si sapeva dire, così come non si sapeva spiegare perché vi fossero righe la cui intensità fosse maggiore o minore a seconda della luminosità. La situazione verso il 1920 era in un certo senso paradossale: da un lato l'evidenza empirica mostrava l'esistenza di una variegata fenomenologia di grande interesse fisico, dall'altro però mancava del tutto una teoria che potesse spiegare i fenomeni osservati e mettere a disposizione degli studiosi il suo potere predittivo. Dopo la fase dell'osservazione e della classificazione, ci si aspettava di passare a quella dell'interpretazione fisica.

La teoria di Saha e la spiegazione delle caratteristiche degli spettri stellari

Tale teoria divenne disponibile a partire dal 1920, allorché il fisico indiano M.N. Saha, partendo dalla teoria dell'atomo di Bohr-Sommerfeld, elaborò la sua famosa equazione capace di correlare il grado di ionizzazione x (cioè la percentuale di atomi ionizzati rispetto al totale) in un gas costituito di un solo elemento chimico, il suo potenziale di ionizzazione U , la temperatura assoluta T e la pressione P del gas in condizioni di equilibrio termodinamico locale¹⁶:

$$\log\left(\frac{x^2}{1-x^2} P\right) = -\frac{U}{4.571T} + 2.5\log T - 6.5$$

Da tale equazione appare evidente come il processo di ionizzazione sia regolato dalla temperatura e dalla pressione del gas (che a sua volta è correlata alla densità), con la prevalenza del primo parametro (il termine P compare solo sotto il segno di logaritmo). Questo spiega perché lungo la sequenza spettrale compaiano a temperature superiori le righe degli elementi ionizzati laddove appaiono le righe degli stessi elementi neutri a temperature inferiori. Inoltre, a parità di temperatura, una stella gigante (ove P è inferiore) rispetto a una nana mostrerà più accentuate le righe di un elemento ionizzato rispetto all'elemento neutro. Saha stesso osservò:

Adams and Kohlschütter have recently shown that there exists considerable difference in the spectra of the giant and the dwarf stars of the same spectral class, when the intensity of cer-

¹⁶ Saha 1920, p. 479.

tain groups of lines are compared. It will be seen that the nature of the spectra is decided not only by the temperature, but also by the concentration of atoms in the stellar atmosphere.¹⁷

La formula di Saha fu perfezionata negli anni successivi: nel 1922 Russell¹⁸ osservò come il termine P (pressione totale del gas) andasse sostituito con la pressione elettronica (cioè dovuta ai soli elettroni), mentre nel 1923 R.H. Fowler ed E.A. Milne¹⁹ la generalizzarono così da comprendere anche i diversi stati di eccitazione degli atomi (neutri o ionizzati), che è importante considerare dato che le serie ottiche ad esempio dell'idrogeno e dell'elio vengono assorbite da stati eccitati.

In pratica, la formula di Saha e i suoi perfezionamenti successivi spiegarono fisicamente la sequenza spettrale di Cannon come una sequenza di temperature decrescenti (e nel contempo diedero conto della correlazione colore-spettro: entrambe le caratteristiche dipendono dal medesimo parametro fisico). Nel contempo offrirono la spiegazione della dipendenza da *due* parametri delle caratteristiche spettrali e dunque della necessità di adottare classificazioni bidimensionali.

L'importanza della teoria elaborata da Saha, Fowler e Milne non è sfuggita agli storici dell'astronomia: si tratta della prima applicazione della teoria quantistica dell'atomo allo studio degli spettri stellari e segna, secondo una terminologia che è stata proposta²⁰, il passaggio dall'«Era Qualitativa» a quella «Quantitativa» nella storia dell'astrofisica.

Anche la diversa larghezza delle righe è correlata alla densità: la spiegazione teorica sarebbe arrivata in un momento successivo allorché si osservò che le righe vengono allargate per effetto Stark e l'effetto – molto evidente per le righe di elementi leggeri come l'idrogeno e l'elio – è più intenso nelle più dense atmosfere delle nane, ove maggiori sono le perturbazioni dei livelli energetici atomici ad opera dei campi elettrici di ioni ed elettroni esterni, che non nelle meno dense atmosfere delle giganti²¹.

Sviluppo del Metodo delle Parallassi Spettroscopiche

Nei primi anni Venti vennero perseguiti nuovi studi alla ricerca di caratteristiche spettrali sensibili alla luminosità e l'attenzione fu focalizzata sulle stelle più calde, quelle per le quali erano meno o per nulla applicabili i risultati di Adams e Kohlschütter. Fu lo stesso Adams, insieme a A.H. Joy, a occuparsene, studiando la larghezza delle righe delle stelle di classi B e A²². I due studiosi puntarono la

¹⁷ Saha 1921, p. 152.

¹⁸ V. Russell 1922.

¹⁹ V. Fowler e Milne 1923.

²⁰ Tale terminologia viene utilizzata da DeVorkin e Kenat (v. DeVorkin e Kenat 1983) che la riprendono da Menzel (v. Menzel 1972).

²¹ L'effetto Stark non è l'unico responsabile dell'allargamento delle righe ma è rilevante per elementi leggeri come idrogeno ed elio, le cui righe sono molto intense negli spettri delle stelle più calde. Sulla storia dell'effetto Stark v. Hearnshaw 1986, pp. 268-270.

²² V. Adams e Joy 1922 e 1923.

propria attenzione sull'aspetto delle righe: le stelle furono divise nelle due classi s (= *sharp* ovvero a righe sottili) e n (= *nebulous*, talora dette anche *diffuse*, ovvero a righe larghe e poco definite).

Per le stelle di classe A, essi calibrarono la correlazione luminosità – tipo spettrale utilizzando stelle di tipo A di ammasso, le cui distanze erano ben conosciute dal moto d'insieme, e altre di cui fosse nota la parallasse trigonometrica. Tabularono una luminosità sistematicamente inferiore per le stelle «n» rispetto alle «s»²³:

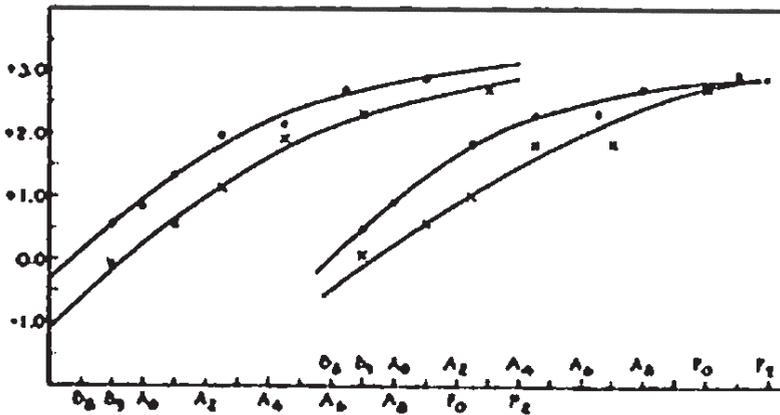


FIG. 1.- Curves showing the relationship between average absolute magnitude and spectral type for stars with parallaxes determined trigonometrically or from group motion. The points indicate groups of stars with diffuse (n) lines, the crosses sharp (s) lines. The curves on the left are for Adams, those on the right for Joy.

Segui l'applicazione del metodo a stelle per cui non si avevano informazioni sulla distanza; il paragone con i loro moti propri rivelò un buon accordo (relazione lineare parallasse spettroscopica – moto proprio).

Un lavoro simile fu effettuato sulle stelle di classe B, per le quali la differenza in luminosità tra stelle «n» e «s» diveniva abbastanza evidente solo a partire dal tipo B5 circa in poi²⁴:

Il lavoro di Adams e Joy si presentava di nuovo di matrice empirica (l'interpretazione per effetto Stark sarebbe giunta ad opera di O. Struve qualche anno dopo, nel 1929), anche se gli autori presentarono l'argomentazione che ritenevano più plausibile per spiegare le differenze:

²³ Adams e Joy 1922, p. 248.

²⁴ Adams e Joy 1923, p. 297.

Spectrum	Diffuse	Sharp
O5-O9.....	-2.5	-2.5
B0.....	-3.1	-3.1
B1.....	-2.4	-2.6
B2.....	-1.5	-2.0
B3.....	-0.9	-1.5
B4.....	-0.6	-1.2
B5.....	-0.5	-1.1
B6.....	-0.3	-0.9
B7.....	-0.1	-0.8
B8.....	+0.1	-0.6
B9.....	+0.5	-0.2
A0.....	+0.9	+0.2
A1.....	+1.3	+0.6
A2.....	+1.7	+0.9

It seems altogether probable, as the measurement of stellar diameters has shown in a few cases, that the giant stars are large expanded bodies of gas of low density, a condition which favors the production of narrow lines, while the dwarf stars are smaller, more condensed bodies [...] and so produce diffuse lines.²⁵

Nel 1922 anche B. Lindblad aveva pubblicato sull'«Astrophysical Journal» un articolo intitolato *Spectrophotometric Methods for Determining Stellar Luminosity*²⁶. Lindblad aveva maturato l'interesse al problema della determinazione degli indicatori spettrali della luminosità proprio recandosi in diverse occasioni a Mount Wilson ove Adams e Joy stavano sviluppando il proprio lavoro. Lindblad aveva appuntato la propria attenzione sulla luminosità del continuo nelle due regioni spettrali adiacenti λ 3907 per stelle degli ammassi Iadi, Pleiadi, Orsa Maggiore e altre. Riuscì a calibrare una correlazione tra rapporto fra l'intensità delle due regioni e la luminosità per stelle B8-A3. Lindblad osservò come la variazione di tale rapporto fosse da ascrivere alla maggiore o minore larghezza della vicina riga H ζ e di alcune righe del ferro e del silicio, così che il suo metodo risultava concettualmente analogo a quello di Adams e Joy.

Lindblad tentò un'interpretazione fisica delle sue osservazioni:

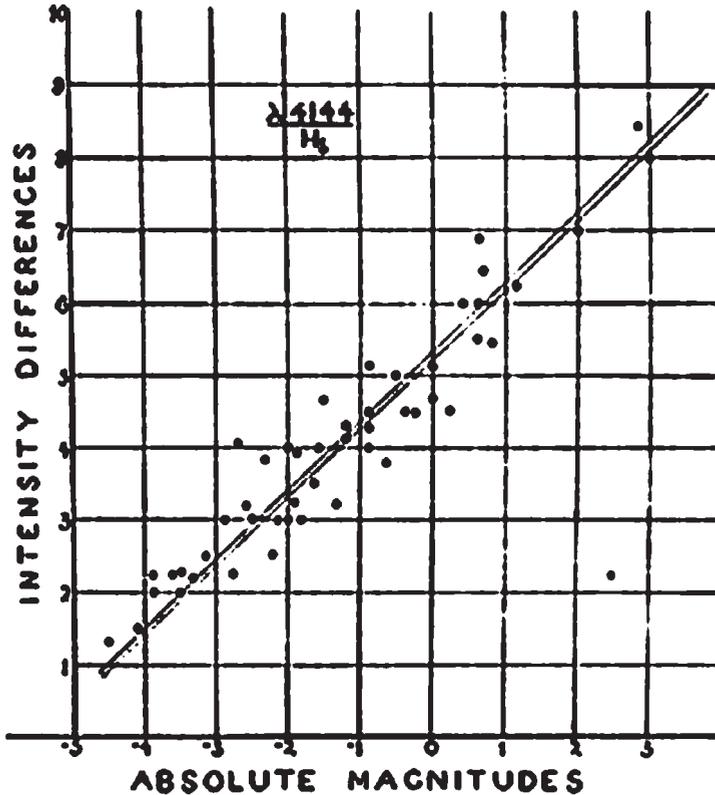
For a layer of a certain temperature the density will be appreciably greater in a star of low luminosity than in a more luminous one, a condition which may be thought to favor the strength and width of the arc and flame lines.²⁷

²⁵ V. Adams e Joy 1922, p. 246.

²⁶ Lindblad 1922.

²⁷ Ivi, p. 103.

Fino a questo punto quindi furono sviluppati studi sull'intensità delle righe per tipi «freddi», sulla loro larghezza e sul continuo per tipi «caldi». Nel 1923 comparve sulle «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society» un lavoro di D. Edwards intitolato *Spectroscopic Parallaxes of the Hotter Stars*²⁸, in cui veniva sviluppato il metodo dei rapporti di intensità per stelle dei tipi «caldi». Egli selezionò rapporti fra righe dell'elio e righe della serie di Balmer, come λ 4144 e H δ ²⁹:



Le classificazioni bidimensionali

La necessità sempre più sentita di adottare classificazioni spettrali bidimensionali sfociò in una prima proposta ad opera di Lindblad di classificare le stelle delle classi B e A utilizzando come secondo parametro la larghezza delle righe dell'idrogeno. In realtà, una classificazione ancora più completa richiederebbe tre parametri: infatti la spiegazione delle caratteristiche spettrali secondo la teoria elaborata da Saha e dai suoi epigoni si basa sull'ipotesi che la composizione chimica delle stelle sia la stessa per tutte e quindi non abbia nessuna influenza negli spettri. In realtà,

²⁸ Edwards 1922.

²⁹ Ivi, p. 51.

tale composizione è molto simile ma piccole differenze possono esistere, ragion per cui esiste un terzo parametro di differenziazione, la cui influenza è minore degli altri due ma comunque presente. È quindi possibile ideare classificazioni tridimensionali. La classificazione proposta verso la fine degli anni Trenta da D. Barbier e D. Chalonge per stelle calde è bidimensionale e si basa sull'intensità del *Balmer Jump* e sulla lunghezza d'onda media alla quale esso avviene, grandezze che essi riuscirono a mettere in correlazione alla classe di Harvard e alla luminosità. Nel 1953 Chalonge e L. Divan resero la classificazione tridimensionale (classificazione BCD, dalle iniziali dei nomi dei tre studiosi) inserendo una terza coordinata (il gradiente della luminosità in un intervallo prefissato di lunghezze d'onda). La classificazione attualmente utilizzata³⁰ è invece strettamente imparentata con quella di Harvard, nel senso che utilizza la sequenza spettrale di Cannon O, B, A, F, G, K, M (più alcune classi «minori») ridefinite con poche modifiche, e un secondo parametro detto classe di luminosità³¹:

Classe di luminosità	Descrizione	Esempio
Ia	Supergiganti luminose	Rigel
Ib	Supergiganti meno luminose	Antares
II	Giganti luminose	Stella Polare
III	Giganti	Arturo
IV	Subgiganti	Procione
V	Sequenza principale	Sirio

Bibliografia

- Adams, Walter S. e Kohlschütter, Arnold
1914 *Some Spectral Criteria for the Determination of Absolute Stellar Magnitudes*, in «Astrophysical Journal», 40, pp. 385-398.
- Adams, Walter S. e Joy, Alfred H.
1922 *A Spectroscopic Method of Determining the Absolute Magnitudes of A-Type Stars and the Parallaxes of 544 Stars*, in «Astrophysical Journal», 56, pp. 242-264.
- 1923 *A Spectroscopic Method of Deriving the Parallaxes of the B-Type Stars*, in «Astrophysical Journal», 57, pp. 294-307.
- Berry, Arthur
1898 *A Short History of Astronomy from Earliest Times through the Nineteenth Century*, Dover publications, New York 1961 (1ª edizione, John Murray, London 1898).
- DeVorkin, David H. e Kenat, Ralph
1983 *Quantum Physics and the Stars (I): The Establishment of a Stellar Temperature Scale*, in «Journal for the History of Astronomy», 14, pp. 102-132.

³⁰ Detta MKK, è l'evoluzione della MKK ideata dagli astronomi di W.W. Morgan Yerkes, P.C. Keenan ed E. Kellman.

³¹ Introdotto da Morgan nel 1938.

Donati, Gian Battista

1862 *Intorno alle strie degli spettri stellar*, in «Nuovo Cimento», 15, pp. 292-304.

Edwards, Donald L.

1922 *Spectroscopic Parallaxes of the Hotter Stars*, in «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society», 83, pp. 47-55.

Fowler, Ralph H. e Milne, Edward A.

1923 *The Intensities of Absorption Lines in Stellar Spectra, and the Temperatures and Pressures in the Reversing Layers of the Stars*, in «Monthly Notices of the Royal Astronomical Society», 83, pp. 403-424.

Hearnshaw, John B.

1986 *The Analysis of Starlight: One Hundred and Fifty Years of Astronomical Spectroscopy*, Cambridge University Press, Cambridge.

Hoskin, Michael

1982 *Stellar Astronomy*, Science History Publication, Cambridge 1982.

Hoskin, Michael

1986 *William Herschel and the Making of Modern Astronomy*, in «Scientific American», 254(2), pp. 90-96.

1999 (a cura di) *The Cambridge Concise History of Astronomy*, Cambridge University Press, Cambridge 1999; trad. it. *Storia dell'astronomia di Cambridge*, Rizzoli, Milano 2001.

Lindblad, Bertil

1922 *Spectrophotometric Methods for Determining Stellar Luminosity*, in «Astrophysical Journal», 55, pp. 85-118.

McCarthy, Martin F.

1950 *Fr. Secchi and Stellar Spectra*, in «Popular astronomy», 58, pp. 153-169.

Menzel, Donald H.

1972 *The History of Astronomical Spectroscopy I: Qualitative Chemical Analysis and Radial Velocities e The History of Astronomical Spectroscopy II: Quantitative Chemical Analysis and the Structure of the Solar Atmosphere*, in «Annals of the New York Academy of Sciences», 198, pp. 225-244.

Russell, Henry N.

1922 *The Theory of Ionization and the Sun-Spot Spectrum*, in «Astrophysical Journal», 55, pp. 119-144.

Rutherford, Lewis M.

1863 *Astronomical Observations with the Spectroscope*, in «American Journal of Science and Arts», 35, pp. 71-77.

Saha, Megh Nad

1920 *Ionisation in the Solar Chromosphere*, in «Philosophical Magazine», 40, pp. 472-488.

Saha, Megh Nad

1921 *On a Physical Theory of Stellar Spectra*, in «Proceedings of the Royal Society», 99A, pp. 135-153.