

Beryllium in Stars

Ann Boesgaard and graduate student, Jeremy King from the University of Hawaii have been making spectroscopic observations to determine the abundance of Be in several populations of dwarf stars. They observe the resonance doublet of Be II at 3130 and 3131 angstroms. To reach these lines is an observational challenge because they are in the ultraviolet near the atmospheric cutoff. The UV mirror train to the coude was used and the PHX1 CCD. Due to atmospheric refraction of the star, the image is spread out and they must guide on the invisible UV portion of that image. For effective and efficient guiding they have a special filter for the exposure meter which is centered at 3130 angstroms with a half width of 50 angstroms so they are sure to collect photons of the right wavelength. Even with that help, exposure times are long; on their run in April 1991, they took

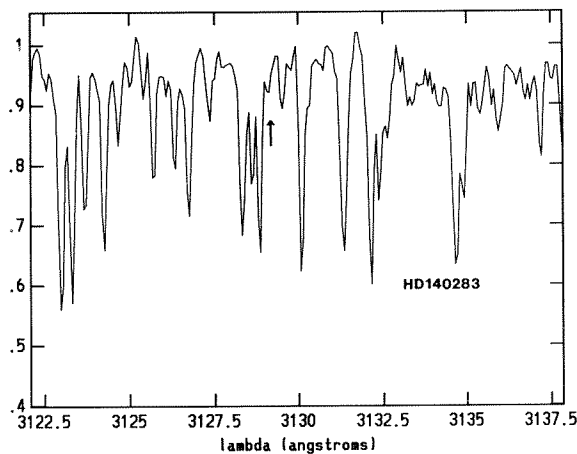


Figure 13. The Be II line at 3131.064 is indicated by the arrow. In this and the following figures, the continuum fit is preliminary.

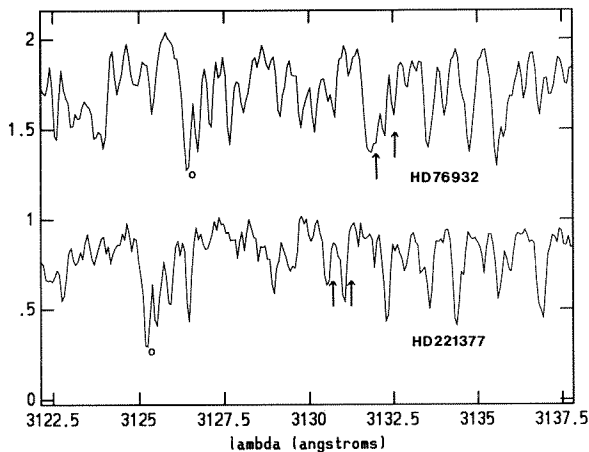


Figure 14. The Be spectra of two halo stars which each have $[Fe/H] = -1.1$ and temperatures of 5860 and 6000 K. The upper spectrum is HD 76932 which has normal halo population Li, $\log N(Li) = 2.1$ and apparently normal Be. The lower spectrum is HD 221377 which is depleted in Li and in Be. The positions of the two Be lines are indicated by an arrow.

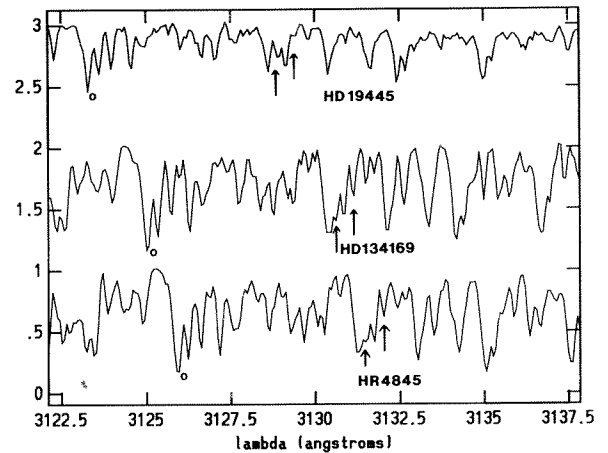


Figure 15. The Be spectra of three stars with the same temperature, 5800 K, and same Li content, $\log N(Li) = 2.1$, but with differing metallicities.

seven 20-minute integrations on a star with $V = 8.2$ to achieve a signal-to-noise ratio of almost 100 at a dispersion of $0.05 \text{ \AA}/\text{px}$.

They are interested in mapping the galactic history of the abundance of Be by observing Be in halo dwarfs of low metallicity, in old disk stars, and in Population I dwarfs. They are also looking for a possible floor in the Be abundance corresponding to a possible production of Be in the Big Bang as predicted by some non-uniform density models. Galactic Be is otherwise produced by spallation reactions by cosmic rays on interstellar atoms of C, N, and O. Thus the increase of Be with time traces the production of early supernovae and their cosmic rays and the early production of massive stars which give rise to the requisite O atoms.

So far they have observed eight halo stars for Be with metallicities of $[Fe/H]$ from -1.1 to -2.5 . Seven of those stars have the normal halo abundance of Li, $\log N(Li) = 2.1$. All seven stars clearly have detectable Be, as opposed to work published by Ryan et al. (1990 Ap.J. **348**, L57) which is shown in their Figure 2. The eighth star is Li-deficient and shows no Be lines. The CFHT observed spectrum of HD 140283 with $[Fe/H] = -2.5$ is shown in Figure 13. The Be II line at 3131.064 \AA is indicated by an arrow. The line at 3130.416 is part of the blend shortward of the arrow. (The wavelength scale has not been corrected for the sizeable radial velocity of this star. As this is a report of work in progress, the continuum fit is preliminary also.) Be is weak, but clearly present in this star.

Two halo stars both with $[Fe/H] = -1.1$ are shown in Figure 14. The upper spectrum of HD 76932 shows the Be II doublet clearly, while the lower spectrum, HD 221377, has no Be lines. Although HD 76932 has normal halo star Li with $\log N(Li) = 1.96$, HD 221377 is a halo star in which Li is depleted, $\log N(Li) < -1.45$. Whatever process has depleted Li has apparently also depleted Be. The two stars have comparable temperatures, 5830 K and 6000 K respectively. (Radial velocity corrections have not been made for these stars yet, but the open circle under the strong line near 3125 indicates corresponding features in the two spectra.)

The spectra of three stars of the same temperature, 5800 K, and same Li, $\log N(Li) = 2.1$, but differing metal contents are shown in Figure 15. The upper spectrum is of HD 19445 with $[Fe/H] = -2.1$; the Be lines are weak but present. The middle spectrum is HD 134169 with $[Fe/H] = -1.6$; Be is clearly present and strong. The lower spectrum is of 10 CVn (HR 4845), an old disk star with $[Fe/H] = -0.3$; it shows a similar Be content to

that of the metal-poor halo star, HD 134169. The buildup in Be seems rapid where stars with $[Fe/H] < -2.0$ have weak Be, while those like HD 134169 and HD 76932 have nearly solar Be.

Altogether they have Be data on eight halo stars, 22 intermediate population stars, 32 Li-deficient stars, and eight standards.

A. M. Boesgaard

Etoiles Wolf-Rayet dans les Régions HII Géantes Extragalactiques: NGC 604 et NGC 2363

Les étoiles Wolf-Rayet (WR), caractérisées par des raies d'émission très intenses qui témoignent d'un vent stellaire extrême ($\dot{M} \sim 3 \times 10^{-5} M_{\odot} / a$, $v_{\infty} \sim 2000$ km/s), sont les descendantes évoluées des étoiles O les plus massives (celles dont la masse initiale sur la séquence principale est supérieure à environ $30 M_{\odot}$). Ces étoiles jouent un rôle "écologique" majeur dans les régions HII géantes: par leur vent intense, elles affectent grandement la dynamique et la composition chimique de leur environnement. En effet, bien qu'elles ne constituent que de 5 à 15% de la population d'étoiles massives, les étoiles WR injectent plus de la moitié de la masse et de l'énergie retournées dans le milieu interstellaire par les vent stellaires (Abbott 1982, Ap.J 263,723).

Nous avons entrepris en janvier dernier au CFH une recherche systématique d'étoiles WR parmi un échantillon de régions HII géantes extra-galactiques dans le but d'étudier les effets de la métallicité et de l'âge de ces régions sur la quantité d'étoiles WR, de même que les effets de la présence des WR sur la dynamique de ces complexes gazeux. Nous avons utilisé FOCAM et une paire de filtres optimisés pour la détection des étoiles WR; il s'agit d'un filtre à bande étroite centré à 4780 Å (continu de référence) et d'un autre centré sur la raie H β $\lambda 4686$, prédominante dans le spectre des WR. Notre technique de détection consiste à soustraire l'image "continu" de l'image " $\lambda 4686$ ", révélant dans l'image nette un excès de flux causé par la raie d'émission. Cet article décrit les résultats préliminaires concernant NGC 604 et NGC 2363.

NGC 604 dans M33 est, tout comme 30 Dor dans le Grand Nuage de Magellan, un objet clé dans l'étude des RHG. Les premières recherches spectroscopiques d'étoiles WR dans NGC 604 ont conclu à la présence d'un nombre très élevé (~50) d'étoiles WR (D'Odorico et Rosa, Ap.J. 248, 1015), suggérant une FIM très anormale, ou à l'existence de quelques étoiles WR "supermassives" semblables à R136 au cœur de 30 Dor (Conti et Massey 1981, Ap.J. 249, 471). Nos observations obtenues à l'observatoire du mont Mégantic (Drissen, Moffat et Shara 1990, Ap.J. 364,496) ont toutefois montré qu'il n'existe qu'une dizaine d'étoiles WR dans NGC 604 et suggèrent que les plus lumineuses d'entre elles ($M_V \sim -8.5$) sont en fait des amas stellaires non résolus.

Les nouvelles images obtenues avec FOCAM (Figure 16; PLDH $\sim 0.8''$) confirment ces conclusions. En effet, deux des étoiles WR présumées "superlumineuses" (#3 et 6) sont maintenant partiellement résolues en amas serrés contenant chacun une étoile WR de luminosité plus normale

($M_V \sim -6.5$). Deux "amas WR" (#1 et 4) demeurent non-résolus malgré la bonne qualité d'image.

Nos images FOCAM (Figure 17) montrent qu'il y a effectivement des étoiles WR au centre des deux condensations principales de NGC 2363. Toutefois, l'excès de flux à 4686 Å est environ 3 fois plus élevé dans la région *est* (consistant avec la présence de 4 à 6 étoiles WR) que dans sa contrepartie *ouest* (1 à 2 étoiles WR), bien que cette dernière soit plus lumineuse dans le continu et donc plus massive. La plus grande proportion d'étoiles WR dans la région *est* est intrigante. Les théories d'évolution stellaire indiquent que 3 facteurs principaux peuvent influencer le rapport WR/O dans une région de formation d'étoiles: la métallicité (une plus grande valeur de z favorise l'expulsion des couches externes d'une étoile massive et donc l'apparition du caractère WR), la forme de la FIM et l'âge de la région. La métallicité étant de toute évidence la même dans les deux régions, et le fait que la FIM des régions HII géantes proches telles que 30 Dor, NGC 604 ou NGC 595 ne semble pas anormale suggèrent plutôt que les deux condensations de NGC 2363 ne se sont pas formées en même temps. La durée de vie des étoiles WR étant beaucoup plus courte ($\sim 3 \times 10^5$ ans) que celle de l'amas d'étoiles excitatrices des régions HII géantes, une différence d'âge d'à peine 1 à 2 millions d'années entre les deux régions (la formation de l'une déclenchant l'apparition de l'autre, par exemple) est suffisante pour expliquer nos observations. Il serait donc intéressant d'estimer de façon assez précise l'âge de ces composantes afin de vérifier notre hypothèse.

Nous prévoyons terminer le dépouillement de nos données d'autres régions HII géantes dans les prochains mois, ce qui nous permettra peut-être de mieux comprendre les circonstances qui favorisent la présence d'étoiles WR dans les régions de formation stellaire intense. Il est à noter que le spectre d'une faible proportion des galaxies "starburst" montrent aussi des raies d'émission caractéristiques des étoiles WR. Il n'est pas clair pour l'instant si la différence entre ces galaxies et les RHG n'est qu'un facteur d'échelle ou si des phénomènes plus complexes (troncation ou variation de pente de la FIM par exemple) entrent en jeu.

L. Drissen (STScI), A. Moffat (Montréal) et J.-R. Roy (Laval)

Figure 17: a) Image " $\lambda 4686$ " de NGC 2363; b) Image nette ($\lambda 4686$ - continu) montrant l'excès de flux causé par la présence d'étoiles WR.

Figure 16: Image " $\lambda 4686$ " de NGC 604. La position des étoiles WR est indiquée. Les étoiles 3 et 6 n'étaient pas résolues auparavant (comparer avec la Figure 1 de Drissen et al. 1990).

