

P. SWINGS et F. NISOLI

Institut d'Astrophysique de l'Université de Liège

NOTE SUR LE SPECTRE DES ÉTOILES DE CLASSE M

Comme on le sait, les spectres des étoiles M sont surtout caractérisés par les bandes de TiO ; en plus de ces bandes, on observe aussi celles de AlO, de CH, de CN, de SeO et peut-être de Yo. La variation d'intensité des bandes de TiO, CH et CN au sein de la classe M peut être interprétée théoriquement d'une façon parfaite en partant des équations de dissociation et des équations d'équilibre à l'intérieur de l'atmosphère stellaire (1). Les bandes de TiO correspondent à trois passages électroniques $^3\Pi \leftarrow ^3\Pi$, $^1\Pi \leftarrow ^1\Sigma$ et $^3\Sigma \leftarrow ^3\Pi$; elles ont fait l'objet de belles recherches de A. Christy. Les bandes de CH résultent des transitions $^2\Delta \leftarrow ^2\Pi$ (vers 4.300 Å) et $^2\Sigma \leftarrow ^2\Pi$ (vers 3.900 Å) ; celles de CN proviennent des deux passages $^2\Sigma \leftarrow ^2\Sigma$ (entre 3.600 Å et 4.600 Å) et $^2\Pi \leftarrow ^2\Sigma$ vers 7.000 Å).

D'autre part, on ne connaît que de façon très incomplète le spectre atomique des étoiles M. La plupart des auteurs, ayant travaillé la question, indiquent des résultats qui leur paraissent bizarres, alors que ces résultats semblent tout à fait logiques lorsqu'on fait, d'une façon convenable, la distinction entre étoiles naines et étoiles géantes. Dans la classe M surtout, cette distinction s'impose et permet de comprendre aisément, par simple application des équations de M. N. Saha, la plupart des différences d'intensité de certaines raies suivant l'étoile que l'on considère.

D'ailleurs, les travaux sur les spectres atomiques des étoiles M avaient besoin d'être repris avec de bons clichés spectraux, les renseignements possédés jusqu'ici étant très peu dignes de confiance. Nous avons étudié le spectre de α Orionis, supergéante typique de classe MO sans raie d'émission ; les caractéristiques essentielles de cet astre sont :

température	3100°K,
rayon	280 R _☉ ,
masse	15 M _☉ ,
densité	6.10^{-7} g.cm ⁻³ .

Le spectre examiné provient du Yerkes Observatory (2) ; il a une dispersion d'environ 25 Å° par mm. et les raies sont très fines.

Pour chaque raie, nous avons déterminé la longueur d'onde et aussi

(1) L. ROSENFIELD et Y. CAMBERNIEP. M. N. of the R. A. S., octobre 1933 (recherche faite à l'Institut d'Astrophysique de Liège).

(2) Nous remercions vivement le professeur O. Struve pour le prêt de ces clichés.

le pourcentage d'absorption du fond continu ; pour obtenir ce second renseignement, nous avons fait des enregistrements photométriques du spectre et déterminé au moyen des marques photométriques imprimées sur la plaque la courbe de noircissement de l'émulsion ; nous avons ensuite tracé le fond continu de l'étoile et en utilisant alors la courbe de noircissement, déterminé le pourcentage d'absorption du fond continu au centre de la raie.

Nous avons d'abord fait l'identification par simple coïncidence des longueurs d'ondes ; nos mesures d'intensité nous ont ensuite permis de discuter nos identifications de la façon suivante. Chaque raie « instrumentale » peut résulter de la superposition de plusieurs lignes spectrales d'origines diverses ; nous avons recherché de collaborer à la formation de la ligne instrumentale observée. Nous avons ensuite classé toutes ces raies en multiplets. Nous savons que les composantes des multiplets ont des intensités relatives données par des formules théoriques qui ont été vérifiées dans de nombreux cas. En nous basant sur les intensités théoriques calculées, nous avons pu déterminer pour chaque raie instrumentale le pourcentage d'intervention des différentes raies atomiques constituant la ligne observée (1). Cette méthode d'identification est susceptible d'applications nombreuses (surtout dans les spectres d'étoiles chaudes où l'on n'a pas à craindre de superposition de raies moléculaires et où la complexité du spectre est moins grande).

Le tableau I comprend les éléments observés classés par nombre atomique croissant ; nous avons indiqué dans la 2^e colonne le potentiel d'ionisation, et dans la 3^e une valeur approchée des niveaux électroniques inférieurs (la valeur moyenne des composantes du niveau dans le cas d'un multiplet) des raies observées dans le spectre.

TABLEAU I.
(NIV. INF. EN VOLTS)

ÉLÉMENT	P. ION.	(NIV. INF. EN VOLTS)
H	13.53	10.16 (2 ^e Po)
Mg	7.61	4.33 (3 ^e Po)
Ca	6.09	0 (4 ^e S), 1.88 (4 ^e Po), 2.81 (3 ^e D), 2.70 (3 ^e D)
Sc	6.7	0 (4 ^e D), 2.01 (4 ^e Po)
Sc+	12.8	0.34 (4 ^e D), 0.60 (4 ^e P)
Ti	6.81	0.05 (4 ^e P), 0.82 (4 ^e F), 1.05 (4 ^e P), 1.44 (4 ^e P), 1.49 (4 ^e G)
		1.73 (4 ^e P), 1.86 (4 ^e G), 2.09 (4 ^e Po), 2.15 (4 ^e D), 2.24 (4 ^e P)
		2.29 (4 ^e Po), 2.57 (4 ^e H), 2.65 (4 ^e G)
Ti+	13.6	1.08 (4 ^e D), 1.12 (4 ^e G), 1.16 (4 ^e P), 1.22 (4 ^e P et 4 ^e P), 2.05 (4 ^e P), 2.58 (4 ^e P), 3.10 (4 ^e D).

(1) Des détails sur la question seront publiés prochainement dans les Mémoires de la Soc. R. Sc. de Liège, 1933 ; il en est de même de toutes les tables de longueurs d'onde et d'intensités.

V	6.76	0.0 (4 ^e F), 0.28 (4 ^e D), 1.04 (4 ^e D), 1.19 (4 ^e F).
V+	14.1	1.67 (4 ^e P), 2.02 (4 ^e G).
Cr	6.74	0.0 (4 ^e S), 0.94 (4 ^e S), 1.0 (4 ^e D), 2.53 (4 ^e G), 2.70 (4 ^e P)
		2.89 (4 ^e Po), 3.0 (4 ^e D).
Cr+	16.6	3.09 (4 ^e D), 3.74 (4 ^e P), 3.84 (4 ^e F).
Mn	7.41	2.90 (4 ^e D), 3.06 (4 ^e Po),
Fe	7.83	0.0 à 0.12 (4 ^e D), 0.98 (4 ^e F), 1.55 (4 ^e F), 2.19 (4 ^e P), 2.27 (4 ^e P), 2.45 (4 ^e D et 4 ^e P), 2.58 (4 ^e F), 2.72 (4 ^e G), 2.83 (4 ^e P), 2.94 (4 ^e G), 3.31 (4 ^e F), 3.63 (4 ^e P), 3.92 (4 ^e D et 4 ^e F).
Fe+	16.5	2.70 (4 ^e P), 2.82 (4 ^e F).
Co	8.5	0.0 à 0.23 (4 ^e F), 0.55 (4 ^e F), 0.98 (4 ^e F), 1.90 (4 ^e P), 2.05 (4 ^e D), 2.32 (4 ^e P), 3.62 (4 ^e D).
Ni	7.61	0.42 (4 ^e D), 1.67 (4 ^e D), 3.29 (4 ^e D), 4.07 (4 ^e F).
Ni+	18.2	4.015 (4 ^e G).
Sr+	10.98	0.0 (4 ^e S).
Y	6.5	0.0 (4 ^e D).
Y+	12.3	0.0 (4 ^e S), 0.13 (4 ^e D), 0.41 (4 ^e D).
Zr	6.92	0.68 (4 ^e F).
Zr+	13.97	0.56 (4 ^e D), 0.71 (4 ^e P), 0.76 (4 ^e F), 0.97 (4 ^e F), 1.20 (4 ^e P)
		1.50 (4 ^e H).
La+	12.5	0.0 à 0.13 (4 ^e F), 0.17 (4 ^e D), 0.28 (4 ^e D), 0.68 (4 ^e P).

Parmi ces éléments, Co, Se et Y n'avaient pas été jusqu'ici observés dans les étoiles M.

Parmi les niveaux inférieurs, un grand nombre n'avaient pas encore été observés jusqu'ici dans les spectres stellaires, par exemple tous les niveaux de Fe et Ti supérieurs à 2 volts.

On constate que l'énergie du niveau de départ de la raie d'absorption est toujours comprise entre 0 et 4,33 volts, sauf pour l'hydrogène qui se manifeste par la série de Balmer ; mais celle-ci n'apparaît que grâce à la très grande abondance de l'hydrogène dans les atmosphères stellaires. Ainsi donc, dans l'atmosphère d'une étoile du type de α Orionis, les atomes sont excités en proportion appréciable jusqu'au potentiel d'environ 4 volts.

L'étude des densités relatives des différents niveaux électroniques d'un atome déterminé — étude que des mesures microphotométriques du genre des nôtres ont, de préférence, plus précises que les nôtres (1), permettraient de faire — rendrait possible la détermination de la température de l'atmosphère stellaire ; il est probable que cette méthode donnerait des résultats au moins aussi précis que ceux qu'on obtient en partant des autres méthodes existantes. Les recherches correspondantes sont actuellement en cours.

(1) Il faudrait pour chaque raie d'absorption, tracer le profil de la raie et intégrer pour tout ce profil.