

Zeitschrift: Archives des sciences [1948-1980]
Herausgeber: Société de Physique et d'Histoire Naturelle de Genève
Band: 21 (1968)
Heft: 2

Artikel: Étude d'une représentation tri-dimensionnelle des étoiles de type spectral compris entre A0 et G5
Autor: Hauck, B.
DOI: <https://doi.org/10.5169/seals-739400>

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. [Mehr erfahren](#)

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. [En savoir plus](#)

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. [Find out more](#)

Download PDF: 25.12.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, <https://www.e-periodica.ch>

ÉTUDE D'UNE REPRÉSENTATION TRI-DIMENSIONNELLE DES ÉTOILES DE TYPE SPECTRAL COMPRIS ENTRE A_0 ET G_5

PAR

B. HAUCK

RÉSUMÉ

A partir du système photoélectrique de l'Observatoire de Genève, nous établissons une représentation tri-dimensionnelle pour les étoiles de type spectral compris entre A_0 et G_5 et de classe de luminosité V et IV. Les effets de blanketing peuvent ainsi être mis en évidence et calculés pour les indices de couleur et les paramètres que nous utilisons. L'application de cette méthode aux étoiles Am montre que ces dernières sont comprises, dans un diagramme M_V/B_2-V_1 , dans une zone d'une magnitude de large, située au-dessus d'une séquence de référence, séquence se rapprochant le plus possible d'une séquence d'âge zéro. De plus, il y a une corrélation entre le caractère métallique et la vitesse de rotation de l'étoile. Dans cette représentation, les sous-naines se situent parmi les naines déficientes en métaux, soit avec une valeur de $[Fe/H]$ faible. Il est également possible de distinguer des étoiles géantes de population II et des étoiles de la branche horizontale du diagramme $H-R$.

ABSTRACT

From the photoelectric system of Geneva Observatory, we establish a three-dimensional representation for the stars of spectral type between A_0 and G_5 and of class of luminosity V and IV. The effects of blanketing can thus be made conspicuous and calculated for the indexes of colour and the parameter that we use.

The application of this method to the Am stars shows that these last ones are included, in a M_V/B_2-V_1 diagram, in a zone of one magnitude, situated above a sequence of reference, sequence the most possible approaching a ZAMS. Far more, it is a correlation between the metallic character and the velocity of rotation of the star. In this representation, the subdwarfs are situated among the dwarfs deficient in metals, that is to say with a low value of $[Fe/H]$. It is also possible to distinguish giant stars of population II and stars of horizontal branch in the $H-R$ diagram.

I. INTRODUCTION

Le système de photométrie photo-électrique utilisé à l'Observatoire de Genève permettait une classification bidimensionnelle (Golay, 1964) dans laquelle les

étoiles Am et les sous-naines occupaient une place particulière (Golay, 1964; Hauck, 1964). Néanmoins, il n'était possible de les repérer que grâce à une information préalable. La nécessité d'une représentation tri-dimensionnelle était évidente. Nous disposons pour l'établir des mesures faites à la station genevoise de l'Observatoire de Haute-Provence et publiées par Rufener et al. (1966). Pour la calibration de nos critères, nous nous sommes basés principalement sur des méthodes photo-électriques (UBV , $uvby$), spectrophotométriques (travaux de Oke) et spectroscopiques à grande dispersion ($[Fe/H]$). Les résultats obtenus permettent de définir le domaine des types spectraux où une représentation à trois paramètres peut être appliquée. En plus des trois paramètres photométriques définis au chapitre II, nous avons pu calibrer un paramètre en magnitude absolue, selon une méthode semblable dans son principe à celle décrite par Strömgren (1963a et b) pour la photométrie $uvby$.

La classification ainsi déterminée nous conduit à considérer les étoiles Am comme des étoiles de classe de luminosité V ou IV suivant le cas. Le paramètre de métallicité semble être lié au paramètre $v \sin i$, en ce sens que plus une étoile est métallique, plus sa rotation est lente. Par ailleurs, certaines étoiles à raies métalliques ont un paramètre de métallicité plus faible que celui des étoiles de référence (séquence principale des Hyades), ce qui confirmerait l'hypothèse déjà émise plusieurs fois (cf. Strömgren, 1964) que toutes les étoiles A des Hyades sont des étoiles à raies métalliques.

L'application de cette méthode aux sous-naines confirme que ces étoiles sont des étoiles déficientes en métaux, sur la base de la corrélation avec les valeurs $[Fe/H]$.

II. 1. PARAMÈTRE DE TEMPÉRATURE

II. 1.1. B_2-V_1 PARAMÈTRE DE TEMPÉRATURE ENTRE A_0-G_5

L'indice de couleur B_2-V_1 a déjà été utilisé comme paramètre de température, notamment par Golay et Goy (1965) et Hauck (1966). Cette utilisation était basée sur une bonne relation entre B_2-V_1 et le type spectral MK . La relation entre T_{eff} et B_2-V_1 était obtenue ensuite grâce au tableau donné par Keenan (1963), tableau permettant d'obtenir T_{eff} pour un type spectral et une classe de luminosité donnés. Il va de soi qu'une telle méthode n'est qu'une première approximation. Une méthode plus sûre est la comparaison des valeurs Θ_{eff} obtenues par une méthode spectrophotométrique et de B_2-V_1 .

Melbourne (1960) a été le premier à fournir des valeurs de Θ_{eff} obtenues ainsi. Par une méthode de « scanning », méthode décrite par Oke (1965), on obtient la

distribution F_λ . Cette distribution, corrigée de l'effet des raies, est comparée à celle obtenue d'un modèle. La valeur Θ_{eff} du modèle concordant avec l'observation est attribuée à l'étoile en question. Les étoiles étudiées par Melbourne ont été mesurées à la station genevoise de l'Observatoire de Haute-Provence. Le tableau II.1 nous fournit les indications nécessaires pour ces étoiles. Nous avons également ajouté les étoiles, surtout à raies métalliques, de l'étude de Conti (1965a) à propos des étoiles à raies métalliques dans les Hyades. La valeur Θ_{eff} de ces étoiles a été obtenue par Conti au moyen d'une relation entre Θ_{eff} et $(B-I)_6$ ($B-I$ des six couleurs de Stebbins et Whitford) pour les étoiles de Melbourne. Cette relation paraît satisfaisante et nous conduira à étudier plus loin (§II. 1.4) la relation entre $(B-I)_6$ et B_2-V_1 .

TABLEAU II. 1

Etoiles de Melbourne (1960) et Conti (1965a)

N°	Nom	N° BS	Θ_{eff}	B_2-V_1	Type spectral
679	51 Peg	8729	0.900	0.390	$G_4 V$
507	β Com	4983	0.847	0.332	$G_0 V$
622	110 Her	7061	0.788	0.253	$F_6 V$
213	π^3 Ori	1543	0.758	0.230	$F_6 V$
527	σ Boo	5447	0.752	0.168	$F_2 V$
34	β Ari	553	0.539	— 0.061	$A_5 V$
163	45 Tau	1292	0.712	0.135	$F_4 V$
178	60 Tau	1368	0.685	0.103	A_m
179	63 Tau	1376	0.660	0.084	A_m
193	81 Tau	1428	0.620	0.038	A_m
229	16 Ori	1672	0.616	0.030	A_m
207	B 112	1519	0.574	— 0.014	A_m

La relation entre Θ_{eff} et B_2-V_1 est quasi-linéaire et nous obtenons par moindres carrés:

$$\begin{array}{l} \Theta_{eff} = 0.782 (B_2-V_1) + 0.590 \\ \pm 0.016 \qquad \qquad \pm 0.021 \end{array} \quad (II.1)$$

Pour obtenir cette relation, nous avons également tenu compte des étoiles Am de Conti, puisque la valeur de Θ_{eff} déterminée par Conti est indépendante d'un effet de blanketing (résultante des effets de blocking et de backwarming). La relation II. 1 est valable, étant donné les types spectraux des étoiles qui ont permis de l'établir, pour un intervalle allant de A_5 à G_4 .

Récemment, Oke et Conti (1966) ont publié une étude sur la température des Hyades et donnent pour certaines étoiles Θ_{eff} . Les modèles utilisés sont cette fois ceux de Mihalas (1965). Remarquons que Mihalas signale dans son article qu'au lieu d'employer des observations corrigées de l'effet des raies, il vaudrait mieux inclure lors du calcul du modèle l'effet des raies.

Le tableau II. 2 donne les informations nécessaires pour les étoiles communes à nos deux travaux.

TABLEAU II. 2
Etoiles de Oke et Conti (1966)

N°	N° B	Nom	HD	Θ_{eff}	B_2-V_1	Type spectral
93	1	45 Tau	20430	0.88	0.311	(F ₈)
163	14	45 Tau	26462	0.74	0.135	F ₄ V
176	30	57 Tau	27397	0.69	0.059	F ₃ V
177	33	58 Tau	27459	0.65	0.026	F ₀ V
179	45	63 Tau	27749	0.68	0.084	A ^m
180	54	65 Tau	27934	0.61	— 0.056	A ₇ V
182	56	68 Tau	27962	0.57	— 0.111	A ₂ V
186	68	76 Tau	28294	0.72	0.099	F ₀ V
188	72	78 Tau	28319	0.64	— 0.016	A ₂ III
229	130	16 Ori	33254	0.65	0.030	A _m

La figure II. 1 montre que pour les étoiles du tableau II. 2 la relation entre Θ_{eff} et B_2-V_1 est quasi linéaire. Seules les étoiles B45 et B130 (Am) et l'étoile B33, qui semble être dans la photométrie de l'Observatoire de Genève également une Am (nous n'en possédons actuellement qu'une seule mesure), occupent une place particulière, place satisfaisante dans la relation précédente. Nous avons montré récemment (Hauck, 1968) que cette position était due à une détermination trop faible de Θ_{eff} pour les étoiles Am et non à un effet de blanketing sur B_2-V_1 .

Si nous appliquons les moindres carrés pour les sept autres étoiles, nous obtenons la relation suivante:

$$\Theta_{eff} = 0.727(B_2-V_1) + 0.649 \pm 0.002 \pm 0.017 \quad (II.2)$$

Cette relation est valable pour un intervalle de types spectraux allant de A₀ à G₀.

L'utilisation de ces formules pour les étoiles Am pose donc un certain nombre de problèmes que nous avons examinés (Hauck, 1968) et nous avons pu montrer que ces formules sont tout de même utilisables pour les étoiles Am.

La différence entre II. 1 et II. 2 est due uniquement au choix des modèles, car dans un article récent de synthèse de la méthode, Oke (1965) montre que lorsque l'on reprend l'étude de Melbourne avec les modèles de Mihalas, on obtient des valeurs comparables à celles de Oke et Conti.

B_2-V_1 peut donc être considéré comme un indicateur de température. La relation entre Θ_{eff} et B_2-V_1 dépendra évidemment du choix des modèles. Comme ceux de Mihalas sont de plus en plus utilisés, la relation II. 2 sera donc la plus intéressante. Elle est donnée pour B_2-V_1 variant par pas de 0.010 mag. dans le tableau II. 4 (§ II. 1.5.)

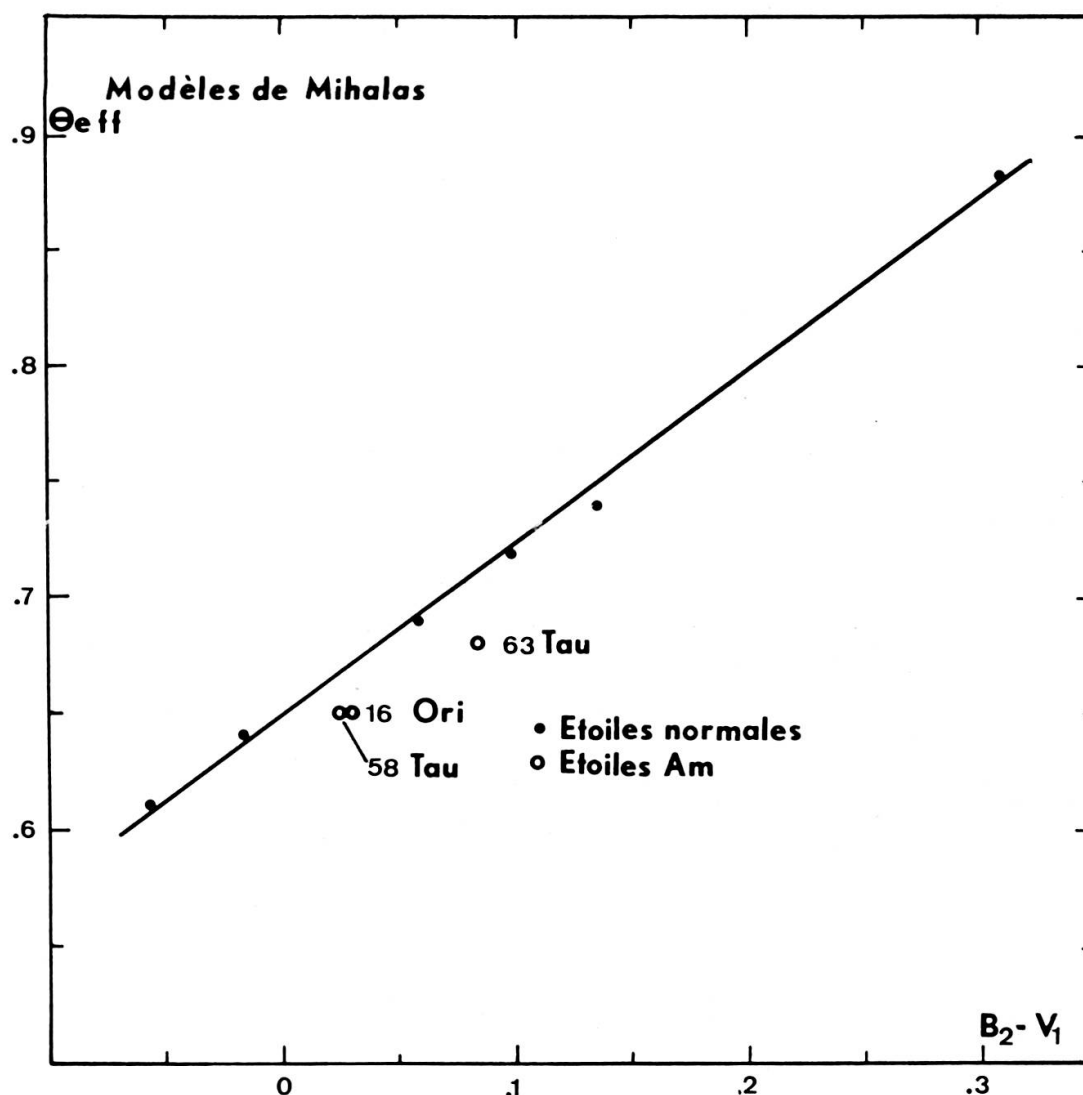


FIG. II. 1. — Relation Θ_{eff}/B_2-V_1 obtenue à partir des modèles de Mihalas (1965).

Il nous reste maintenant à étudier, d'une part les relations existant entre B_2-V_1 et les paramètres de température des autres photométries, et d'autre part l'effet de blanketing sur B_2-V_1 .

II. 1.2. RELATION ENTRE $b-y$ ET B_2-V_1 ENTRE A_3-G_5

Strömgren (1963a) utilisant $b-y$ comme paramètre de température, il est intéressant de comparer $b-y$ et B_2-V_1 . Nous avons fait cette comparaison pour toutes les étoiles communes aux deux systèmes (les valeurs de $b-y$ provenant du catalogue de Strömgren et Perry (1962)) ayant une parallaxe trigonométrique supérieure ou égale à $0.010''$. La comparaison porte sur 63 étoiles et nous conduit aux relations suivantes obtenues par moindres carrés:

$$\begin{array}{l} B_2-V_1 = 1.273(b-y) - 0.142 \\ \pm 0.008 \qquad \pm 0.006 \end{array} \quad \text{II.3)}$$

et

$$\begin{array}{l} b-y = 0.784(B_2-V_1) + 0.112 \\ \pm 0.004 \qquad \pm 0.006 \end{array} \quad \text{(II.4)}$$

Les relations II. 3 et II. 4 sont valables pour B_2-V_1 compris entre -0.087 (A_3) et 0.440 (G_5).

Les étoiles Am ont été exclues lors de l'établissement des relations ci-dessus, mais Strömgren affirmant que $b-y$ est indépendant de la métallicité pour les étoiles A et de la composition chimique pour les étoiles d'un type spectral plus tardif (une réserve étant faite pour les sous-naines extrêmes), nous avons établi la même relation pour les trente-six étoiles Am communes aux deux systèmes. Nous obtenons une coïncidence parfaite avec II. 3 ou II. 4.

Nous avons trop peu d'étoiles pour mettre en évidence un écart systématique dépendant de $[\text{Fe}/\text{H}]$. Toutefois, il semble qu'il y ait un léger effet de blanketing sur B_2-V_1 pour les étoiles dont $[\text{Fe}/\text{H}]$ est inférieur à -0.5 .

Le cas de ces étoiles sera repris (§ II. 3.2) lorsque nous aurons établi un paramètre de blanketing et nous verrons la correction à apporter à B_2-V_1 pour tenir compte de l'effet de blanketing.

II. 1.3. RELATIONS $[B-V]/(B-V)$ ET $[U-B]/(U-B)$, ENTRE B_7 ET G_9

La photométrie UBV est certainement l'une des photométries les plus utilisées à l'heure actuelle et il est intéressant, puisque les filtres $[U]$, $[B]$, et $[V]$ de l'Observatoire de Genève sont assez proches de ceux de Johnson et Morgan d'établir les relations existant entre ces deux systèmes. Selon l'habitude adoptée à l'Observatoire de Genève, nous noterons entre () les grandeurs se rapportant à la photométrie de Johnson et Morgan et entre [] celles se rapportant à notre photométrie.

Les étoiles ayant servi à établir ces relations sont au nombre de 78. Ce sont les étoiles contenues dans le *Catalogue of Bright Stars* et dont la parallaxe trigonométrique est supérieure à 0.010". L'influence de l'absorption interstellaire peut donc être considérée comme négligeable. Les valeurs (*UBV*) sont celles de Johnson et Morgan (1953) et lorsqu'elles n'existent pas, ce qui est rare, celles données par Eggen (1962). Nous sommes conduits, par les moindres carrés, aux relations suivantes:

$$\begin{array}{l} [B-V] = 1.223 (B-V) - 0.953 \\ \pm 0.005 \qquad \pm 0.004 \end{array} \quad (\text{II.5})$$

et

$$\begin{array}{l} (B-V) = 0.816 [B-V] + 0.779 \\ \pm 0.003 \qquad \pm 0.004 \end{array} \quad (\text{II.6})$$

Ces relations sont valables pour $[B-V]$ compris entre -1.10 (B_7) et 0.20 (G_9).

Une autre relation intéressante est $(B-V)/(B_2-V_1)$. Toutefois, elle doit être utilisée avec précaution, car si un effet de blanketing sur B_2-V_1 n'apparaît pas pour les étoiles de type spectral *A* et peu pour les étoiles de type spectral *F* et *G*, il y a un effet de ce genre sur $(B-V)$. Cependant, en prenant garde à cet effet et en se basant essentiellement sur les étoiles des Hyades, nous pouvons établir les deux relations suivantes:

$$\begin{array}{l} (B-V) = 1.164 (B_2-V_1) + 0.189 \\ \pm 0.005 \qquad \pm 0.004 \end{array} \quad (\text{II.7})$$

et

$$\begin{array}{l} B_2-V_1 = 0.858 (B-V) - 0.162 \\ \pm 0.004 \qquad \pm 0.004 \end{array} \quad (\text{II.8})$$

II. 1.4. RELATION $B_2-V_1/(B-I)_6$ (A_0-G_8)

Conti ayant utilisé la relation $\Theta_{eff}/(B-I)_6$, nous avons recherché la relation entre $(B-I)_6$ et B_2-V_1 .

Pour cela, nous nous sommes servis des étoiles communes aux deux systèmes (Stebbins et Kron (1956) pour la photométrie en six couleurs) et dont la parallaxe trigonométrique est supérieure à 0.010" et la magnitude apparente inférieure à 6.5, soit 26 étoiles représentant un intervalle de types spectraux allant de A_0 à G_8 . L'application des moindres carrés nous donne:

$$\begin{array}{l} B_2-V_1 = 0.419 (B-I)_6 + 0.416 \\ \pm 0.005 \qquad \pm 0.012 \end{array} \quad (\text{II.9})$$

et

$$\begin{array}{l} (B-I)_6 = 2.376(B_2-V_1) - 0.990 \\ \pm 0.029 \qquad \qquad \pm 0.012 \end{array} \quad (\text{II.10})$$

Il n'y a pas d'étoiles Am parmi les 26 étoiles envisagées ci-dessus, par contre, les étoiles déficientes en métaux ont dû être corrigées, pour l'indice B_2-V_1 , de l'effet de blanketing selon une méthode décrite plus loin.

II. 1.5. RELATION ENTRE LE TYPE SPECTRAL MK ET B_2-V_1 (A_0-K_0)

Pour l'étude de cette relation, dont l'intérêt est essentiellement descriptif, nous avons sélectionné les étoiles dont la parallaxe trigonométrique est supérieure à $0.020''$ et la magnitude apparente inférieure à 6.5, et nous nous sommes limités aux

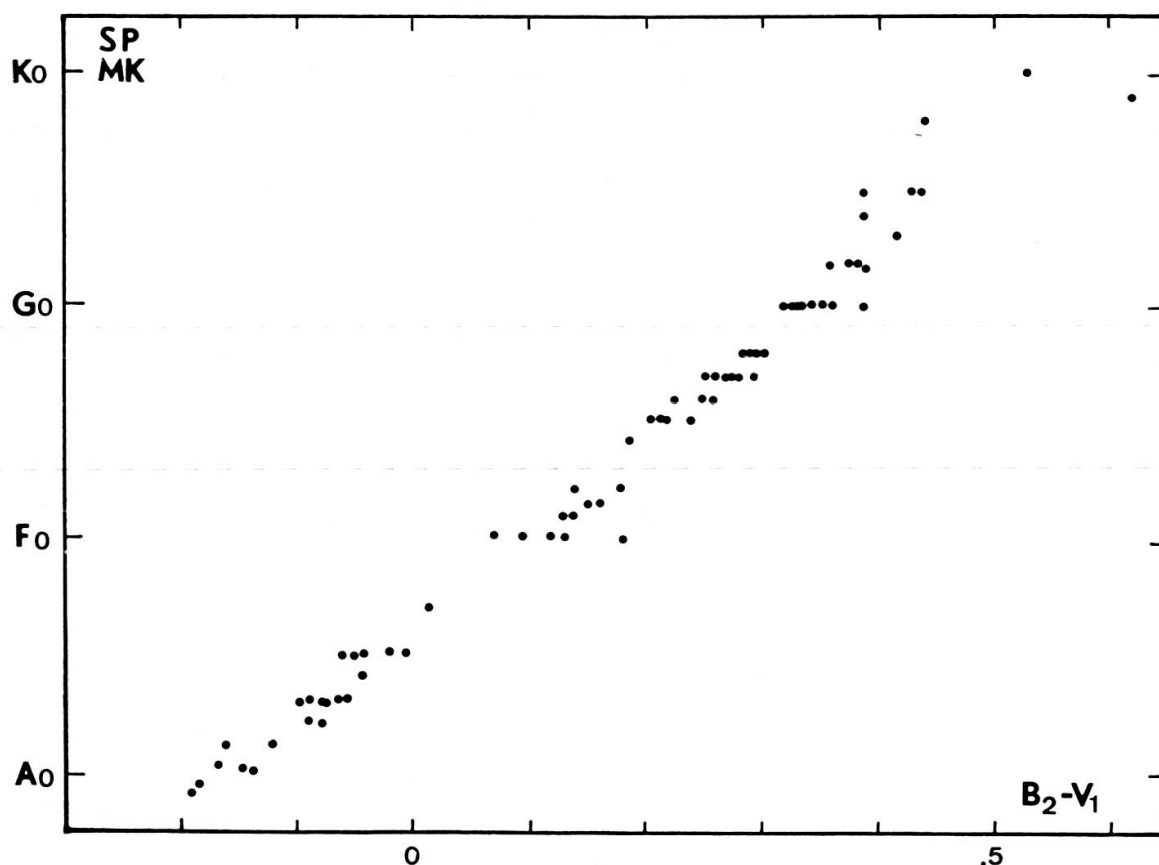


FIG. II. 2. — Relation entre le type spectral MK et B_2-V_1 pour les étoiles proches.

étoiles ayant un type spectral plus tardif que B_8 . Les types spectraux sont ceux publiés par Jaschek et al. (1964). Lorsque plusieurs types spectraux étaient indiqués, nous avons choisi le plus cité. La figure II. 2 donne la relation entre les deux grandeurs qui nous intéressent, soit le type spectral MK et B_2-V_1 . L'accord est relativement bon.

Nous avons examiné la dispersion des points pour savoir si elle était due à un effet de luminosité mais cela ne semble pas être le cas. L'étalement en B_2-V_1 est de 0.05 mag. pour un type spectral donné et pour une valeur de B_2-V_1 donnée de deux divisions de type spectral *MK*. Remarquons que nous n'avons pas tenu compte de l'effet du paramètre de rotation $V \sin i$, ce qui sera fait dans une étude ultérieure.

II. 1.6. CONCLUSIONS

Nous avons montré dans les paragraphes précédents que l'indice B_2-V_1 était corrélé avec Θ_{eff} pour les étoiles des Hyades. De plus, les corrélations établies entre B_2-V_1 et les paramètres de température d'autres photométries (*UBV*, Strömgren, six couleurs) sont bonnes. La relation avec le type spectral *MK* est également satisfaisante. Nous pouvons donc considérer l'indice B_2-V_1 , sous réserve d'une correction de blanketing pour les étoiles déficientes en métaux, comme un bon indicateur de température.

Le tableau II. 3 présente une récapitulation des relations établies au cours de ce chapitre, ainsi que leur domaine de validité. Le tableau II. 4 donne, en fonction de B_2-V_1 et par pas de 0.010 mag., les valeurs prises par ces diverses relations.

TABLEAU II. 3

$\Theta_{eff} = 0.727 (B_2-V_1) + 0.649$ $\pm 0.012 \quad \pm 0.017$		A_0-G_0
$B_2-V_1 = 1.273 (b-y) - 0.142$ $\pm 0.008 \quad \pm 0.006$ $b-y = 0.784 (B_2-V_1) + 0.112$ $\pm 0.004 \quad \pm 0.006$	B_2-V_1 corrigé dans le cas où Δm_2 est inférieur à -0.070	A_3-G_5
$[B-V] = 1.223 (B-V) - 0.953$ $\pm 0.006 \quad \pm 0.004$ $(B-V) = 0.816 [B-V] + 0.779$ $\pm 0.003 \quad \pm 0.004$		B_7-G_9
$(B-V) = 1.164 (B_2-V_1) + 0.189$ $\pm 0.005 \quad \pm 0.004$ $B_2-V_1 = 0.858 (B-V) - 0.162$ $\pm 0.004 \quad \pm 0.004$		A_2-G_5
$B_2-V_1 = 0.438 (B-I)_6 \pm 0.438$ $\pm 0.007 \quad \pm 0.002$ $(B-I)_6 = 2.269 (B_2-V_1) - 0.997$ $\pm 0.035 \quad \pm 0.015$	B_2-V_1 corrigé dans le cas où Δm_2 est inférieur à -0.070	A_0-G_8

TABLEAU II. 4

B_2-V_1	Θ_{eff}	T_{eff}	$b-y$	$(B-V)$	$(B-I)_6$	Type spectral
—.10	.576	8745.	.033	.072	— 1.223	A_2
—.09	.583	8636.	.041	.084	— 1.201	A_3
—.08	.590	8530.	.049	.095	— 1.178	A_3
—.07	.598	8426.	.057	.107	— 1.155	A_4
—.06	.605	8325.	.064	.119	— 1.133	A_4
—.05	.612	8226.	.072	.130	— 1.110	A_4
—.04	.619	8130.	.080	.142	— 1.087	A_5
—.03	.627	8035.	.088	.154	— 1.065	A_5
—.02	.634	7943.	.096	.165	— 1.042	A_5
—.01	.641	7853.	.104	.177	— 1.019	A_6
.00	.649	7765.	.112	.189	— .997	A_6
.01	.656	7679.	.119	.200	— .974	A_6
.02	.663	7595.	.127	.212	— .951	A_7
.03	.670	7513.	.135	.223	— .928	A_7
.04	.678	7432.	.143	.235	— .906	A_8
.05	.685	7353.	.151	.247	— .883	A_8
.06	.692	7276.	.159	.258	— .860	A_9
.07	.699	7201.	.166	.270	— .838	A_9
.08	.707	7127.	.174	.282	— .815	F_0
.09	.714	7054.	.182	.293	— .792	F_0
.10	.721	6983.	.190	.305	— .770	F_0
.11	.728	6913.	.198	.317	— .747	F_1
.12	.736	6845.	.206	.328	— .724	F_1
.13	.743	6778.	.213	.340	— .702	F_2
.14	.750	6713.	.221	.351	— .679	F_2
.15	.758	6648.	.229	.363	— .656	F_2
.16	.765	6585.	.237	.375	— .633	F_3
.17	.772	6523.	.245	.386	— .611	F_3
.18	.779	6462.	.253	.398	— .588	F_3
.19	.787	6403.	.260	.410	— .565	F_4
.20	.794	6344.	.268	.421	— .543	F_4
.21	.801	6286.	.276	.433	— .520	F_5
.22	.808	6230.	.284	.445	— .497	F_5
.23	.816	6174.	.292	.456	— .475	F_5
.24	.823	6120.	.300	.468	— .452	F_6
.25	.830	6066.	.308	.480	— .429	F_6
.26	.838	6014.	.315	.491	— .407	F_7
.27	.845	5962.	.323	.503	— .384	F_7
.28	.852	5911.	.331	.514	— .361	F_7
.29	.859	5861.	.339	.526	— .338	F_8
.30	.867	5812.	.347	.538	— .316	F_8
.31	.874	5764.	.355	.549	— .293	F_9
.32	.881	5716.	.362	.561	— .270	F_9
.33	.888	5669.	.370	.573	— .248	G_0
.34	.896	5623.	.378	.584	— .225	G_0
.35	.903	5578.	.386	.596	— .202	G_0
.36	.910	5534.	.394	.608	— .180	G_1
.37	.917	5490.	.402	.619	— .157	G_1
.38	.925	5447.	.409	.631	— .134	G_2
.39	.932	5404.	.417	.642	— .112	G_2
.40	.939	5362.	.425	.654	— .089	G_2

II. 2. PARAMÈTRE DE LUMINOSITÉ

II. 2.1. DÉFINITION

Dans une étude précédente (Hauck, 1966), nous avons montré que la combinaison linéaire

$$d = (U - B_1) - 1.6(B_1 - B_2)$$

était un paramètre de luminosité dépendant aussi peu que possible de l'effet de blanketing et de l'absorption interstellaire.

Golay et Goy (1965) avaient montré que d est une mesure de la discontinuité de Balmer et que, pour des étoiles de classe de luminosité V et de type spectral compris entre A_0 et G_0 , d est fonction de D , mesure de la discontinuité de Balmer par Chalonge.

Nous avons recherché les étoiles mesurées d'une part par Chalonge et Divan (1952) et par Rufener et al. (1966) d'autre part, et dont la parallaxe trigonométrique est supérieure à $0.010''$, la magnitude apparente inférieure à 6.5 et le type spectral compris entre A_0 et G_0 , soit 39 étoiles. Nous avons porté ces mesures dans un diagramme d/D et nous avons constaté que la dispersion est plus forte que dans le cas de Golay et Goy. Seulement, nous avons introduit des étoiles de classe de luminosité IV et III et même une étoile de classe de luminosité II (v Per) et une Ib (α Per).

Nous avons examiné s'il existait alors une relation $d = f(\lambda_1, D)$ puisque dans la classification de Chalonge D est avant tout sensible à la température et $\lambda_1 - 3700$ à un effet de luminosité.

Par moindres carrés, nous avons obtenu pour les 39 étoiles communes:

$$d = -0.0032(\lambda_1 - 3700) + 2.113 D + 0.721 \quad A_0 - G_0 \quad (\text{II.11})$$

$$\pm 0.0006 \quad \pm 0.058 \quad \pm 0.047$$

ce qui montre bien que d est en étroite corrélation avec D et qu'il y a une corrélation résiduelle avec la classe de luminosité, caractérisée par $\lambda_1 - 3700$.

Nous avons montré (Hauck, 1966) que d et c_1 ($c_1 = (u - v) - (v - b)$), le paramètre de luminosité de Strömgren (1963a), étaient liés par la relation

$$d = 1.06 c_1 + 0.39 \quad (A_2 - G_5) . \quad (\text{II.12})$$

$$\pm 0.01 \quad \pm 0.01$$

Le nombre relativement peu élevé d'étoiles dont nous disposons à l'époque nous empêchait d'établir une relation entre d et la magnitude absolue. Nous avons tenté de le faire à l'aide des nouvelles mesures et le résultat de cette étude est exposé au § II. 2.3.

II. 2.2. d/B_2-V_1

Si d est un paramètre de luminosité et B_2-V_1 un paramètre de température, le diagramme d/B_2-V_1 doit être équivalent à un diagramme de Hertzsprung-Russel. Dans la figure II. 3, nous avons rassemblé les étoiles communes au *Catalogue of Bright Stars* et à notre catalogue et dont la parallaxe trigonométrique est supérieure à $0.020''$. Nous pouvons remarquer un effet de classe de luminosité; les quelques

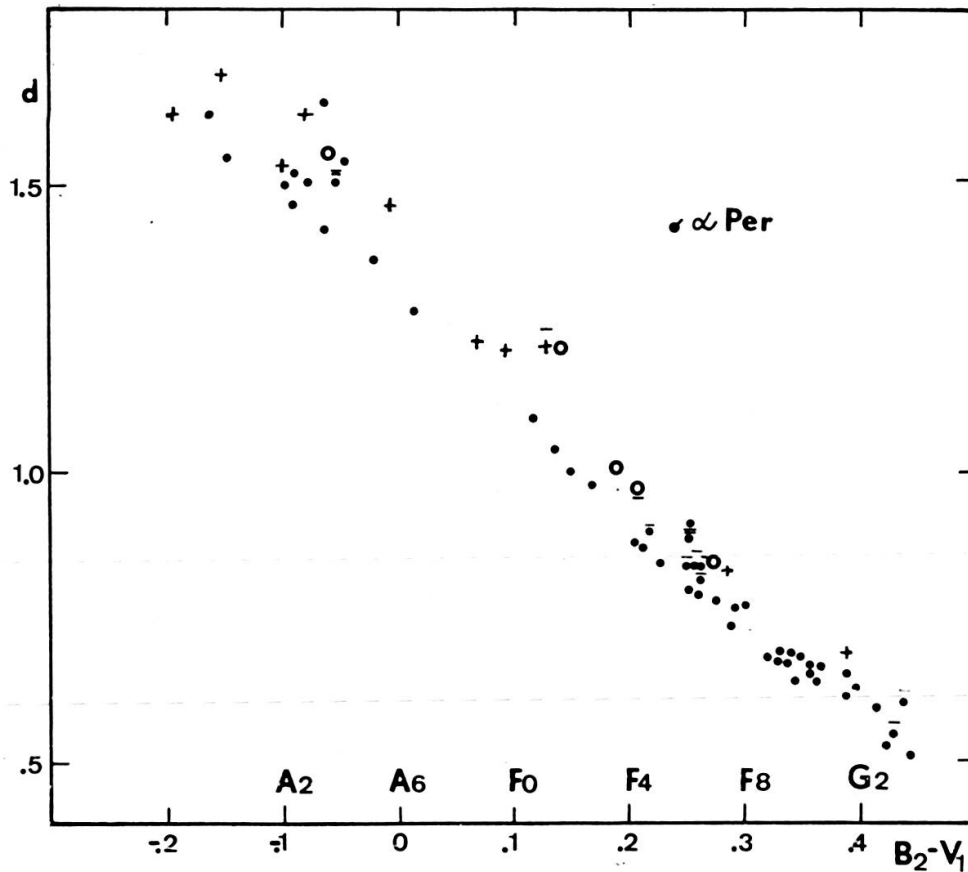


FIG. II. 3. — Relation d/B_2-V_1 pour les étoiles proches (● V, + IV, ○ III, ●- I).

- Au-dessus du symbole: classe supérieure aussi indiquée.
- Au-dessous du symbole: classe inférieure aussi indiquée.

étoiles de classe III se trouvent au-dessus, pour un même B_2-V_1 , de celles de classe V. Nous avons une seule supergéante, α Per (F51b), dont la parallaxe est de $0.029''$. L'indice B_2-V_1 de α Per a pour valeur 0.241, ce qui correspond bien à une étoile de type F_5 ; il ne semble donc pas possible d'expliquer la position de α Per par un effet de rougissement dû à la matière interstellaire, nous pouvons donc estimer que l'écart de α Per par rapport aux étoiles de classe de luminosité V est dû à une différence de d , explicable par un effet de luminosité.

En vue d'utiliser cette propriété de d , il faut essayer de définir une séquence de référence dans le diagramme d/B_2-V_1 , séquence qui devrait se rapprocher le plus possible de la « ZAMS » (Zero Age Main Sequence) telle qu'elle a été définie par Strömgren pour le diagramme $c_1/b-y$. En se basant sur les étoiles du diagramme II. 3, sur les étoiles des Hyades, de Coma Berenices et également sur la « ZAMS » de Strömgren, il est possible d'obtenir une telle séquence et d'avoir son homologue dans M_V/B_2-V_1 . Le tableau II. 5 donné au paragraphe suivant fournit ces deux relations.

II. 2.3. M_v/d ET DÉTERMINATION DE LA MAGNITUDE ABSOLUE POUR LES ÉTOILES DE TYPE SPECTRAL COMPRIS ENTRE A_0 ET G_5 ET DE CLASSE DE LUMINOSITÉ V OU IV

Pour calibrer la relation M_V/d , nous disposons de plusieurs sources de magnitudes absolues, soit:

- 1) Étoiles dont la précision sur la parallaxe trigonométrique nous conduit à $|\Delta M_v| \leq .2$ ($\Delta M_v = 2.17 \Delta \pi / \pi$). A cette erreur viendra s'ajouter celle de la mesure de la magnitude apparente;
- 2) Les mesures de V de Johnson et Knuckles (1955) et les mesures des modules de distance de Heckmann et Johnson (1956) pour les étoiles des Hyades;
- 3) Travaux de Oke (1957, 1959). En s'appuyant sur des étoiles dont la parallaxe répond au même critère de précision que pour le groupe 1), Oke a essayé d'obtenir, selon des critères spectroscopiques, la magnitude absolue d'un certain nombre d'étoiles et de conserver la même précision;
- 4) Travail de N. Roman (1952). Les magnitudes absolues de ce travail sont obtenues soit à partir de la parallaxe trigonométrique, soit à partir des mouvements propres.

Il est assez difficile de juger de la compatibilité des magnitudes absolues de N. Roman avec les points précédents, mais cela est de peu d'importance, puisqu'il n'y a que quatre étoiles qui interviennent.

La compatibilité des magnitudes absolues déterminées par Oke avec celles contenues au point 1 est évidente du fait même de la calibration du système de Oke.

A part les étoiles à raies métalliques des Hyades, il n'y a pas d'étoiles Am entrant dans ces études.

Dans un travail antérieur (Hauck, 1966), nous avons montré que le rapport $\Delta d/\Delta M_v$ (Δ signifiant écart entre l'étoile et une séquence d'âge zéro établie par Golay) dépendait à la fois de la classe de luminosité et du type spectral, soit $\Delta d/\Delta M_v = f(d, B_2-V_1)$. Nous avons donc, pour pouvoir discuter de la relation entre d et la magnitude absolue, séparé les étoiles suivant leur valeur de B_2-V_1 ; nous avons ainsi établi des groupes d'étoiles dont B_2-V_1 était compris respectivement dans les intervalles:

$$-0.050 \pm 0.025; \quad 0.000 \pm 0.025; \quad \dots; \quad 0.450 \pm 0.025.$$

Les étoiles Am des Hyades ont été exclues de cet échantillonnage, et seules entrent en considération les étoiles de classe de luminosité V ou IV. Nous pouvons ainsi déterminer le rapport $\Delta M_v/\Delta d$. Ce résultat est donné dans la quatrième colonne du tableau II. 5. Les données concernant la séquence de référence, soit dans le diagramme M_v/B_2-V_1 , soit dans le diagramme d/B_2-V_1 , ont été rassemblées dans ce tableau. Avec son aide, nous pouvons recalculer les magnitudes absolues des étoiles appartenant aux études citées plus haut. Le processus est le suivant (l'indice 0 indique que nous prenons la valeur de la séquence de référence envisagée qui, rappelons-le, se rapproche le plus possible de la ZAMS telle qu'elle a été définie par Strömngren pour le diagramme $c_1/b-y$, sans toutefois pouvoir être considérée pour l'instant comme une ZAMS ayant un caractère astrophysique, d'où le terme de séquence de référence):

- a) déterminer d_0 pour la valeur B_2-V_1 (avec la correction éventuelle prévue au § II. 3.3) de l'étoile à partir du diagramme d/B_2-V_1 ;
- b) calcul de $\Delta d = d - d_0$ (d avec la correction éventuelle prévue au § II. 3.4);
- c) détermination de $\Delta M_v/\Delta d$ pour la valeur B_2-V_1 envisagée;
- d) calcul de ΔM_v ;
- e) détermination de $(M_v)_0$ d'après le diagramme M_v/B_2-V_1 ;
- f) calcul de $M_v = (M_v)_0 - \Delta M_v$.

Ainsi que nous le verrons aux § II. 3.2 et 3, les valeurs de B_2-V_1 et de d doivent être au préalable corrigées de l'effet de blanketing résiduel (pour les étoiles d'un type spectral plus tardif que F_5).

Par ailleurs, nous pouvons remarquer que la valeur $\Delta M_v/\Delta d$ pour les étoiles de type spectral A (~ 5) n'est pas en très bon accord avec celle trouvée par Strömngren (1963a) pour ces mêmes étoiles si l'on veut passer de l'une à l'autre au moyen de la relation II. 12. Ce point sera repris lorsque nous disposerons de plus d'étoiles pouvant servir soit à la détermination de $\Delta M_v/\Delta d$ ou de la relation $d = f(c_1)$.

TABLEAU II. 5 — Séquences de référence

B_2-V_1	d_0	$(M_v)_0$	$\Delta M_v/\Delta d$	m_2	Type spectral
— .100	1.460	1.90	5.0	— .505	A ₂
— .075	1.418	1.98	5.0	— .460	A ₃
— .065	1.400	2.02	5.0	— .453	A ₄
— .050	1.370	2.10	5.0	— .450	A ₄
— .025	1.328	2.25	5.0	— .450	A ₅
.000	1.280	2.40	5.0	— .456	A ₆
.050	1.180	2.65	5.0	— .473	A ₈
.075	1.125	2.80	5.0	— .483	A ₉
.100	1.080	2.90	5.0	— .492	F ₀
.150	0.970	3.28	7.4	— .508	F ₂
.175	0.915	3.40	8.5	— .512	F ₃
.200	0.865	3.55	10.0	— .514	F ₄
.218	0.830	3.65	10.8	— .513	F ₅
.250	0.775	3.90	12.0	— .502	F ₆
.300	0.705	4.32	14.0	— .482	F ₈
.350	0.637	4.80	16.0	— .461	G ₀
.400	0.568	5.35	19.0	— .435	G ₂
.450	0.492	5.70	20.0	— .408	G ₅
.500	0.415	6.18	22.0	— .374	G ₈
.700	—	—	—	— .260	K ₄

Examinons maintenant la précision de la détermination de la magnitude absolue selon la méthode proposée. La précision de nos mesures pour d est ± 0.01 ($n = 3$), ceci nous conduit en moyenne à une erreur de ± 0.10 pour ΔM_v , à quoi vient s'ajouter une erreur dépendant de B_2-V_1 (corrigé de l'effet résiduel de blanketing) qui touche la détermination de $(M_v)_0$, ce qui nous conduit à une erreur de ± 0.12 sur M_v . Nous devons maintenant examiner si les magnitudes absolues ainsi déterminées sont en bon accord avec les magnitudes absolues trouvées dans la littérature.

La figure II. 4 montre la relation entre la magnitude absolue des étoiles ayant servi à la calibration du système (M_1) et la magnitude déterminée par notre méthode (M_2). Les étoiles doubles non séparées lors de nos mesures (indiquées par un D dans la colonne « Remarques » du catalogue de Rufener et al.) présentant un effet perturbateur ne figurent pas dans ce diagramme. Si nous examinons la différence M_1-M_2 pour les étoiles de Oke, nous obtenons un écart-type inférieur à 0.20 pour M_2 . L'accord est également bon lorsque nous comparons les magnitudes absolues M_2 avec celles déterminées par Eggen (1955, 1957, 1963, 1964) lors de ses travaux sur les étoiles A et G, d'une part, et sur les étoiles proches, d'autre part. Néanmoins, la dispersion peut s'expliquer par le fait que l'échantillonnage des magnitudes d'Eggen

est moins sévère du point de vue précision que celui de Oke ($\Delta\pi/\pi$ souvent important).

Nous avons également testé la précision de nos magnitudes absolues pour les étoiles des amas de Coma Berenices et de Praesepe en comparant d'une part l'écart ΔM_v (par rapport à l'une des étoiles de l'amas envisagé) et, d'autre part, l'écart ΔP pour Coma Berenices (mesures de P selon Weaver, 1952) et ΔV pour Praesepe (mesures de V selon Bidelman, 1956). L'écart-type calculé pour la distribution de $\Delta M_v - \Delta P$ nous conduit à un écart-type de nos magnitudes inférieur à 0.16, tandis que celui de la distribution de $\Delta M_v - \Delta V$ nous conduit à un écart-type de 0.12. Nous pouvons donc, à la suite de ces différents tests, affirmer que les magnitudes absolues déterminées par notre méthode correspondent bien à un paramètre physique de l'étoile et ceci avec une précision de ± 0.15 .

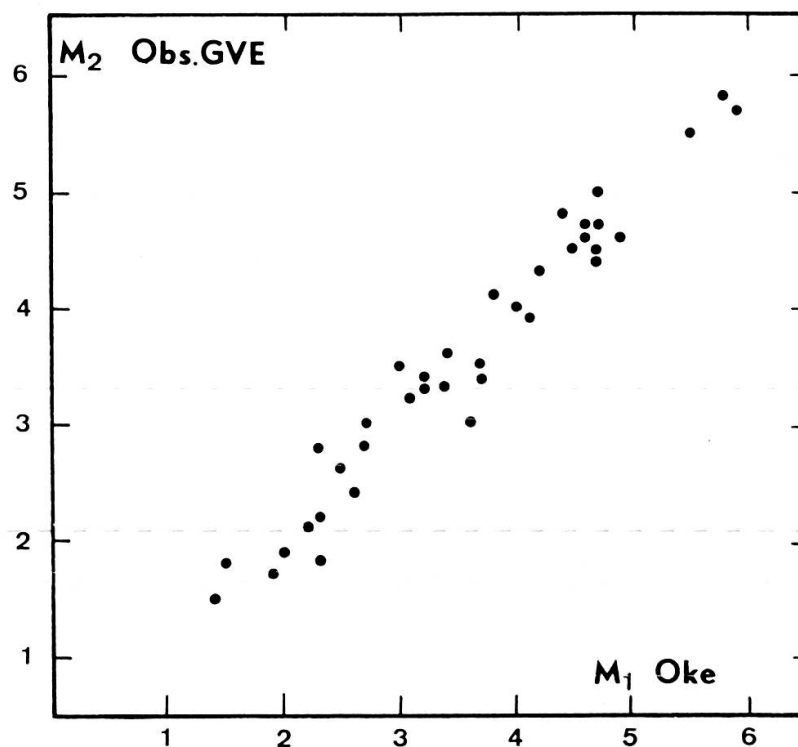


FIG. II. 4.

Nous avons constaté qu'il n'y a aucun effet dû à une composition chimique particulière. Dans le cas des étoiles déficientes en métaux, telles 99 Her ou χ Dia, l'accord entre la magnitude absolue de Oke et la nôtre est bon ($|\Delta M_v| = 0.1$). Pour les étoiles Am nous avons considéré celles appartenant à des amas ouverts (Hyades, Praesepe et Coma Berenices).

Les magnitudes absolues de comparaison sont tirées respectivement des travaux de Crawford et Perry (1966), Bidelman (1956) et Eggen (1955). L'accord est chaque fois satisfaisant (avec 19 étoiles, $|\overline{\Delta M_v}| = 0.2$).

Nous avons essayé également d'attribuer à l'aide de cette méthode une magnitude absolue à l'étoile HD 161817 (étoile de type A VI, c'est-à-dire à grande vitesse, déficiente en métaux et appartenant à la branche horizontale du diagramme $H-R$). La magnitude absolue que nous avons calculée (0.41) est dans l'intervalle des valeurs estimées par Kodaïra ($-0.1 \leq M_v \leq 0.7$) dans son étude de cette étoile (1964).

Nous pouvons donc conclure ce paragraphe en disant que non seulement notre méthode permet d'obtenir la magnitude absolue pour des étoiles de classe de luminosité V ou IV et de type spectral compris entre A₂ et G₅ avec une bonne précision ($\Delta M_v = \pm 0.15$), mais que cette grandeur est indépendante soit d'un effet de composition chimique, soit d'un effet de métallicité.

II. 4.5. CONCLUSIONS

Nous avons montré dans les paragraphes précédents que le paramètre $d = (U-B_1) - 1.6 (B_1-B_2)$ est un critère de luminosité et qu'à partir des diagrammes d/B_2-V_1 et M_v/B_2-V_1 nous pouvions, pour des étoiles de type spectral compris entre A₂ et G₅ et de classe de luminosité V ou IV, établir la magnitude absolue de ces étoiles avec une précision de ± 0.15 mag. La magnitude absolue ainsi déterminée est indépendante d'un effet de blanketing, par contre un effet dû à la rotation est mis en évidence.

En comparant d avec le paramètre de luminosité de Strömgren (c_1) nous avons obtenu une bonne corrélation linéaire, tandis que lorsque nous comparons d avec les paramètres de la photométrie de Chalonge, nous trouvons que $d = f(\lambda_1, D)$.

II. 3. PARAMÈTRE DE BLANKETING

II. 3.1. INTRODUCTION

Dans son étude de la photométrie $uvby$, Strömgren (1963a) a montré que le paramètre

$$m_1 = (v-b) - (b-y)$$

était représentatif d'un effet de blanketing. Nous pouvons former un paramètre

$$m_2 = (B_1-B_2) - 0.69 (B_2-V_1)$$

paramètre se rapprochant le plus de m_1 . Le coefficient de m_2 a été choisi de façon à rendre ce paramètre le plus possible indépendant de l'absorption inter-stellaire.

Nous pouvons maintenant construire le diagramme m_2/B_2-V_1 pour les étoiles des Hyades (fig. II. 5). Les étoiles à raies métalliques (+) se placent au-dessus de la séquence des étoiles normales. Si nous ajoutons dans ce diagramme des étoiles connues pour être déficientes en métaux (o), elles se placent en-dessous de la séquence

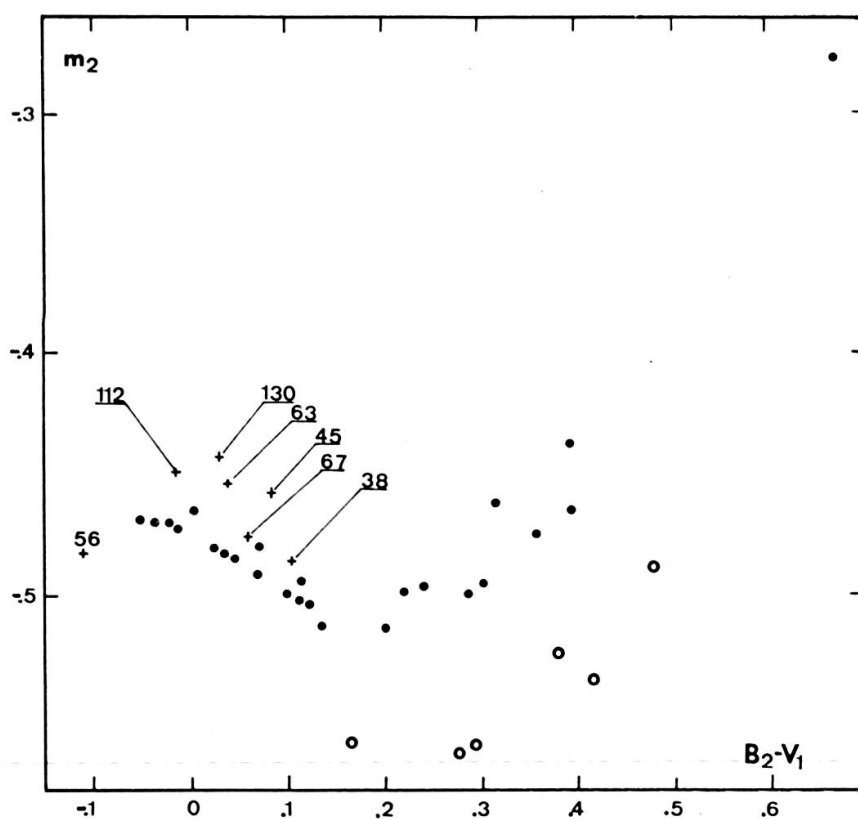


FIG. II. 5. — Relation m_2/B_2-V_1 pour les Hyades et quelques étoiles déficientes en métaux. (● Hyades, + étoiles Am appartenant aux Hyades, ○ étoiles déficientes).

de référence. Nous pouvons donc définir une grandeur Δm_2 , $\Delta m_2 = m_2$ (étoile) – m_2 (séquence de référence), qui sera significative de l'effet de blanketing. Ainsi Δm_2 sera positif pour les étoiles Am et négatif dans le cas d'étoiles déficientes.

II. 3.2. EFFET RÉSIDUEL DE BLANKETING SUR B_2-V_1

a) Étoiles de type spectral compris entre F_5 et G_5 :

Nous pouvons maintenant examiner la dépendance de B_2-V_1 par rapport à l'effet de blanketing mis en évidence ci-dessus. Nous ne considérons que les étoiles de type spectral F et G , le cas des étoiles A sera repris plus loin, lors de l'étude des étoiles à raies métalliques. Pour les étoiles des types envisagés, nous disposons des étoiles de la liste de Wallerstein (1961), nous donnant les informations dans le système UBV et les valeurs $[\text{Fe}/\text{H}]$. En sélectionnant dans cette liste les étoiles qui

dans un diagramme $(U-B)/(B-V)$ se trouvent voisines de la droite de blanketing passant par HD 19445 (c'est-à-dire des étoiles ayant même température, mais une abondance en métaux différente de celle de HD 19445), nous voyons, en construisant le diagramme m_2/B_2-V_1 (fig. II. 6), qu'il y a un effet résiduel de blanketing sur B_2-V_1 . En effet, nous remarquons que pour une valeur de Δm_2 supérieure à -0.070 , donc des étoiles relativement peu déficientes, il n'y a pratiquement pas d'effet, tandis que la situation change lorsque Δm_2 est inférieur à -0.070 . Il en va de même pour les étoiles qui se trouvent sur la droite de blanketing de 51 Peg. L'effet de blanketing se fera sentir, pour les étoiles de type spectral G_0 , que pour des étoiles ayant une valeur $[Fe/H]$ inférieure, en moyenne, à -0.20 . Il n'est pas possible actuellement

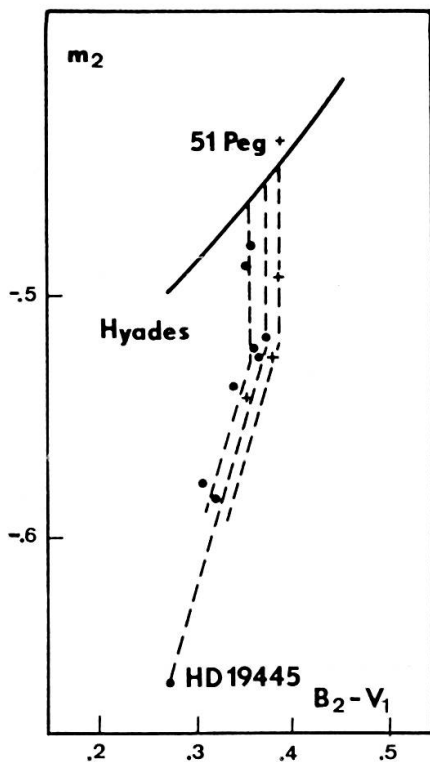


FIG. II. 6.

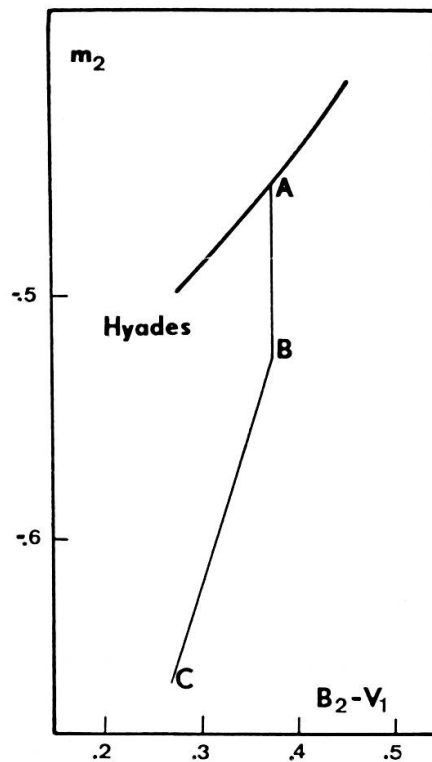


FIG. II. 7.

de savoir si pour d'autres types spectraux la limite de $\Delta m_2 = -0.070$ est également valable et si la pente adoptée pour obtenir l'effet résiduel sur B_1-V_1 est toujours bonne. Une autre difficulté surgit, à savoir à partir de quel type spectral, ou de quelle valeur de B_2-V_1 , l'effet commence à exister. En nous basant sur les remarques faites par Strömberg (1963a) à propos de l'effet résiduel de blanketing dans la photométrie $uvby$ dans laquelle ceci se manifeste à partir des étoiles du type spectral F_5 , nous considérerons que l'effet résiduel de blanketing sur B_2-V_1 a lieu également pour les étoiles de type spectral plus tardif que F_5 ($B_2-V_1 \geq 0.230$) et pour une valeur Δm_2 inférieure à -0.070 .

Ainsi, toutes les étoiles qui se trouvent, dans le schéma II. 7, sur l'un des segments \overline{AB} ou \overline{BC} , auront la même température effective, mais par contre une abondance en métaux différente.

Quantitativement, la correction $\Delta(B_2-V_1)$ sera égale à la projection sur l'axe B_2-V_1 du segment \overline{CB} , soit:

$$\Delta_2(B_2-V_1) = + 1.11 (\Delta m_2 + 0.070). \quad (\text{II.13})$$

Cette correction est à ajouter à la valeur mesurée pour obtenir la valeur de B_2-V_1 indépendante de l'effet résiduel de blanketing.

b) Etoiles Am:

Rappelons ici que nous avons montré (Hauck, 1968) que pour ces étoiles, B_2-V_1 est indépendant d'un effet de métallicité.

II. 3.3. EFFET RÉSIDUEL DE BLANKETING SUR d (types spectraux F_5 à G_5)

Pour les étoiles ayant servi à la calibration de notre méthode de détermination de la magnitude absolue, et dont B_2-V_1 (corrigé de l'effet de blanketing) est supérieur à 0.230 (type spectral F_5) nous avons calculé la différence

$$\Delta M_v (\Delta M_v = M_{v\text{Oke}} - M_{v\text{calculée}})$$

et examiné la relation $\Delta M_v / \Delta m_2$. Il y a une corrélation assez nette montrant que plus Δm_2 est grand (en valeur absolue), plus ΔM_v est également grand. Ceci est certainement dû à un effet résiduel de blanketing sur d . Comme ΔM_v peut être remplacé par Δd , nous avons obtenu le rapport suivant:

$$\frac{\Delta d}{\Delta m_2} = - 0.5. \quad (\text{II.14})$$

Ainsi d est augmenté par l'effet de blanketing et si nous voulons connaître la valeur de d corrigée de cet effet, c'est-à-dire pouvoir comparer l'étoile à une étoile de la séquence de référence, nous devons utiliser la relation

$$d^* = d_{\text{mes}} + 0.5 \Delta m_2$$

d^* étant la valeur de d corrigée de l'effet de blanketing.

La correction est relativement peu importante, mais ne peut toutefois pas être négligée dans le cas d'étoiles déficientes en métaux. Pour les étoiles très déficientes ($\Delta m_2 \leq -0.070$), nous nous sommes aperçus que la correction n'était pas suffisante et qu'il fallait utiliser la relation

$$d^* = d_{\text{mes}} + 1.4 \Delta_2(B_2-V_1) - 0.035 \quad (\text{II.15})$$

où $\Delta_2(B_2-V_1)$ représente la correction de blanketing sur B_2-V_1 .

II. 3.4. RELATION ENTRE $[Fe/H]$ ET Δm_2

Pour établir cette relation, nous disposons de deux sources: *a*) la liste des valeurs de $[Fe/H]$ publiées par R. et G. Cayrel (1966) et contenant les mesures de Wallerstein (1961) et *b*) les mesures de F. Spite (1967). Pour chaque cas (Wallerstein, fig. II. 8; Cayrel, fig. II. 9; Spite, fig. II. 10) nous donnons graphiquement la relation entre

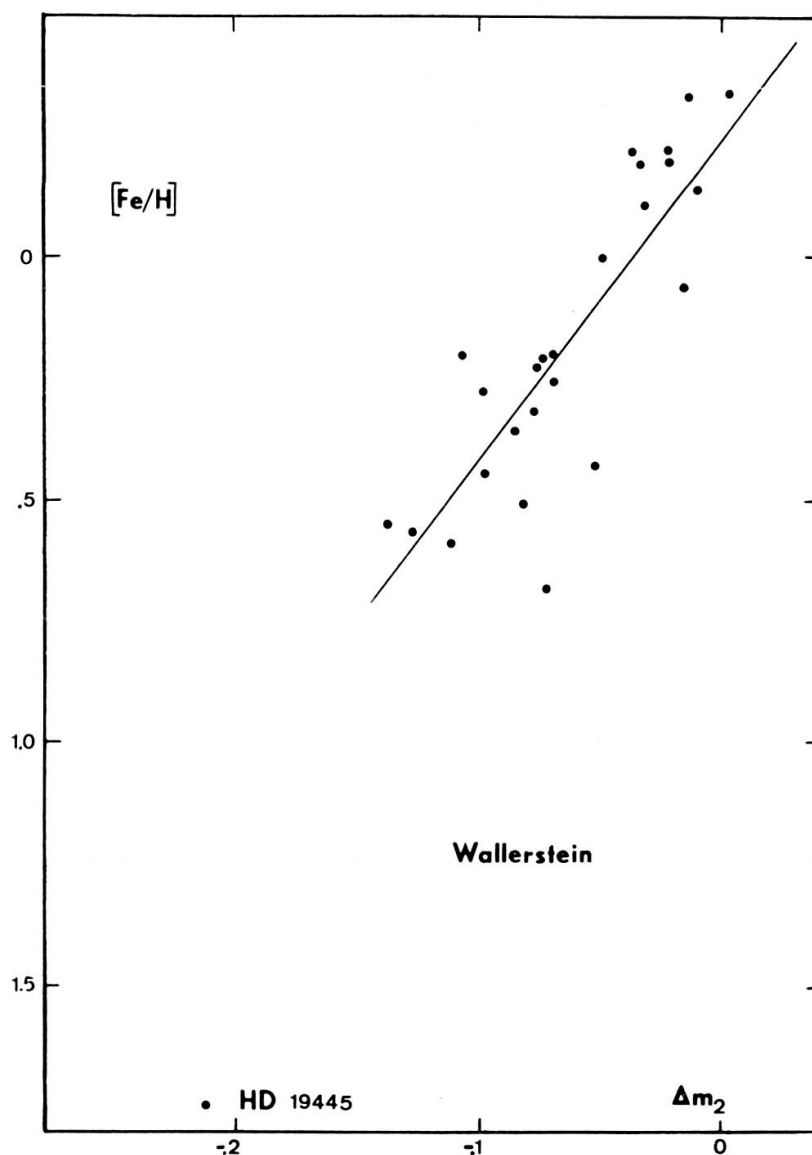


FIG. II. 8. — Relation $[Fe/H]$ pour les étoiles de Wallerstein (1961).]

$[Fe/H]$ et Δm_2 , pour les étoiles de classe de luminosité V, IV et III. Une subdivision par type spectral a été faite afin d'examiner si le fait que la séquence de référence est encore mal déterminée joue un rôle important, mais aucun écart systématique ne se présente. Pour les étoiles de Spite, nous avons distingué les étoiles doubles visuelles

non séparées dans notre photométrie et les binaires spectroscopiques, mais là également ces étoiles ne semblent pas être responsables de la dispersion des points.

En examinant la figure II. 8, nous nous apercevons que la relation entre $[Fe/H]$ et Δm_2 n'est linéaire que pour $\Delta m_2 > -0.140$ et que HD 19445 n'est pas sur cette droite. Les moindres carrés appliqués à l'ensemble des points, excepté HD 19445, nous conduisent à la relation suivante:

$$\begin{aligned} [Fe/H] &= 6.746 \Delta m_2 + 0.253 & F_8 - G_0 \\ &\pm 0.915 & \pm 0.113 \end{aligned} \quad (II.16)$$

L'écart-type obtenu ainsi pour les valeurs de $[Fe/H]$ est de 0.17, donc très voisin de la précision des mesures de Wallerstein (0.15).

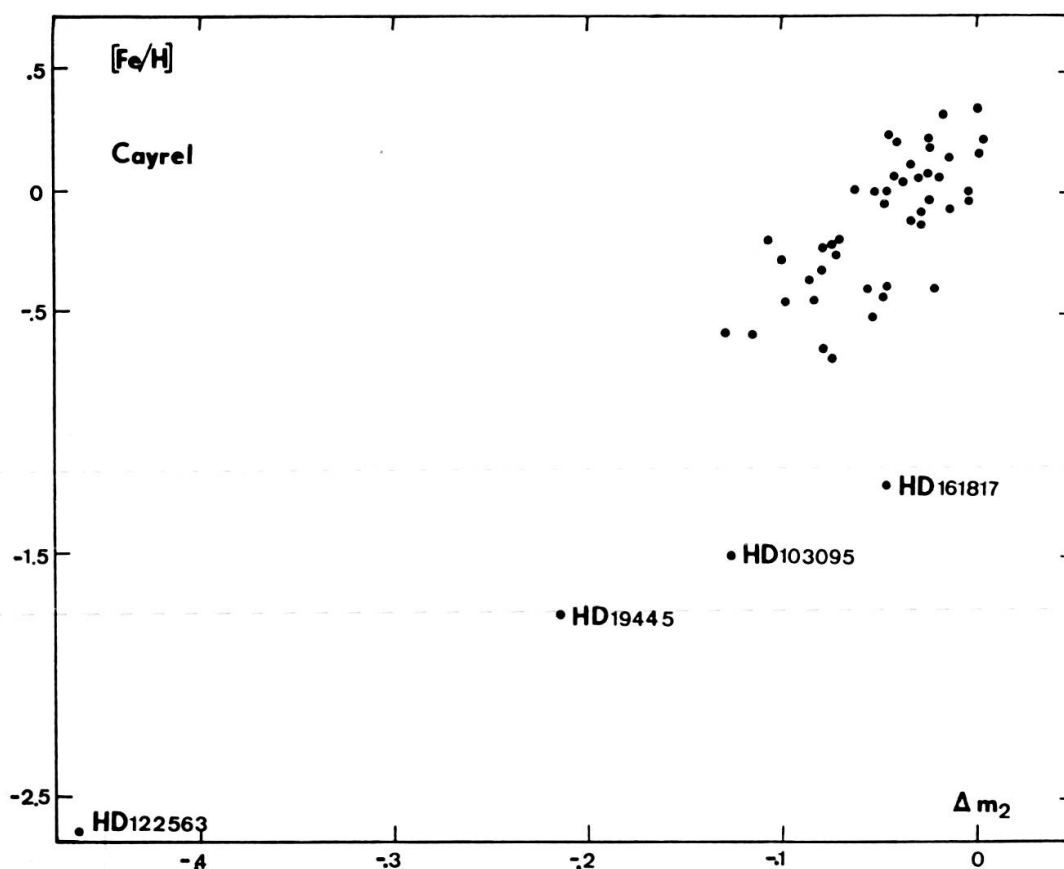


FIG. II. 9. — Relation $[Fe/H]$ pour les étoiles de la liste de R. et G. Cayrel (1966).

La même remarque peut être faite lorsque l'on considère dans la figure II. 9 les étoiles extrêmement déficientes (HD 161817, HD 103095, HD 19445). L'étoile HD 122563 ne figure sur ce graphique qu'à titre indicatif car nous ne disposons d'aucun critère de calibration pour de telles étoiles (géantes K) et nous lui avons appliqué ceux vus pour les étoiles de type spectral F et G.

Une constatation identique à ce qui vient d'être vu pour les valeurs de $[Fe/H]$ obtenues à partir de spectres à grande dispersion peut être faite pour les mesures

de Spite. Là encore les étoiles très déficientes (HD 103095, HD 19445, HD 64090) s'écartent de la relation linéaire définie par les étoiles moins déficientes.

L'allure de ces diagrammes peut être expliquée par le fait que lorsque l'abondance en métaux tend à devenir nulle, $[Fe/H]$ tend vers $-\infty$, tandis que m_2 tend vers une valeur finie, donc Δm_2 également. La relation entre $[Fe/H]$ et Δm_2 , linéaire pour des valeurs de $[Fe/H]$ voisines de celle du Soleil, tendra vers une asymptote parallèle à l'axe $[Fe/H]$ pour les étoiles très déficientes en métaux. De plus, la position de l'asymptote dépend du type spectral considéré (HD 161817 A2, HD 19445 F7,

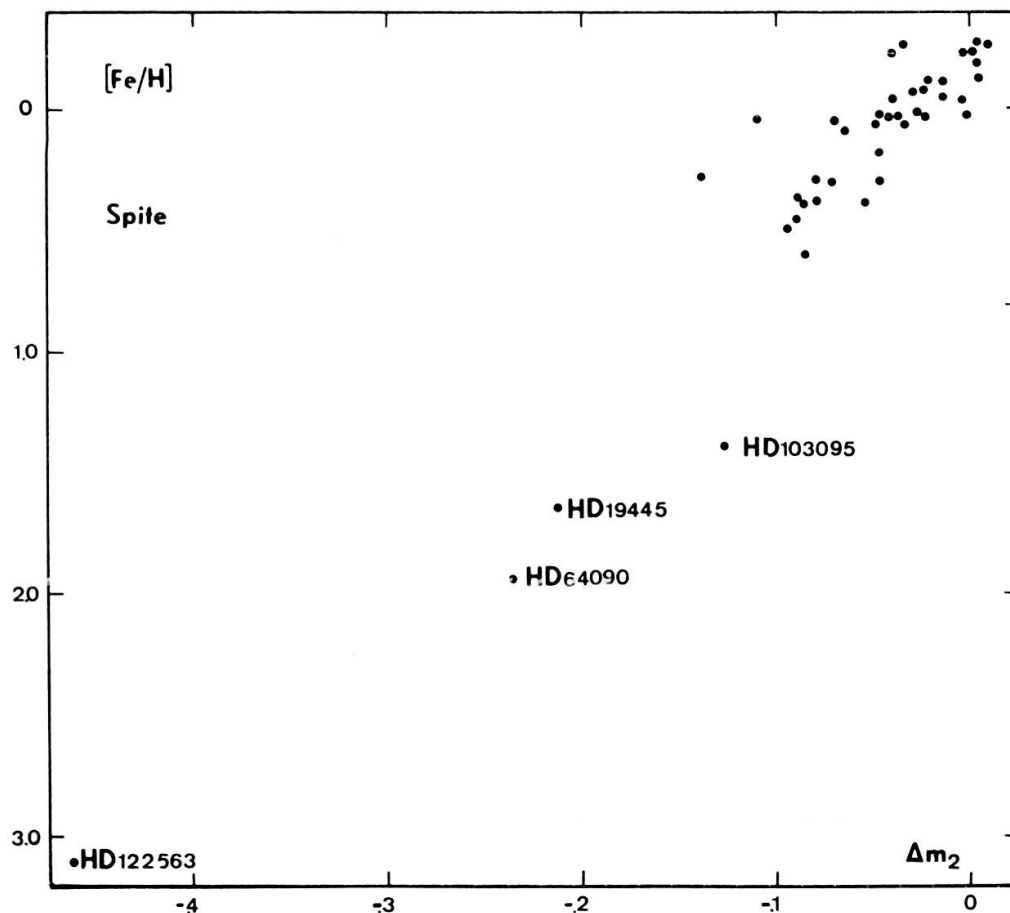


FIG. II. 10. — Relation $[Fe/H]$ pour les étoiles de Spite (1966).

HD 64090 G2). Le schéma II. 11 illustre ce que devrait être la relation $[Fe/H]/\Delta m_2$ pour ces trois types spectraux. Ainsi la relation $[Fe/H]$ est multiforme et dépend, pour les étoiles très déficientes, du type spectral.

Une étoile a une position qui ne correspond pas à ce qui vient d'être dit; il s'agit de Groombridge 1830 (HD 103095). Bien que les valeurs de $[Fe/H]$ de cette étoile données par R. et G. Cayrel, d'une part, et par F. Spite, d'autre part, soient assez proches l'une de l'autre, il semble que ces deux valeurs soient trop faibles, car selon Greenstein (1966) HD 103095 est « slightly weak-lined » et cette étoile devrait se trouver dans un diagramme $[Fe/H]/\Delta m_2$ plus proche des étoiles normales.

Pour les étoiles de Wallerstein, nous avons calculé le coefficient de blanketing η défini par Wildey et al. (1962) comme étant le rapport de l'énergie soustraite par les

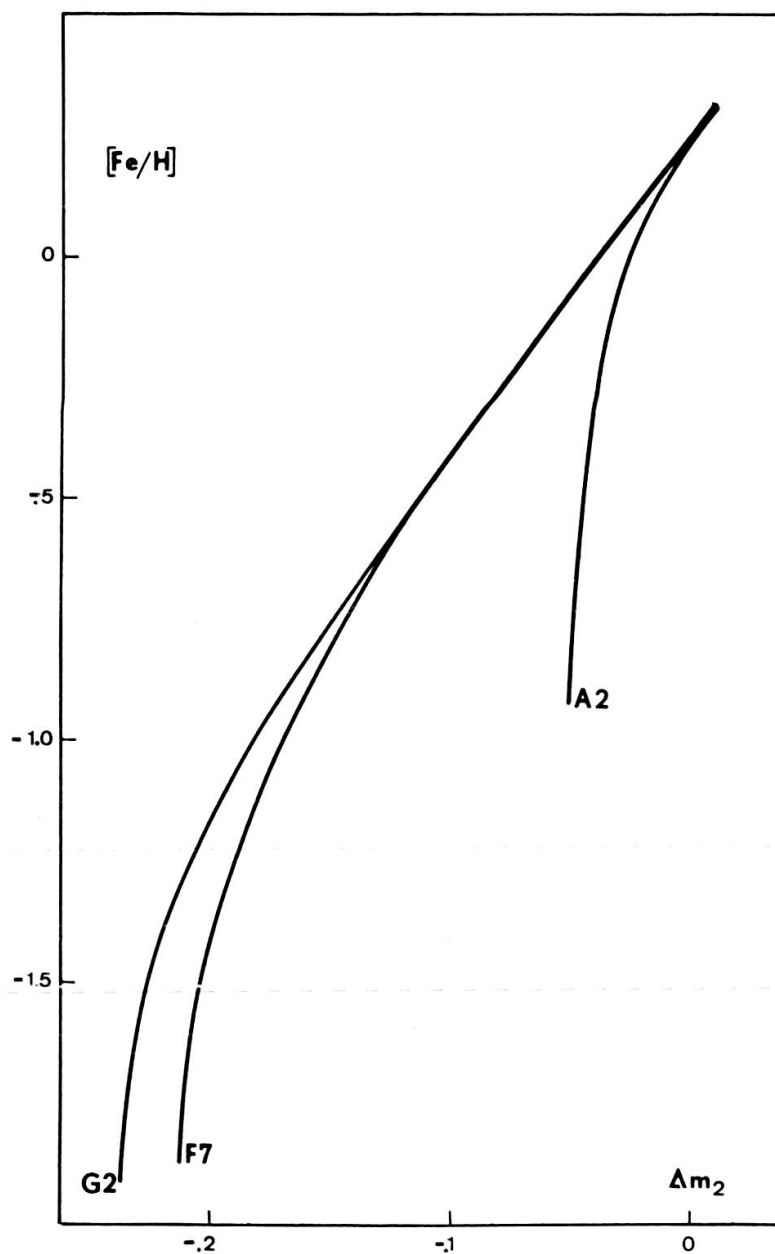


FIG. II. 11.

raies et de l'énergie émise, soit:

$$\eta = \frac{\int_0^{\infty} \varepsilon(\lambda) F(\lambda) d\lambda}{\int_0^{\infty} F(\lambda) d\lambda}$$

$\varepsilon(\lambda)$ représente la fraction d'énergie bloquée dans un intervalle $\Delta\lambda$ de 25 Å.

L'accord entre η et Δm_2 est bon et nous avons là un second moyen de montrer que Δm_2 est un indicateur de composition chimique. Un autre moyen est la comparaison de Δm_2 avec d'autres critères de composition chimique, ce que nous ferons dans les paragraphes suivants.

II. 3.5. RELATIONS $\delta(U-B)/\Delta m_2$ ET $\delta(r, s)/\Delta m_2$

Wallerstein (1961) ayant montré qu'il y avait une relation entre $\delta(U-B)$ et $[\text{Fe}/\text{H}]$, il est dès lors intéressant de comparer $\delta(U-B)$ et Δm_2 . Van den Bergh et

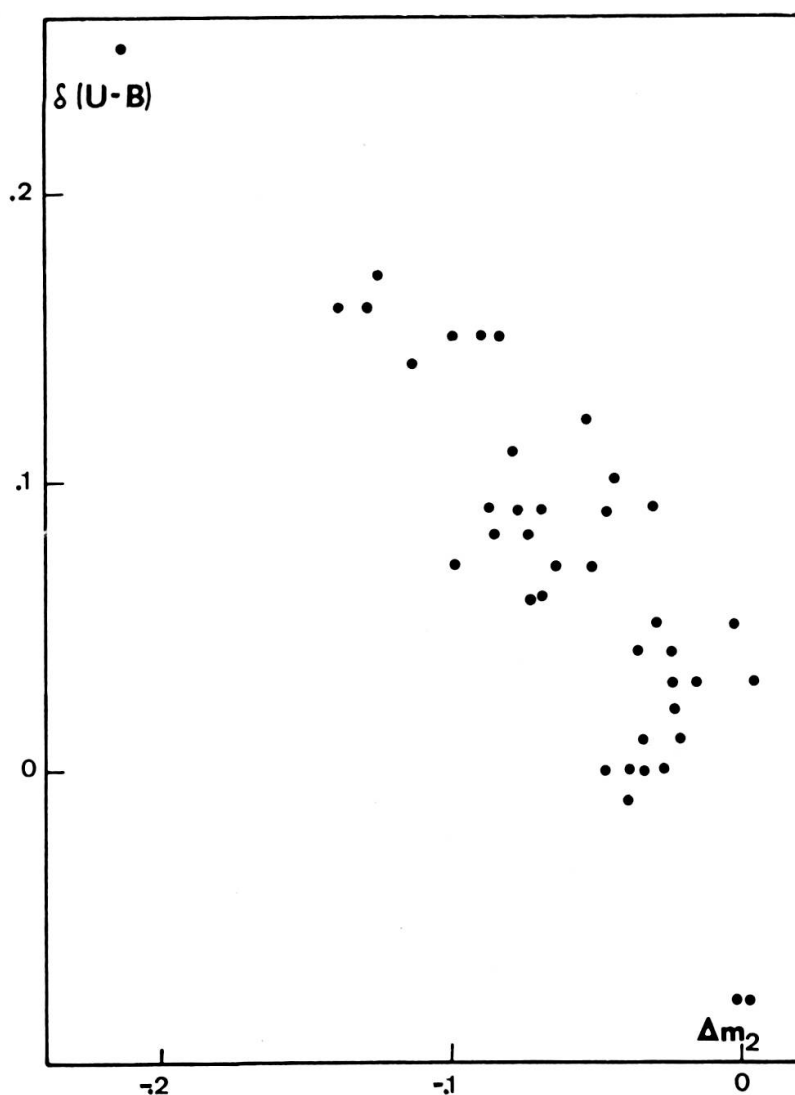


FIG. II. 12a.

Sackmann (1965) ont publié de nombreuses valeurs de $\delta(U-B)$ et la figure II. 12 a montre la relation entre $\delta(U-B)$ et Δm_2 . L'accord est bon. Il en est de même lorsque nous utilisons les valeurs de Malborough (1964). Mais nous obtenons une relation avec une dispersion plus faible lorsque nous comparons Δm_2 avec $\delta(r, s)$, le para-

mètre de blanketing défini par van den Bergh et Sackmann (fig. II. 12b). Ainsi Δm_2 est en bon accord, pour des étoiles déficientes en métaux, avec deux paramètres utilisés dans d'autres photométries.

La dispersion remarquée lors de la comparaison entre $\delta(U-B)$ et Δm_2 doit être attribuée à un effet de luminosité. En effet, il n'est pas possible dans le diagramme $(U-B)/(B-V)$ de distinguer un effet de luminosité d'un effet de composition chimique. $\delta(U-B)$ sera donc fonction de la luminosité et de l'abondance en métaux. Un effet de luminosité, c'est-à-dire une étoile un peu plus lumineuse qu'une étoile de même type spectral et de même composition chimique appartenant à la séquence de réf-

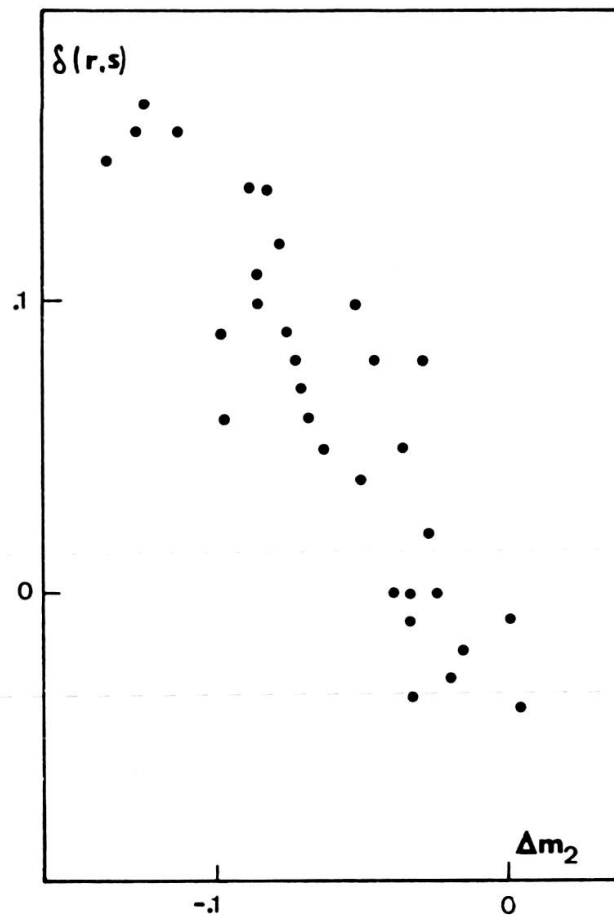


FIG. II. 12b.

rence, se manifestera par une diminution de $\delta(U-B)$. Nous pouvons mettre ceci en évidence dans un diagramme $\delta(U-B)/\Delta m_2$, dans lequel nous avons porté pour les étoiles de Wallerstein ayant une valeur Δd respectivement inférieure à 0.010 et supérieure à 0.040 $\delta(U-B)$ en fonction de Δm_2 . Ces deux catégories se séparent nettement et les étoiles les plus lumineuses se trouvent en dessous des autres. Nous pouvons donc en déduire que $\delta(U-B) = f(\Delta m_2, \Delta d)$. Baschek (1966) a d'ailleurs montré l'influence de la gravité sur $\delta(U-B)$, et nos deux résultats sont concordants.

II. 3.6. EFFET DE LUMINOSITÉ SUR m_2 (types spectraux A₀–F₄)

Strömgren (1963a) signale pour les étoiles ayant leur indice ($B-V$) compris entre 0.05 et 0.35 (A_2 – F_2) un effet de luminosité sur m_1 , effet dû à $H\delta$. En prenant des étoiles de classe de luminosité V et IV dont la parallaxe trigonométrique est supérieure à 0.010'' et en faisant pour différentes valeurs de B_2-V_1 le diagramme d/m_2 (fig. II. 13) nous constatons une nette corrélation et nous pouvons tirer de cette série de diagrammes la relation:

$$\Delta_2 m_2 = - 0.16 \Delta d .$$

Dans notre photométrie, cet effet est sensible pour les étoiles dont l'indice B_2-V_1 est inférieur à 0.230 (F_5). Les valeurs de m_2 seront donc corrigées et la même correction sera appliquée à l'indice B_1-B_2 .

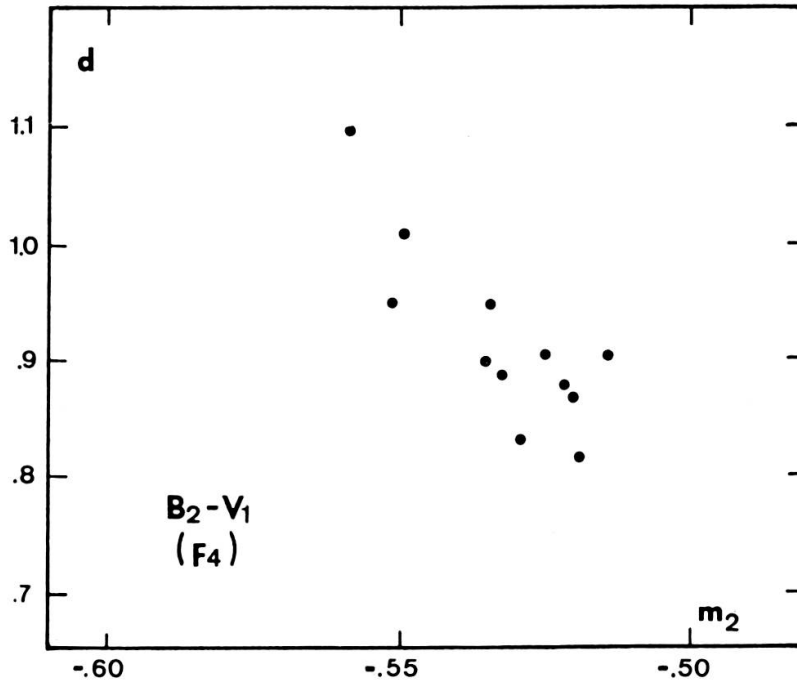


FIG. II. 13.

Pour les étoiles d'un type spectral antérieur à F_5 , il n'y a pas d'effet de blanketing sur d à redouter, ainsi que nous l'avons vu au § II. 3.4 et par ailleurs d est indépendant de la métallicité pour les étoiles Am.

La relation vue ci-dessus entre Δm_2 et Δd pour les étoiles de classe de luminosité V et IV et de type spectral antérieur à F_5 ne sera donc pas entachée d'un effet résiduel de blanketing.

La correction à apporter à m_2 pour tenir compte de l'effet de luminosité sera donc:

$$\Delta_2 m_2 = + 0.16 \Delta d . \quad (\text{II.17})$$

II. 3.7. RELATION ENTRE m_1 ET m_2

Les étoiles pour lesquelles on dispose des valeurs $[\text{Fe}/\text{H}]$ sont toutes (à l'exception de HD 161817) des étoiles d'un type plus tardif que F_5 , il est donc important de pouvoir tester la signification de notre paramètre m_2 pour les étoiles d'un type plus précoce. Pour cela, nous avons construit le diagramme m_2/m_1 pour les étoiles à raies métalliques communes aux deux systèmes et nous avons remarqué un bon accord entre ces deux grandeurs.

Pour des types spectraux plus tardifs que F_5 (B_2-V_1 supérieur à 0.230), nous remarquons également un bon accord entre ces deux paramètres. Etant donné que m_2 varie d'une part avec le type spectral, et d'autre part avec l'abondance en métaux, nous devons nous limiter à des intervalles restreints en B_2-V_1 . Nous testons ainsi la relation entre m_1 et m_2 à composition chimique variable et température constante, ce qui est semblable au test entre Δm_2 et $[\text{Fe}/\text{H}]$ vu au § II. 3.4.

II. 3.8. REMARQUES FINALES

Nous avons dans ce chapitre montré que m_2 , $m_2 = (B_1-B_2) - 0.69 (B_2-V_1)$, était un paramètre nous permettant d'obtenir, par l'intermédiaire de Δm_2 , une bonne estimation de l'abondance en métaux. La relation entre $[\text{Fe}/\text{H}]$ et Δm_2 , linéaire pour des valeurs de $[\text{Fe}/\text{H}]$ proches de la valeur solaire, tend vers asymptote parallèle à l'axe $[\text{Fe}/\text{H}]$. De plus, la position de l'asymptote dépend du type spectral. Pour la partie linéaire et pour des étoiles de type spectral compris entre F_8 et G_2 , nous avons:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = 6.746 \Delta m_2 + 0.253 .$$

Si, pour des étoiles d'un type spectral antérieur à F_5 , il y a un effet de luminosité sur m_2 , effet pouvant être calculé ainsi:

$$\Delta_2 m_2 = 0.16 \Delta d$$

nous avons montré que pour des types spectraux plus tardifs que F_5 , d et B_2-V_1 pouvaient subir un effet résiduel de blanketing se calculant ainsi:

$$a) \quad \Delta m_2 \geq -0.070$$

$$\Delta_2 d = 0.5 \Delta m_2$$

$$b) \quad \Delta m_2 < -0.070$$

$$\Delta_2 (B_2-V_1) = 1.11 (\Delta m_2 + 0.070)$$

$$\Delta_2 d = 1.4 \Delta_2 (B_2-V_1) - 0.035 .$$

III. CONCLUSIONS

Au cours des pages précédentes, nous avons montré qu'il était possible d'obtenir à partir du système photométrique de l'Observatoire de Genève une représentation tri-dimensionnelle pour des étoiles de classe de luminosité V et IV, de type spectral compris entre A_2 et G_5 et non rougies par l'absorption interstellaire. Rappelons que les paramètres utilisés sont les suivants:

B_2-V_1	Θ_{eff}
$d = (U-B_1) - 1.6 (B_1-B_2)$	magnitude absolue
$m_2 = (B_1-B_2) - 0.69 (B_2-V_1)$	blanketing.

Nous pouvons faire les remarques suivantes:

- la calibration de la relation Θ_{eff}/B_2-V_1 dépend de la famille de modèles d'atmosphères stellaires choisis pour l'établir, aussi vaudra-t-il mieux utiliser les valeurs de l'indice B_2-V_1 ;
- la calibration en magnitude absolue peut être obtenue avec une précision de ± 0.15 mag.;
- le paramètre Δm_2 pouvant être obtenu avec une précision assez grande, il sera préférable de travailler avec Δm_2 plutôt qu'avec $[\text{Fe}/\text{H}]$.

Les effets résiduels de blanketing, soit sur d , soit sur B_2-V_1 peuvent être, lorsqu'ils se présentent, corrigés.

De nombreuses étoiles à raies métalliques ayant été mesurées dans le système photométrique de l'Observatoire de Genève, nous avons pu (Hauck, 1968) utiliser la représentation proposée ici. Ces étoiles occupent dans un diagramme M_v/B_2-V_1 une zone d'une magnitude de large située au-dessus de la séquence de référence. Δm_2 s'est révélé être un bon paramètre de métallicité. De plus la relation, déjà mise en évidence par Strömberg (1963b) pour la photométrie *uvby*, entre $V \sin i$ et Δm_2 est confirmée, c'est-à-dire que plus Δm_2 est grand, plus $V \sin i$ est faible.

Appliquée aux quelques sous-naines mesurées, cette représentation situe ces étoiles parmi les naines déficientes en métaux.

Une étoile de la branche horizontale dans le diagramme *HR* (HD 161817) a été mesurée et sur la base de ces observations, il semble possible de distinguer ce genre d'étoiles.

En annexe, nous donnons un tableau résumant toutes les relations établies au cours des paragraphes précédents: relations entre B_2-V_1 , d et m_2 , d'une part, et d'autre part, les indices ou paramètres de température, de luminosité ou de composition chimique dans d'autres systèmes photométriques, ainsi que les corrections de l'effet résiduel de blanketing et de l'effet de luminosité.

RÉCAPITULATION DES FORMULES

i) Définition des paramètres utilisés

$$d = (U-B_1) - 1.6 (B_1-B_2)$$

$$m_2 = (B_1-B_2) - 0.69 (B_2-V_1)$$

$$\Delta = (U-B_2) - 1.055 (B_2-G).$$

ii) Relation entre paramètres de température

$$\begin{array}{lll} \text{II. 1} & \Theta_{eff} = 0.782 (B_2-V_1) + 0.590 & A_5-G_4 \\ & \pm 0.016 & \pm 0.021 \end{array}$$

modèles Melbourne

$$\begin{array}{lll} \text{II. 2} & \Theta_{eff} = 0.727 (B_2-V_1) + 0.649 & \\ & \pm 0.012 & \pm 0.017 \quad A_0-G_0 \end{array}$$

modèles Mihalas

$$\begin{array}{lll} \text{II. 3} & B_2-V_1 = 1.273 (b-y) - 0.142 & \\ & \pm 0.008 & \pm 0.006 \\ \text{II. 4} & b-y = 0.784 (B_2-V_1) + 0.112 & \\ & \pm 0.004 & \pm 0.006 \end{array} \left. \vphantom{\begin{array}{l} \text{II. 3} \\ \text{II. 4} \end{array}} \right\} A_3-G_5$$

$$\begin{array}{lll} \text{II. 5} & [B-V] = 1.223 (B-V) - 0.953 & \\ & \pm 0.006 & \pm 0.004 \\ \text{II. 6} & (B-V) = 0.816 [B-V] + 0.779 & \\ & \pm 0.003 & \pm 0.004 \end{array} \left. \vphantom{\begin{array}{l} \text{II. 5} \\ \text{II. 6} \end{array}} \right\} B_7-G_9$$

$$\begin{array}{lll} \text{II. 7} & (B-V) = 1.164 (B_2-V_1) + 0.189 & \\ & \pm 0.005 & \pm 0.004 \\ \text{II. 8} & B_2-V_1 = 0.858 (B-V) - 0.162 & \\ & \pm 0.004 & \pm 0.004 \end{array} \left. \vphantom{\begin{array}{l} \text{II. 7} \\ \text{II. 8} \end{array}} \right\} A_0-G_8$$

$$\begin{array}{lll} \text{II. 9} & B_2-V_1 = 0.419 (B-I)_6 + 0.418 & \\ & \pm 0.005 & \pm 0.012 \\ \text{II. 10} & (B-I)_6 = 2.376 (B_2-V_1) - 0.990 & \\ & \pm 0.029 & \pm 0.012 \end{array} \left. \vphantom{\begin{array}{l} \text{II. 9} \\ \text{II. 10} \end{array}} \right\} A_0-G_8$$

iii) Relation entre paramètres de luminosité

$$\begin{array}{lll} \text{II. 11} & d = -0.0032 (\lambda_1 - 3700) + 2.113 D + 0.721 & \\ & \pm 0.0006 & \pm 0.058 \quad \pm 0.047 \quad A_0-G_0 \end{array}$$

$$\begin{array}{lll} \text{II. 12} & d = 1.06 c_1 + 0.39 & \\ & \pm 0.01 \quad \pm 0.01 & A_2-G_5 \end{array}$$

iv) *Effet résiduel de blanketing* $(B_2 - V_1 \geq 0.230, \text{ type spectral plus tardif que } F_5)$

$$\Delta m_2 < -0.070$$

$$II. 13 \quad \Delta_2 (B_2 - V_1) = 1.11 (\Delta m_2 + 0.070)$$

$$II. 15 \quad \Delta_2 d = 1.4 \Delta_2 (B_2 - V_1) - 0.035$$

$$\Delta m_2 \geq -0.070$$

$$II. 14 \quad \Delta d = 0.5 \Delta m_2$$

v) *Relation [Fe/H]/ Δm_2*

$$II. 16 \quad \begin{array}{lll} [\text{Fe}/\text{H}] = 6.746 \Delta m_2 + 0.253 & \Delta m_2 \geq -.140 \\ \pm 0.915 & \pm 0.113 & F_8 - G_2 \end{array}$$

vi) *Effet de luminosité sur m_2*

$$II. 17 \quad \Delta_2 m_2 = +0.16 \Delta d.$$

BIBLIOGRAPHIE

- BASCHEK, B. 1966. *J. quantit. Spectrosc. radiat. Transfer*, 6, p. 701.
 BERGH van den, S., I. J. SCAKMAN. 1965. *Publ. David Dunlap Obs.*, 2, p. 281.
 BIDELMAN, W. P. 1956. *Publ. astr. Soc. Pacific*, 68, p. 318.
 CAYREL, R., G. CAYREL. 1966. In *A. Rev. Astr. Astrophys.*, vol. 4.
 CHALONGE, D., L. DIVAN. 1952. *Ann. Astrophys.*, 15, p. 201.
 CONTI, P. S. 1965. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, XI, n° 95.
 CRAWFORD, D. L., C. PERRY. 1966. *Astr. J.*, 71, p. 206.
 EGGEN, O. J. 1955. *Astr. J.*, 60, p. 407.
 ——— 1957. *Astr. J.*, 62, p. 45.
 ——— 1962. *R. Obs. Bull.*, n° 51.
 ——— 1963. *Astr. J.*, 68, p. 697.
 ——— 1964. *Astr. J.*, 69, p. 570.
 GOLAY, M. 1964a. *Publ. Obs. Genève*, série A, n° 66.
 ——— 1964b. *Publ. Obs. Genève*, série A, n° 68.
 ——— GOY, G. 1965. *Publ. Obs. Genève*, série A, n° 71.
 GREENSTEIN, J. L. 1966. In *Stars and Stellar Systems*, Ed. A. Blaauw and M. Schmidt (Chicago, University Press of Chicago Press), vol. 5, chap. 17.
 HAUCK, B. 1964. *Publ. Obs. Genève*, série A, n° 70.
 ——— 1966. *Publ. Obs. Genève*, série A, n° 72.
 ——— 1968. *Publ. Obs. Genève*, série A, n° 74.
 HECKMANN, O., H. L. JOHNSON. 1956. *Astrophys. J.*, 124, p. 477.
 JASCHEK, C. O., H. CONDE, A. C. de SIERRA. 1964. *Obs. astr. Univ. nac. La Plata*, ser. Astr., 23 (2).
 JOHNSON, H. L., C. F. KNUCKLES. 1955. *Astrophys. J.*, 122, p. 209.
 ——— W. W. MORGAN. 1953. *Astrophys. J.*, 117, p. 313.
 KEENAN, Ph. 1963. In *Stars and Stellar Systems*. Ed. K. Strand (Chicago, University of Chicago Press), vol. 3, chap. 8.
 KODAIRA, K. 1964. *Z. Astrophys.*, 59, p. 139.

- MELBOURNE, W. G. 1960. *Astrophys. J.*, 132, p. 101.
- MIHALAS, D. 1965. *Astrophys. J. Suppl. ser.*, IX, n° 92.
- OKE, J. B. 1957. *Astrophys. J.*, 126, p. 509.
- 1959. *Astrophys. J.*, 130, p. 487.
- 1965. In *A. Rev. Astr. Astrophys.*, vol. 3.
- , P. S. CONTI. 1966. *Astrophys. J.*, 143, p. 134.
- ROMAN, N. 1952. *Astrophys. J.*, 116, p. 122.
- RUFENER, F., B. HAUCK, G. GOY, E. PEYTREMANN, A. MAEDER. 1966. *J. Observateurs*, 49, p. 417.
- SPIE, F. 1966. *Ann. Astrophys.*, 29, p. 601.
- STEBBINS, J., G. E. KRON. 1956. *Astrophys. J.*, 123, p. 440.
- STROMGREN, B. 1963a. In *Stars and Stellar Systems*. Ed. K. Strand (Chicago, University of Chicago Press), vol. 3, chap. 9.
- 1963b. *Q. J. R. astr. Soc.*, 4, p. 8.
- 1964. *R. Obs. Bull.*, n° 82.
- PERRY, C. 1962. Institute of Advanced Study, Princeton.
- WALLERSTEIN, G. 1961. *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, VI, n° 61.
- WEAVER, H. F. 1952. *Astrophys. J.*, 116, p. 612.
- WILDEY, R., E. M. BURBIDGE, A. R. SANDAGE, G. R. BURBIDGE. 1962. *Astrophys. J.*, 135, p. 94.

Manuscrit reçu le 30 mai 1968.