

Zeitschrift: Archives des sciences [1948-1980]
Herausgeber: Société de Physique et d'Histoire Naturelle de Genève
Band: 29 (1976)
Heft: 2

Artikel: Problèmes liés aux étoiles de type O : revue des erreurs d'estimation en distance : propriétés de diverses distributions galactiques
Autor: Goy, Gérald
DOI: <https://doi.org/10.5169/seals-739676>

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: 11.01.2026

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

PROBLÈMES LIÉS AUX ÉTOILES DE TYPE O

Revue des erreurs d'estimation en distance
Propriétés de diverses distributions galactiques

PAR

Gérald GOY

Observatoire de Genève

RÉSUMÉ

Depuis la parution des travaux de Walborn et Conti (1970 à 1974) le type spectral et la classe de luminosité des étoiles O sont mieux connus, spécialement dans le domaine des types les plus précoces.

Toutefois, ces acquisitions nouvelles ne sont pas suffisantes pour améliorer sensiblement la détermination des distances d'étoiles de type O. Nous passons en revue l'ensemble des paramètres qui influencent le module de distance. En utilisant les données du catalogue d'étoiles O (Goy, 1973), nous montrons que la multiplicité méconnue (et généralement non détectable spectroscopiquement) de ces étoiles pourrait jouer un rôle plus important que prévu. Nous commentons enfin diverses distributions relatives aux propriétés des noyaux d'étoiles très jeunes.

INTRODUCTION

Les données utilisées dans cette étude sont tirées du catalogue général d'étoiles O (Goy, 1973). Nous utilisons, en particulier, les propriétés du système photométrique de Genève, à bandes larges et moyennes. La calibration précise et stable de ce système le rend particulièrement apte à cette étude. La question la plus importante à résoudre actuellement est la mesure de la distance individuelle des étoiles O. Elle dépend de 3 facteurs:

1. la matière interstellaire
2. les propriétés du spectre stellaire
3. la largeur des bandes passantes du système photométrique
4. la binarité ou la multiplicité des systèmes.

Nous rappelons, pour mémoire, les suggestions de Johnson sur les variations du rapport R et nous utilisons l'ouvrage de M. Golay (1974) qui vient de sortir de presse.

LES SOURCES D'ERREUR

Pour faciliter les comparaisons, nous adoptons, par la suite, le quotient D/D' . Soit D la vraie distance d'une étoile et D' sa distance estimée au moyen des paramètres connus disponibles. Le coefficient D/D' mesure l'erreur commise. Ce coefficient est pratique car il ne dépend pas de la distance. D/D' est calculé à partir de la formule classique de Pogson :

$$D/D' = 10^{\frac{\Delta m}{5}}$$

où Δm est la variation de magnitude causée par différence de distance. Walborn (1970 à 1973) et Conti (1971 à 1974), sur la base des modèles de Auer et Mihalas (1972) ont apporté une nouvelle contribution à la détermination de la classe de luminosité des étoiles O de type précoce.

La figure 1 montre l'erreur commise si la classe de luminosité est inconnue. Nous avons calculé D/D' en supposant une confusion entre les classes I et V (à partir de la table IV de Walborn, 1973). On trouve que l'ignorance de la classe de luminosité peut conduire à des facteurs 2 à 3 pour les types les plus précoces (champ B) tandis que pour les types tardifs (champ A), la classification *MK* donne, en principe, une classe de luminosité précise. Il ne faut pas oublier qu'une erreur sur la classe de luminosité conduit à une grande erreur dans la détermination de la distance.

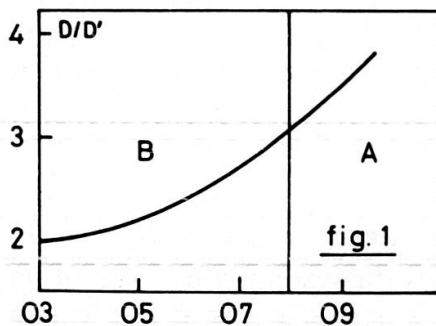


FIG. 1. — Variation du rapport D/D' en admettant une confusion entre les classes I et V. Ce rapport change rapidement si l'on ignore la classe de luminosité. Dans le champ A, on peut éviter, en principe, cette erreur en utilisant la classification tridimensionnelle du *MK*. Dans le champ B les nouvelles classes de luminosité de Walborn et Conti (1970 à 1974) améliorent la précision.

La figure 1 de Walborn (1973) est une synthèse de sa nouvelle calibration en magnitudes absolues. Les fameux « cigares géocentriques » souvent mentionnés dans la littérature sont bien visibles. Si nous calculons la relation D/D' entre l'étoile la plus proche et la plus distante d'un groupe, nous trouvons des valeurs comprises entre 2 et 4 pour les groupes les plus connus.

Si nous supposons maintenant que la classe de luminosité n'est plus responsable de la structure « en cigare », nous devons alors rechercher d'autres sources d'erreur.

Nous disposons, au total, de cinq paramètres qui doivent être correctement estimés pour calculer la distance d'une étoile O et, par la suite, pour reconstituer la forme approximativement sphérique d'un noyau d'associations :

a) la classe de luminosité (que nous supposons maintenant bien connue)

b) la détermination du type spectral

c) la variation du rapport $R = \frac{Av}{E(B-V)}$ causée par :

1. des effets dus aux bandes passantes
2. des variations réelles du rapport R
3. une interprétation erronée des diagrammes photométriques
4. la binarité ou la multiplicité.

Nous allons étudier les variations du rapport D/D' lorsque l'un de ces 5 paramètres est incertain ou mal interprété.

a) *Estimation de la classe de luminosité*

Son importance a été estimée au paragraphe précédent et nous considérons, idéalement, qu'elle n'introduit pas d'erreur.

b) *Détermination du type spectral*

En général, les spectroscopistes ne donnent pas une estimation de l'erreur probable dans la détermination du type spectral. La figure 2 montre la dispersion

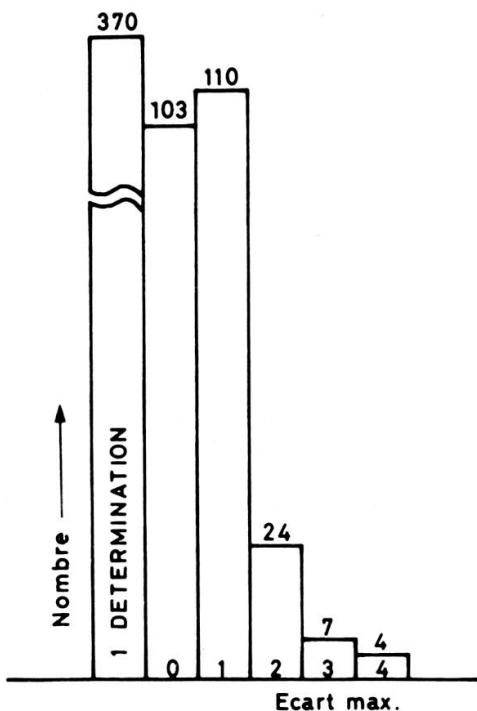


FIG. 2. — Dispersion des types spectraux. Si une étoile a été étudiée indépendamment par plusieurs auteurs, on observe une dispersion dans l'attribution des types spectraux. L'écart maximum de 1 type (1 dixième) est le plus fréquent.

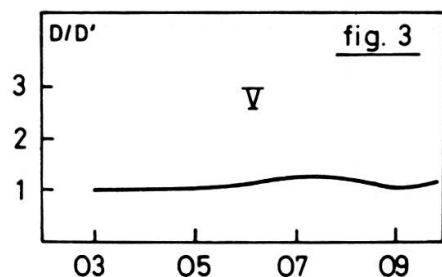


FIG. 3. — Dispersion des types spectraux. Une erreur d'évaluation de 1 dixième de type spectral cause une erreur de distance négligeable.

des types spectraux mentionnés dans la colonne 13 (Goy, 1973): l'abscisse donne le plus grand écart pour une étoile donnée et l'ordonnée le nombre d'étoiles.

La figure 3 montre la variation de D/D' pour l'erreur la plus fréquente (1 dixième de type). Ces données sont tirées de la calibration de Walborn (1973) table IV. En fait, une erreur dans l'évaluation du type spectral entraîne une erreur de distance vraiment négligeable. Dans les cas d'écarts exceptionnels (4 types par exemple) le rapport D/D' peut atteindre 1.6. Mais de telles étoiles sont généralement variables ou présentent d'importantes particularités.

c) Variation du rapport R

1. Effets dus aux bandes passantes

Johnson (1968) a étudié les étoiles de Persée (table XIII, page 194) qui ont des couleurs intrinsèques vraiment très différentes (depuis des étoiles O jusqu'à des étoiles M2I jeunes mais évoluées). Maeder (communication privée, 1974) a calculé

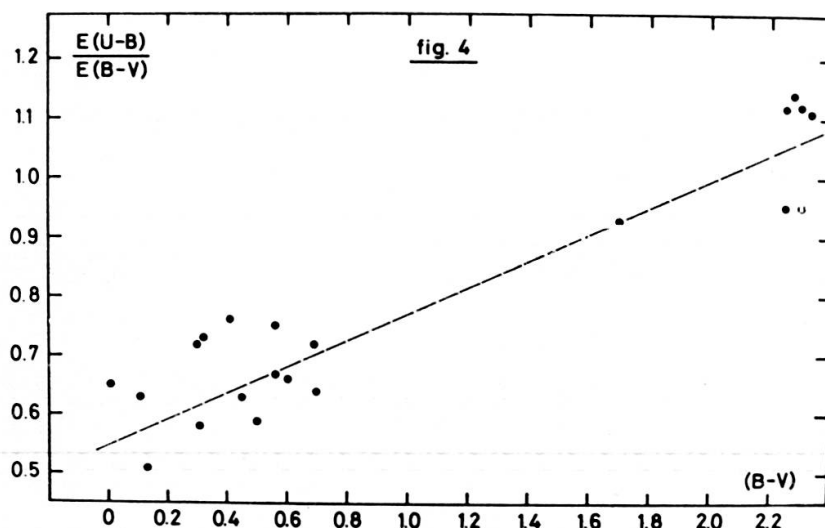


FIG. 4. — Erreur dans le choix de la ligne de rougissement. Johnson (1968) a trouvé pour les étoiles jeunes mais évoluées de Persée un excès de couleur supérieur à celui des étoiles non évoluées (de type O). Cette différence est due à la largeur des bandes passantes.

la relation E_{U-B}/E_{B-V} pour les étoiles tabulées ci-dessus. Il a étudié ce rapport en fonction du $(B-V)$ de ces mêmes étoiles (fig. 4). L'erreur introduite en comparant les excès de couleur sans correction est immédiatement visible. Golay (1974) a étudié ce problème qui est dû à un effet de bandes passantes. La figure 5 montre l'erreur

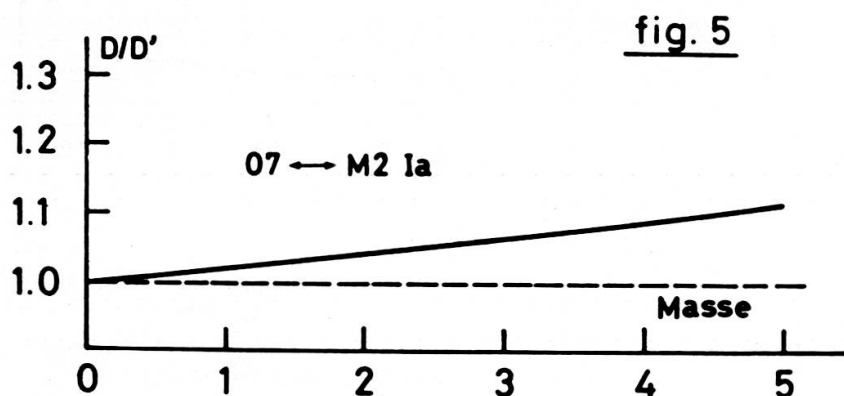
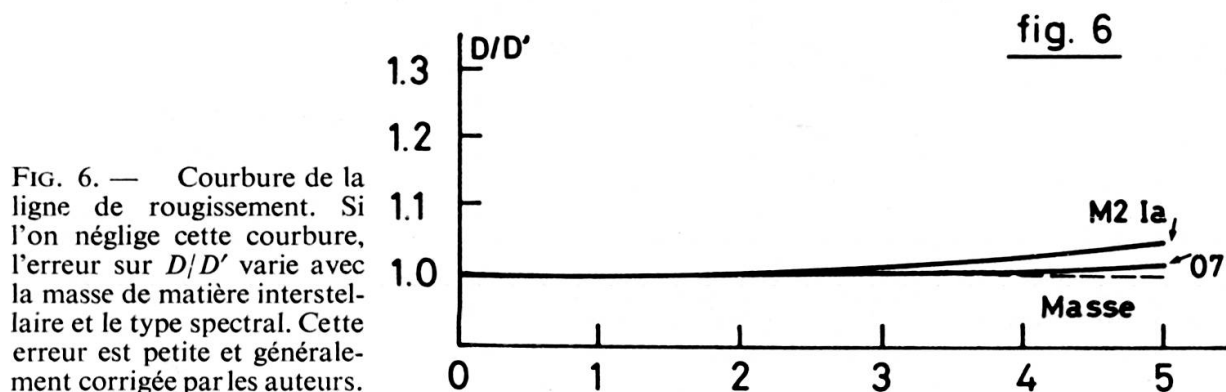


FIG. 5. — Erreur dans le choix de la ligne de rougissement. Si on traite des étoiles O et M2I avec la même pente de la ligne de rougissement, l'erreur sur la distance n'est pas négligeable pour les forts rougissements.

en D/D' si nous utilisons la même pente de la ligne de rougissement pour des étoiles O et M21a. Cette erreur s'accroît avec la « masse » de matière interstellaire (au sens de Nandy, 1964) et peut atteindre $D/D' = 1.1$ pour des rougissements élevés.

Nous savons également que les lignes de rougissement, dans un diagramme couleur/couleur sont en général courbées. Cette courbure dépend des bandes passantes et de la couleur intrinsèque de l'étoile. Dans le système UBV (fig. 6) le rapport D/D'



peut atteindre 2% pour les étoiles chaudes mais il dépasse 5% pour les étoiles de type M. Les auteurs tiennent compte, en général, de cette courbure et corrigent leurs couleurs intrinsèques en conséquence.

2. Variations réelles du rapport R

Quelques auteurs ont tenté de déterminer avec une certaine précision le rapport de l'absorption totale à l'absorption sélective. Isobe (1968) admet des fluctuations de 1 à 2% de ce rapport. Fernie (1962 et 1962B) atteint 15%. Wickramasinghe et Nandy (1972, reports on progress in physics) ont repris l'ensemble du problème.

A partir des données observationnelles et des théories de la diffusion optique, ils ont établi des courbes d'extinction théoriques.

Nous avons utilisé les courbes de Wickramasinghe (1972) provenant de la figure 37 (champ N1 dans notre fig. 7). Le rapport R s'exprime par :

$$R = \frac{A_v}{E(B-V)} = \frac{f_v(v) + \gamma}{F_B(v) - f_v(v)}$$

où $f_v(v) + \gamma$ est l'absorption totale due à la matière interstellaire à la longueur du filtre V (respectivement f_B pour le filtre B). La valeur de γ est généralement déterminée par des observations infrarouges de qualité toujours discutable. De plus, le continu infrarouge des étoiles est généralement très mal connu. Johnson (1968) a trouvé d'importantes anomalies de la loi de rougissement aux environs de $1/\lambda = \infty$, à partir d'étoiles individuelles. Ces données ne sont probablement pas réalistes. Notre figure 7 montre les variations de D/D' lorsque le γ est modifié. Nous avons pris

comme référence arbitraire $\gamma = 0,5$. Sur les abscisses nous avons également exprimé la variation correspondante de R en pourcentage en choisissant arbitrairement $\gamma = 0,7$ comme référence. Il faut remarquer que l'incertitude sur R conduit à de grosses erreurs de distance.

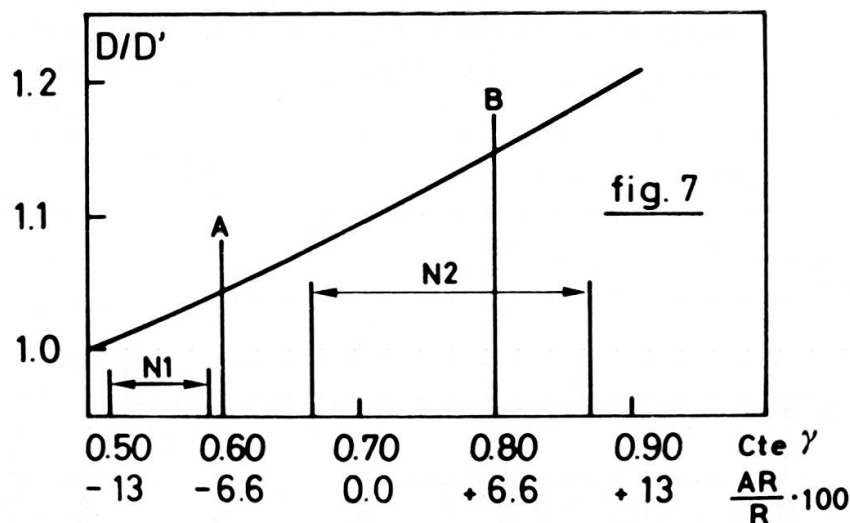


FIG. 7. — Le problème de l'absorption neutre. D/D' varie rapidement si la constante γ varie. La valeur $\gamma = 0.5$ a été prise arbitrairement comme référence. En abscisse, l'échelle inférieure donne la variation correspondante de R en pourcents. Nous avons choisi, ici, $\gamma = 0.70$ comme valeur de référence.

3. Interprétation erronée des diagrammes photométriques

Johnson a suggéré deux méthodes pour interpréter les diagrammes photométriques et obtenir la valeur de R : « color-difference method », « variable-extinction method ». Il a obtenu une large variété de valeurs R , de 3 à 6 et même plus. Becker (1966) a montré en détail que l'interprétation de Johnson ne conduit pas du tout à une mesure valable du rapport R . Cette étude est très convaincante et a été confirmée par la plupart des auteurs qui exploitent des diagrammes photométriques. Nous écarterons donc de telles interprétations. Il est à remarquer que les méthodes proposées par Johnson ne conduisent qu'à une augmentation systématique du rapport R .

4. Binarité ou multiplicité

Sharpless (1953) a donné une description détaillée de quelques systèmes multiples d'étoiles très jeunes. Cette étude conduit aux faits d'observation suivants :

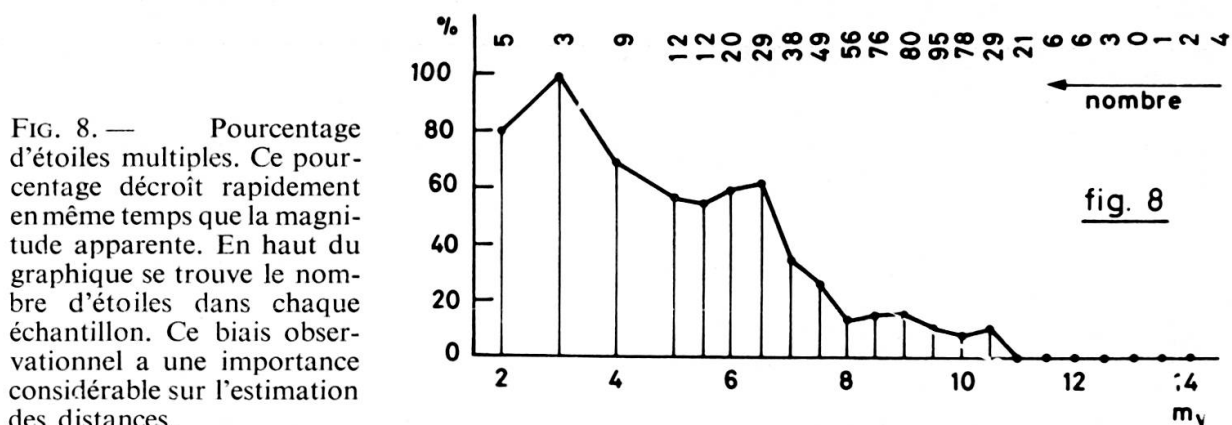
1. Le système peut être compact et à la limite de l'observation.
2. L'étoile centrale, la plus brillante, est généralement une O5 ou une Wolf-Rayet (WN). Elle est presque toujours suspectée d'être elle-même double ou multiple.
3. Il existe en général une région H II détectée optiquement ou par radio.

Dans l'étude de la composition réelle de ces systèmes, Sharpless propose, à titre d'exemple, un mélange d'une étoile O5 avec une O7 et environ dix compagnons de type B5. A moins d'être proche, un tel système ne peut être détecté visuellement. Les conséquences d'un tel mélange sont :

1. Une détection spectroscopique presque impossible. Les raies des deux composantes principales sont très larges et similaires tandis que la contribution des étoiles B est très faible.
2. Une diminution de 0,9 de la magnitude apparente, ce qui entraîne un rapprochement de 33% en distance.

Dans la monographie du catalogue (Goy 1973) nous avons relevé toutes les étoiles binaires ou soupçonnées binaires. Nous avons utilisé ces données dans la figure 8. Dans chaque intervalle de 0,5 magnitude apparente, nous avons calculé le pourcentage d'étoiles doubles ou multiples connues.

En haut, nous avons noté le nombre d'étoiles présentes dans chaque catégorie. Jusqu'à la magnitude 5 nous avons utilisé des intervalles de une magnitude à cause de la petitesse des échantillons.



On remarque que toutes les étoiles brillantes (c'est-à-dire proches en général) sont doubles ou multiples. Le pourcentage diminue rapidement et atteint zéro à la magnitude 11. Le pic observé vers la magnitude 6.5 est dû à la région du Cygne, exceptionnellement bien connue.

Bien entendu, ce graphique reflète un important biais observationnel. Les objets les plus brillants sont étudiés avec des dispersions plus grandes. La multiplicité a plus de chance d'être détectée.

De plus, ces étoiles sont en général les plus proches ce qui augmente le nombre des binaires visuelles observables. Les conséquences de ce biais sont très importantes. L'ignorance de la binarité (surtout dans le cas de 2 composantes presque égales) entraîne une modification de la magnitude apparente réelle, donc du module de distance. Le rapport D/D' est modifié mais seulement *dans le sens d'une diminution de la distance*. Cette remarque est importante car c'est le seul paramètre qui n'a pas d'effet symétrique sur la dispersion des distances estimées.

Pour mesurer la distance moyenne d'un groupe, il conviendrait donc d'éliminer les étoiles qui semblent les plus proches. Si ce groupe est formé d'étoiles faibles, la distance moyenne doit être augmentée puisque toutes les binaires sont méconnues.

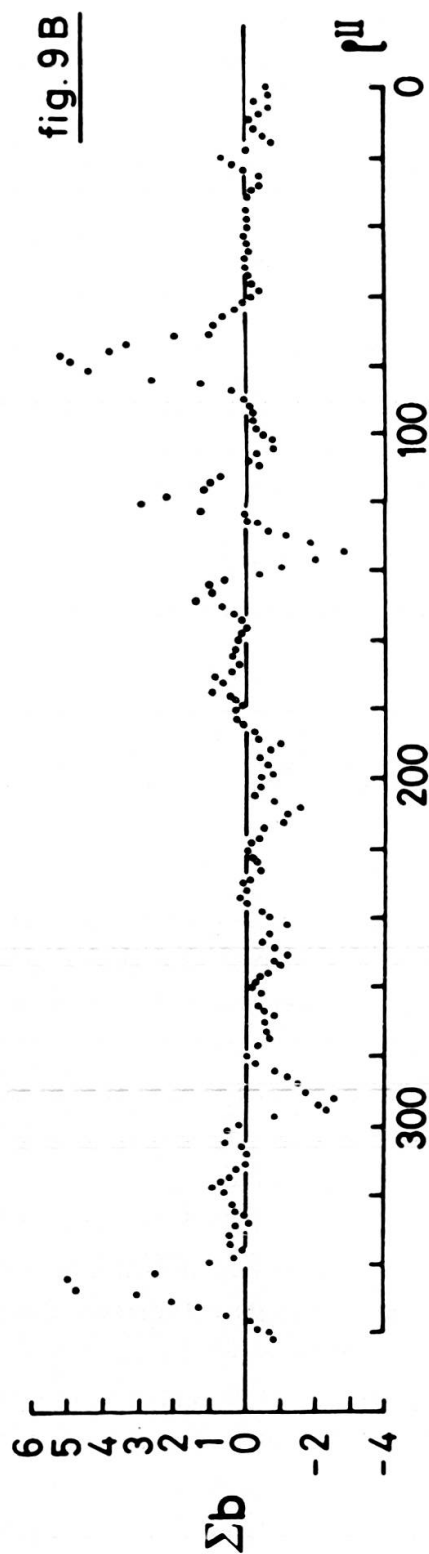
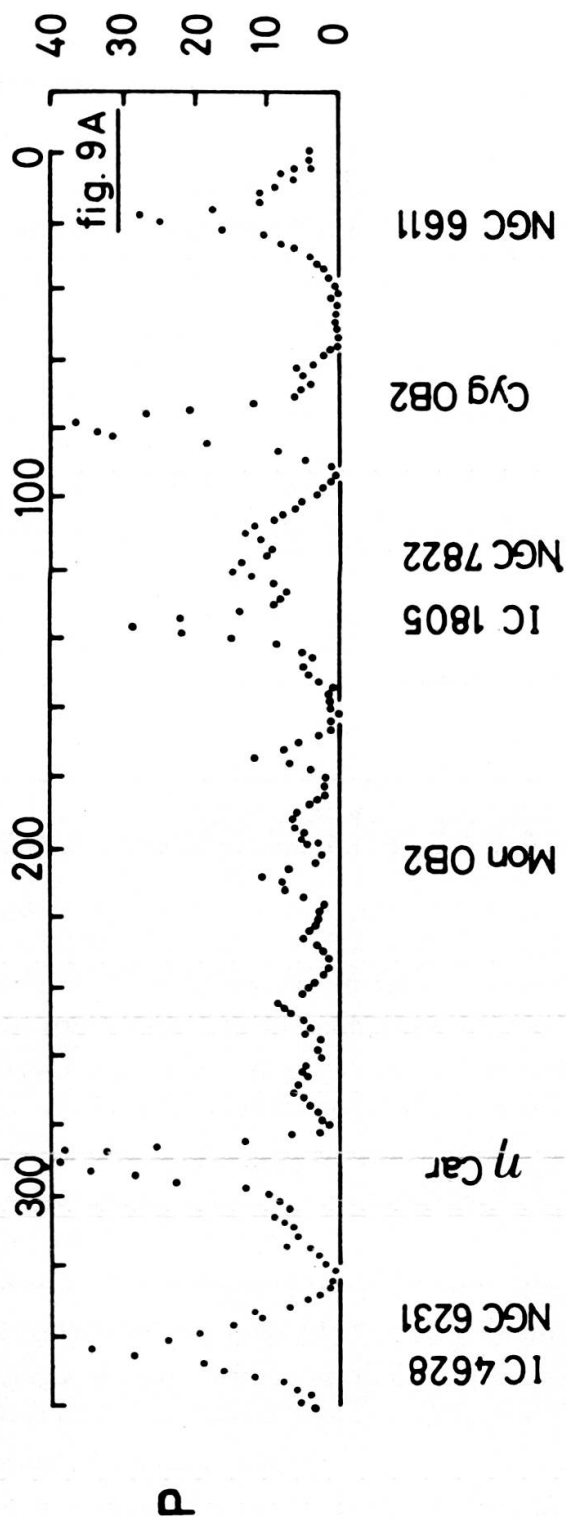


FIG. 9. — Distribution des étoiles O. Le nombre d'étoiles O présentes dans des intervalles de 2° en longitude galactique est très variable (9a). La somme des latitudes galactiques de ces mêmes étoiles et dans les mêmes intervalles montre 2 anomalies importantes dans les régions du Cygne et du Scorpion (9b).

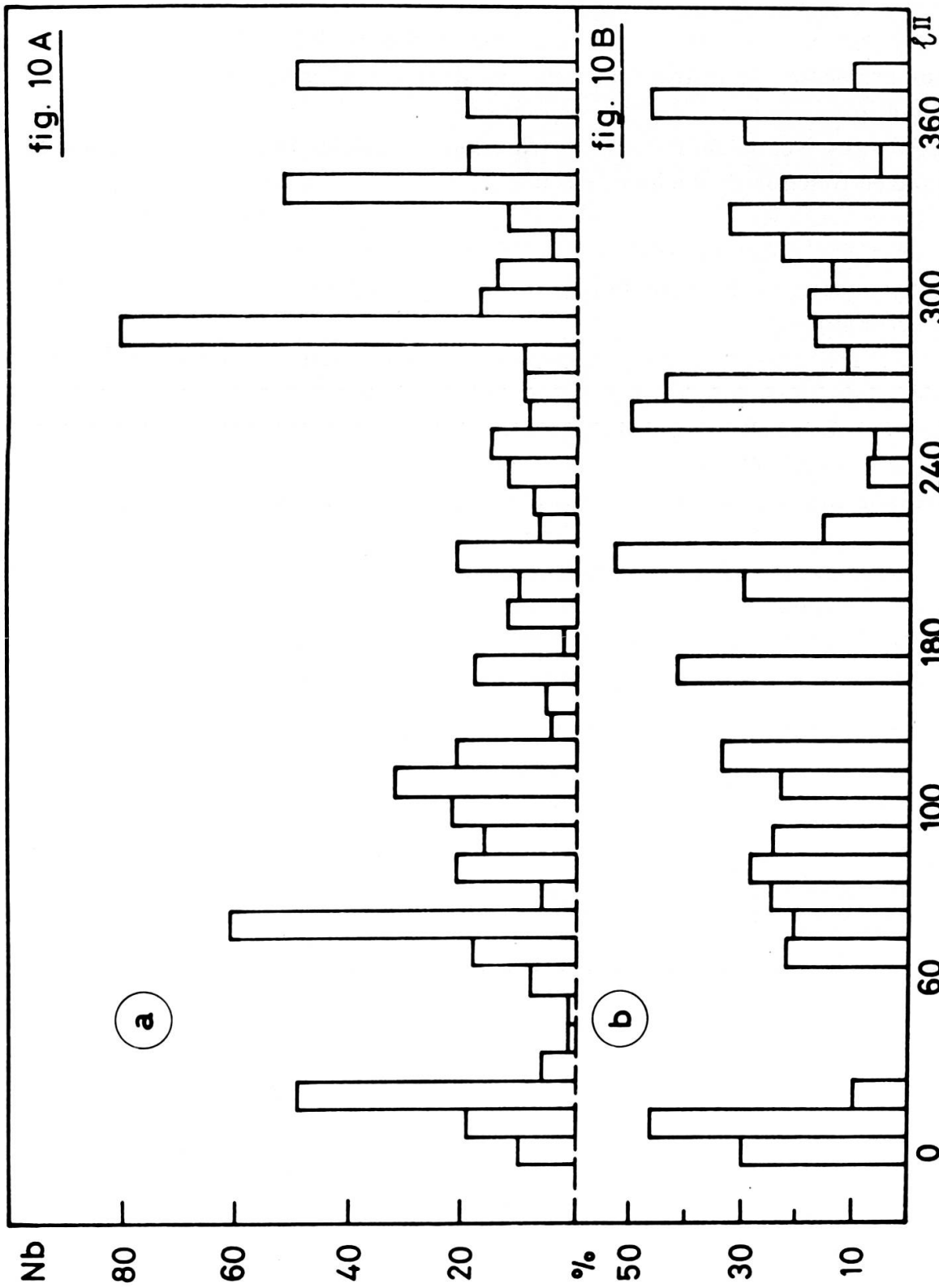


FIG. 10. — Distribution des étoiles multiples. Le nombre (10a) et le pourcentage (10b) des étoiles multiples le long de l'équateur galactique pourraient être un test de l'évolution des groupes d'étoiles O. Mais ce diagramme est fortement biaisé (voir fig. 8).

QUELQUES DONNÉES SUPPLÉMENTAIRES

Nous utilisons les données du catalogue de Goy (1973) dans le but d'étudier quelques problèmes de distribution tels que distribution galactique, fréquence des étoiles multiples, fréquence des types spectraux etc. . .

Les figures 9 et 10 donnent la distribution des étoiles O le long de l'équateur galactique en fonction de quelques paramètres :

Dans la figure 9a, P est le nombre d'étoiles O présentes dans des intervalles de 2° en longitude galactique. On reconnaît clairement la distribution par paquets le long de l'équateur galactique. Pour éviter des fluctuations trop rapides, nous avons filtré les échantillons.

Dans la figure 9b, Σb est la somme des latitudes galactiques (y compris le signe) des étoiles présentes dans les mêmes intervalles que 9a. On reconnaît 2 déviations importantes près de 80° (Cygnus) et de 340° (Scorpius). Elles correspondent à l'écart visible sur la figure 11 (déviations du maximum vers $+b$). Σb est en fait le centre de gravité de chaque intervalle si nous admettons un poids égal pour chaque étoile.

Dans la figure 10a, Nb est le nombre d'étoiles doubles ou multiples présentes dans des intervalles de 10° en longitude galactique. 10b donne le pourcentage d'étoiles doubles ou multiples pour les intervalles de la figure 10a. Malheureusement, ce diagramme est entaché de l'important biais observationnel signalé à propos de la figure 8. Si nous étions en possession de toutes les informations sur la multiplicité,

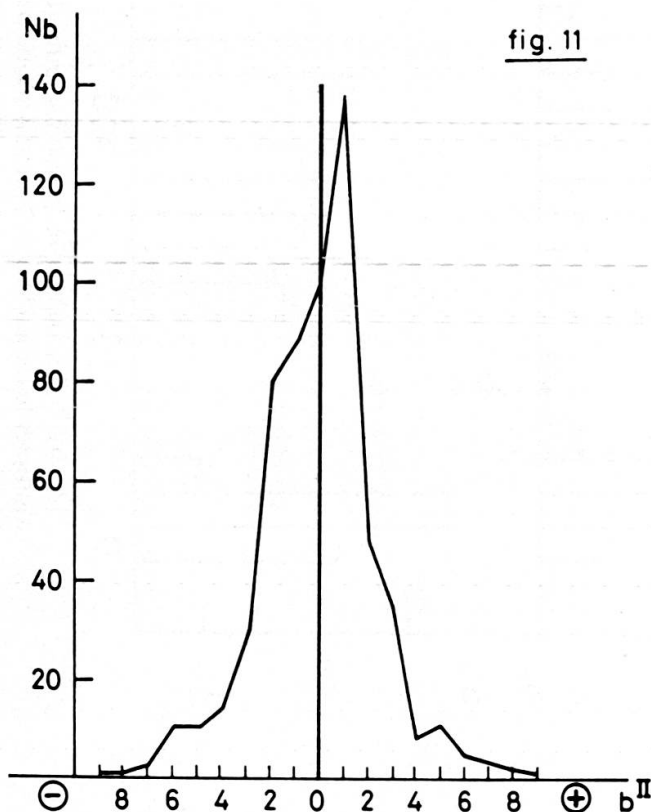


FIG. 11. — Concentration des étoiles O, de part et d'autre du plan galactique. La déviation du maximum est due aux régions du Cygne et du Scorpion (fig. 9).

il serait possible d'établir une corrélation intéressante avec l'état évolutif de chaque groupe d'étoiles O, car ces noyaux sont probablement en expansion rapide. La figure 11 montre le nombre d'étoiles O à chaque degré de latitude galactique. Le maximum déplacé vers $b = +2^\circ$ est dû aux groupes du Cygne et du Scorpion qui sont situés un peu en dehors du plan galactique (voir fig. 9). 262 étoiles ont une latitude galactique négative, soit 44,5%. 327 (55,5%) ont une latitude positive. Dans ce calcul toutes les étoiles en dehors de la bande $\pm 10^\circ$ ont été éliminées.

La figure 12 montre la fréquence des systèmes multiples. En abscisse, nous trouvons les systèmes de 2 ... 3 ... 4 ... 5 ... n étoiles. Le nombre des systèmes doubles ayant 2 composantes presque égales est certainement très fortement sous-estimé.

fig. 12

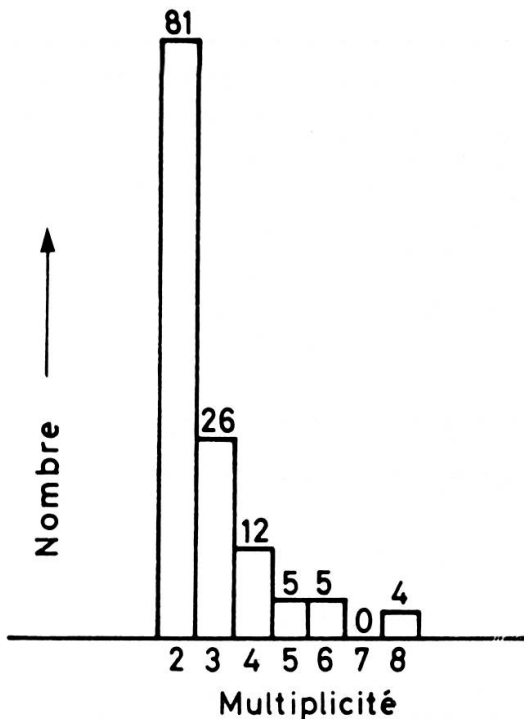


FIG. 12. — Nombre des étoiles d'un système multiple. Les binaires sont les plus fréquentes. En fait, leur nombre est fortement sous-estimé.

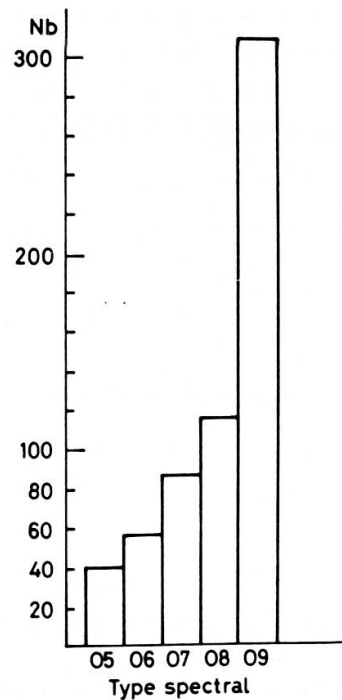


FIG. 13. — Nombre d'étoiles dans chaque type spectral. Ce nombre croît rapidement avec le type spectral.

D'un autre côté, des systèmes multiples ayant une étoile centrale très lumineuse, entourée de quelques compagnons faibles, sont plus aisés à détecter parce que ces dernières sont en fait mieux séparées.

La figure 13 montre la fréquence des types spectraux de O5 à O9.

Théoriquement, le nombre des étoiles de type O9 doit être sous-estimé (sélection observationnelle due à la plus faible luminosité intrinsèque de ces étoiles). Mais d'autre part, les étoiles O5 sont les plus fortement rougies et par suite plus faibles.

Au total, les fréquences relatives effectivement observées ne sont probablement pas trop incorrectes.

La figure 14 donne le pourcentage d'étoiles doubles ou multiples présentes dans chaque type spectral. On remarque une tendance à la diminution avec le type spectral. La sélection observationnelle décrite à la figure 8 ne doit pas jouer un grand rôle si

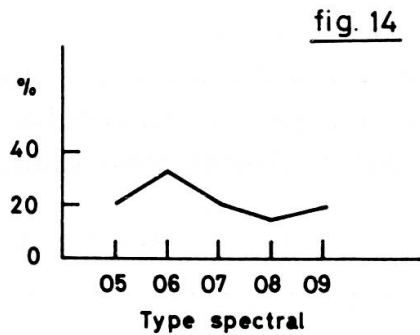


FIG. 14. — Pourcentage de systèmes multiples. Le pourcentage d'étoiles multiples décroît légèrement avec le type spectral. Mais le biais observationnel (fig. 8) pourrait jouer un certain rôle.

l'on admet que la fréquence des systèmes multiples ne change pas avec la distance. Mais d'un autre côté, ce biais pourrait jouer un rôle si les régions les plus rouges (contenant donc les étoiles les plus faibles en apparence) étaient aussi les plus jeunes, donc les plus riches en systèmes multiples.

CONCLUSIONS

Les étoiles naines de type B qui entourent généralement une étoile de type O ont une influence négligeable sur la magnitude apparente de l'étoile principale. En revanche, deux ou plusieurs étoiles O très serrées et de types voisins, changent complètement le module de distance. Un tel système a très peu de chance d'être détecté avec une dispersion faible ou moyenne.

Trois faits observationnels sont bien connus :

1. Les étoiles O les plus précoces sont les plus rouges.
2. L'étoile principale qui est généralement la plus précoce du noyau est toujours multiple. Sa distance est par suite presque systématiquement trop courte. On peut imaginer que ces systèmes sont en voie de fragmentation. Pour les plus proches, il arrive qu'on puisse les séparer visuellement ou spectroscopiquement.
3. Il existe un grand nombre de systèmes multiples qui ont le même type spectral ou un seul type d'écart (1 dixième). La détection spectroscopique d'un tel système est difficile et exceptionnelle.

Le problème de la magnitude apparente vraie d'une étoile O est loin d'être résolu. Dans ces conditions, on doit éviter de faire une simple valeur moyenne lorsqu'on veut calculer la distance d'un groupe. *Les étoiles qui sont les plus éloignées dans*

le groupe fournissent certainement la meilleure moyenne. Les données sur les distributions, basées sur l'ensemble des étoiles O actuellement connues, confirment ces faits bien connus: forte concentration dans le plan galactique et extrême irrégularité dans la distribution spatiale. Il serait souhaitable que le catalogue (Goy 1973) serve à compléter les mesures spectroscopiques et la détection des binaires. Un matériel observationnel complet et homogène permettrait de mettre en évidence la validité d'un certain nombre d'hypothèses qui sont à peine soupçonnées actuellement. Des données photométriques complètes seront bientôt disponibles pour l'ensemble des étoiles O du catalogue (Goy 1973).

