

# EXPERIENTIA

Vol. I - Nr. 5

Pag. 127-166

15. August 1945

## Le problème des étoiles doubles

Par G. TIERCY, Genève

1. — Ce problème est un des plus importants de l'astronomie contemporaine; il relève à la fois de la mécanique céleste et de l'astrophysique. Les solutions qu'on a pu établir constituent d'importantes contributions à la connaissance de l'univers stellaire, et sont à l'origine de plusieurs autres questions discutées par la suite.

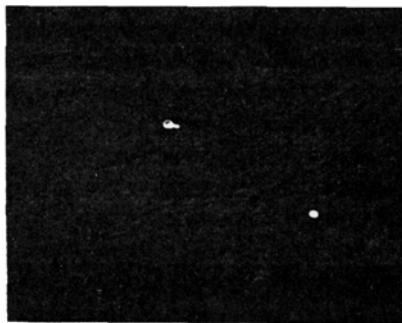


Fig. 1. Deux photographies du système «Krüger 60», prises à cinq années d'intervalle (celle du haut en 1908, celle du bas en 1913), par E. E. BARNARD à l'Observatoire de Yerkes.

De quoi s'agit-il? Le titre de cet article semble l'indiquer clairement; il est cependant nécessaire de préciser. Il est entendu qu'on parle ici de couples d'étoiles, dont les composantes sont si rapprochées l'une de l'autre, qu'elles ne sont pas séparables à l'œil nu, mais seulement à l'aide d'instruments plus ou moins puissants. Mais cette définition ne suffit pas; deux étoiles peuvent en effet paraître extrêmement voisines l'une de l'autre, simplement parce que les lignes de visée qui les joignent respectivement à l'œil de l'observateur forment un angle très petit, alors que la distance qui nous

sépare de l'une est peut-être des milliers de fois plus grande que celle nous séparant de l'autre. Dans ce cas, on dit qu'on a affaire à un *couple optique*. De tels couples sont sans grand intérêt; nous n'en parlerons plus; la suite de cet exposé indiquera suffisamment comment on les dépiste.

Il peut par contre se faire que les deux composantes d'un couple soient deux étoiles tournant l'une autour de l'autre dans un temps plus ou moins long; dans ce cas, la direction et la longueur apparente du rayon qui les joint changent d'une observation à la suivante (fig. 1).

De tels groupes d'étoiles sont appelés *couples physiques*; les deux composantes de chacun d'entre eux sont liées par la loi d'attraction newtonienne. Les premiers objets de ce genre découverts avec des lunettes sont indiqués dans le tableau suivant; ce sont des couples *visuels*.

Etoile	Année de la découverte	Auteur
Mizar ( $\zeta$ Grande Ourse) . . . .	1650	J.-B. RICCIOLI
$\theta$ Orion . . . .	1656	HYUGENS
$\gamma$ Bélier . . . .	1664	HOOKE
$\beta$ Scorpion . . . .	1678	J.-D. CASSINI
$\alpha$ Gémeaux . . . .	1678	J.-D. CASSINI
$\alpha$ Croix . . . .	1685	le P. FONTENAY
$\alpha$ Centaure . . . .	1689	le P. RICHAUD
$\gamma$ Vierge . . . .	1718	BRADLEY ET POUND
$\zeta$ Lyre . . . .	1737	BIANCHINI
$\zeta$ Croix . . . .	1749	LA CONDAMINE
61 Cygne . . . .	1753	BRADLEY

Il peut encore arriver que les deux composantes d'un système binaire soient si rapprochées, qu'étant donnée la distance énorme qui nous sépare d'elles, elles restent indiscernables l'une de l'autre, quelle que soit la puissance de l'instrument utilisé. Nous verrons plus loin comment on découvre qu'il s'agit pourtant d'un couple physique; c'est alors une *binaire spectroscopique* ou un *couple photométrique*.

2. — Mais occupons-nous premièrement des systèmes *binaires visuels*. Nous n'en ferons pas ici l'histoire,

même abrégée; on la trouve dans plusieurs ouvrages d'astronomie<sup>1</sup>.

Nous dirons par contre quelques mots des méthodes à l'aide desquelles on peut déduire les orbites réelles des étoiles doubles, en partant des orbites apparentes révélées par les mesures micrométriques.

Remarquons tout d'abord que la distance angulaire  $\varrho$  séparant les deux composantes d'un couple physique visuel est toujours petite; elle est très souvent au plus de l'ordre de grandeur de la seconde d'arc; il arrive cependant aussi qu'elle dépasse cette valeur, et qu'elle atteigne celle de quelques secondes d'arc, et même, dans quelques cas exceptionnels, une valeur de l'ordre de la minute d'arc. Mais ces valeurs sont encore petites; et, dans tous les cas, les mesures de distance angulaire entre les deux compagnons sont délicates à faire.

Il va sans dire que la mesure de cette distance  $\varrho$  ne suffit pas; il faut encore déterminer son orientation sur le fond du ciel; on définit cette orientation en donnant l'angle de position  $\Theta$  du rayon partant de la plus brillante des deux étoiles et allant à la seconde composante du couple; la mesure de cet angle  $\Theta$ , qui peut prendre toutes les valeurs de  $0^\circ$  à  $360^\circ$ , et qui est compté à partir de la ligne joignant l'étoile principale au pôle céleste, est aussi délicate à faire que celle de la distance  $\varrho$ .

Quoiqu'il en soit de ces difficultés dans l'exécution du travail, supposons que de nombreuses mesures aient été accumulées, au cours des années, relativement à un couple physique visuel quelconque; il faut à cela beaucoup de patience; et ce n'est en général qu'au bout de quelques dizaines d'années qu'on peut songer à établir la forme et les dimensions de l'orbite tracée par l'étoile satellite autour de l'astre principal. Le problème consiste à utiliser dans cette intention la foule de renseignements apportés par tous les observateurs qui se sont intéressés à ce couple.

De nombreuses méthodes ont été proposées, depuis l'époque du célèbre mémoire publié par W. HERSCHEL en 1803. Mais remarquons ici que les données de l'observation ne peuvent pas être utilisées immédiatement et sans précaution; elles ne sont pas toujours exactes, surtout celles fournies par les observations anciennes; les nombres donnés par les mesures faites à différentes époques ne sont pas toujours suffisamment concordants; ces mesures, nous l'avons dit plus haut, sont délicates à faire; et leurs résultats sont parfois grevés d'erreurs inévitables et importantes; il faut tenir compte aussi des différences provenant des observateurs.

Le premier souci du calculateur, qui se propose de déterminer la forme de l'orbite du compagnon autour

de l'étoile principale, est alors de débarrasser autant que possible les données de ces causes de discordance. Il s'agit de «régulariser» l'ensemble des valeurs dont on dispose, soit pour la distance angulaire  $\varrho$ , soit pour l'angle de position  $\Theta$ . Cette première opération se fait graphiquement, de la manière suivante (fig. 2).

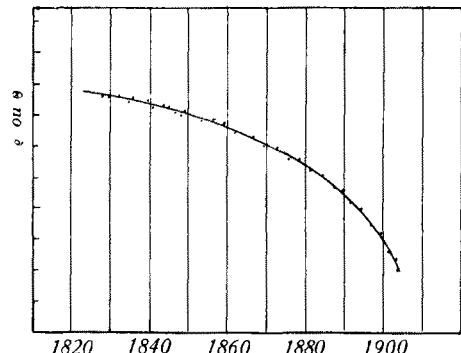


Fig. 2. Type de courbe «régularisant» l'ensemble des valeurs d'une coordonnée d'observation.

On prend comme abscisses les dates respectives des observations, et comme ordonnées les valeurs fournies par les mesures. On obtient ainsi une série de points représentatifs. Si les observations étaient rigoureusement exactes, ces points seraient disposés le long d'une courbe régulière, représentant la loi de variation, soit de  $\varrho$ , soit de  $\Theta$ , loi commandée par celles du mouvement elliptique du compagnon.

En réalité, la ligne qui joint les points marqués est irrégulière et polygonale. On la remplace alors par une ligne régulière, tracée au jugé et le mieux possible, de façon que les points initiaux soient répartis convenablement de part et d'autre de cette ligne et qu'ils en soient à la moindre distance. Cette courbe régulière représente la loi de variation de l'élément considéré,  $\varrho$  ou  $\Theta$ , en fonction du temps. Il sera possible de l'utiliser pour faire des interpolations. Ce sont ces données transformées, «régularisées», qui sont ensuite employées pour déterminer l'orbite du compagnon autour de l'étoile principale.

La première solution de ce problème de détermination d'orbite date de 1825; elle est due à F. SAVARY<sup>1</sup>, et concerne l'orbite de la binaire  $\zeta$  *Grande Ourse*; elle est restée célèbre, parce que l'auteur y montra pour la première fois que la gravitation newtonienne s'applique à ces systèmes binaires aussi bien qu'au système solaire. Ce n'était pas une démonstration, c'est entendu; celle-ci n'est venue que plus tard, à la fin du siècle, avec les mathématiciens JOSEPH BERTRAND, G. DARBOUX et HALPHEN; mais le calcul de SAVARY marque cependant une date importante dans l'histoire des binaires visuelles.

A la méthode de SAVARY vint s'ajouter, en 1832, la méthode d'ENCKE; puis, en 1833, celle proposée par

<sup>1</sup> *Connaissance des Temps* pour (1830).

<sup>1</sup> *Handbuch der Astrophysik*, Band VI (1928); chap. IV: Double and multiple Stars, by F. C. HENROTEAU, Ottawa; Ch. ANDRÉ, Traité d'astronomie stellaire, vol. II; Paris (1900); G. ARMELLINI, Astronomia siderale, vol. II; Bologna (1931); T. J. J. SEE, Researches on the evolution of the stellar systems, Lynn (1896).

**JOHN HERSCHEL.** Cette dernière méthode, plus commode et plus féconde que ses deux devancières, consiste essentiellement à déterminer tout d'abord, au moyen des valeurs de  $\rho$  et  $\Theta$  régularisées, l'orbite *apparente* de l'étoile compagnon, c'est-à-dire la projection de l'orbite vraie sur le plan normal à la ligne de visée (plan tangent à la sphère céleste); la seconde partie du calcul fait connaître *l'orbite vraie*.

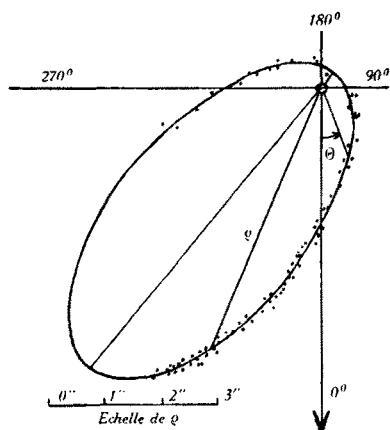


Fig. 3. Orbite apparente du compagnon de  $\gamma$  *Vierge*.

Ce dispositif général de calcul a été par la suite adopté par tous les astronomes qui se sont attachés à cette question des binaires visuelles. Il est sorti de ces études toute une série de méthodes, comme celle de KOWALSKY<sup>1</sup> (1873), celle de ZWIERS<sup>2</sup> (1896), celle de HELLERICH<sup>3</sup> (1925), ou celle de HENROTEAU-STEWART<sup>4</sup> (1925). À titre d'exemple, nous donnons ci-joint (fig. 3) l'orbite apparente de l'étoile double  $\gamma$  *Vierge*, dont l'excentricité, égale à 0,8974, est la plus forte de celles de tous les groupes binaires actuellement connus.

Les points ont été marqués en portant les valeurs de  $\rho$  en rayon vecteur, et celles de  $\Theta$  en angle polaire.

Là encore, si les données  $\rho$  et  $\Theta$  tirées des graphiques régularisateurs, dont il a été question plus haut, étaient rigoureusement exactes, les points marqués sur la figure 3 seraient disposés sur une courbe régulière; ce n'est pas le cas; la ligne qui joint ces points, dont chacun est censé représenter la position du compagnon à une date déterminée, est une ligne irrégulière et ondulée, alors qu'elle devrait être une ellipse. La disposition des points montre que l'ellipse cherchée sera dessinée au mieux de l'estimation, en passant au milieu du ruban rempli par les points représentatifs, et telle qu'elle soit à la moindre distance de chacun de ces points. C'est, en somme, à une seconde régularisation que l'on procède ainsi.

Le tracé de cette ellipse apparente doit être fait avec beaucoup de soin; car il constitue la base de tout le calcul qui suit.

<sup>1</sup> KOWALSKY, *Procès-verbaux de l'Université impériale de Kasan* (1873).

<sup>2</sup> ZWIERS, *Astronomische Nachrichten*, Nr. 3336 (1896).

<sup>3</sup> HELLERICH, *Astronomische Nachrichten*, Nr. 5348 (1925).

<sup>4</sup> HENROTEAU-STEWART, *Popular Astronomy* (1925).

Il faut alors déterminer les éléments de cette ellipse: demi-grand axe, orientation du grand axe, excentricité, vitesse angulaire apparente maximum et minimum du compagnon. Pour cela on peut procéder graphiquement, comme le faisait JOHN HERSCHEL, ou analytiquement, suivant un dispositif de calcul proposé par GLASENAPP<sup>1</sup> et appliqué par T. J. J. SEE<sup>2</sup> en 1892 pour obtenir les éléments de l'ellipse du compagnon de l'étoile  $\gamma$  *Vierge*. Il y a plusieurs manières de faire ce calcul<sup>3</sup>.

Ajoutons que cette orbite apparente est caractérisée par deux faits essentiels, que l'observation établit sans difficulté:

1° Le mouvement du compagnon sur cette orbite autour de l'étoile principale obéit à la loi des aires;

2° L'étoile principale occupe, à l'intérieur de cette ellipse, une position quelconque distincte du centre.

Ces deux remarques sont fondamentales pour la suite; elles sont d'autre part intervenues dans la démonstration de DARBOUX et HALPHEN, dont il a été question plus haut.

L'orbite apparente une fois déterminée, il s'agit d'aborder la seconde partie du calcul, qui conduit à la connaissance de l'orbite réelle de l'étoile satellite autour de la principale.

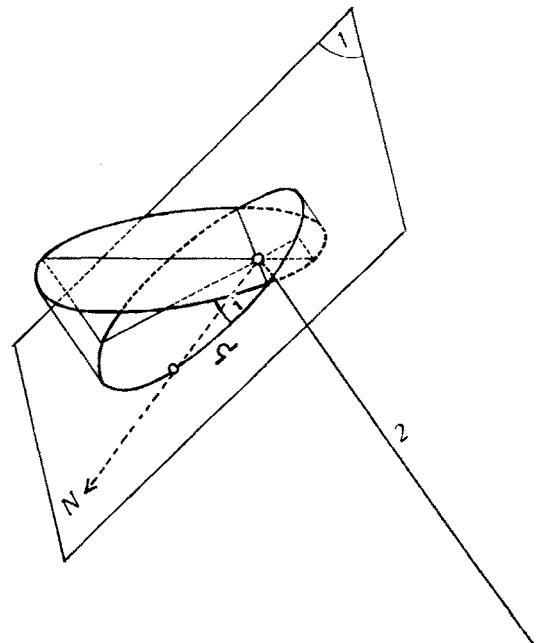


Fig. 4. 1, plan normal à la ligne de visée; 2, ligne de visée; N, direction du nord;  $\Omega$ , angle de position du noeud de l'orbite réelle;  $i$ , angle d'inclinaison du plan de l'orbite.

La première de ces deux orbites est la projection de la seconde sur un plan normal à la ligne de visée (fig. 4). Les points de la première sont les projections sur ce plan (plan tangent à la sphère céleste) des po-

<sup>1</sup> S. GLASENAPP, *Monthly Notices of the R.A.S.*, vol. 49.

<sup>2</sup> T. J. J. SEE, loc. cit.

<sup>3</sup> Voir AITKEN, *The binary Stars*, New York (1918).

sitions réelles dans l'espace de l'étoile satellite par rapport à la principale.

Le but à atteindre est de déduire ces positions vraies du compagnon aux instants correspondants, et de trouver la forme et les dimensions de l'orbite réelle parcourue par ce dernier. Cette orbite réelle est tracée dans un plan oblique par rapport au plan normal à la ligne de visée.

La situation de ce plan du mouvement réel, l'orientation, la forme et les dimensions de la courbe, les positions successives du mobile sur cette orbite aux dates voulues, sont déterminées par un certain nombre d'éléments, géométriques ou dynamiques, dont il s'agit de calculer les valeurs numériques dans chaque cas particulier de binaire visuelle.

Les éléments géométriques nécessaires sont:

l'inclinaison  $i$  du plan de l'orbite cherchée sur le plan de l'orbite apparente; la longitude  $\Omega$  du nœud, c'est-à-dire l'angle de position, compté à partir de la direction nord, de la ligne d'intersection du plan de l'orbite réelle avec le plan tangent à la sphère; l'excentricité  $e$  de l'ellipse; l'angle  $\omega$  que fait, dans le plan de l'orbite, la ligne du périastre avec celle des nœuds, angle compté de  $0^\circ$  à  $360^\circ$  du nœud vers le périastre dans le même sens que les anomalies.

Les éléments dynamiques sont: l'époque  $t_0$  du passage du compagnon au périastre, temps compté en années; la durée  $P$  de la révolution du compagnon, ainsi que le sens du mouvement (sens dans lequel augmentent les angles de position).

On a proposé plusieurs méthodes pour déterminer ces éléments; les unes sont analytiques, les autres procèdent graphiquement. Les plus employées aujourd'hui par les astronomes sont probablement celles de KOWALSKY, de ZWIERS et de HELLERICH, déjà citées.

C'est ainsi que l'on a pu déterminer les caractéristiques d'un certain nombre de couples stellaires visuels.

Les orbites *bien connues* ne sont cependant pas très nombreuses (environ 140), quoique les catalogues et listes d'étoiles doubles visuelles signalent plus de treize mille groupes de cette catégorie<sup>1</sup>. La chose s'explique aisément: une bonne détermination d'orbite demande l'observation des positions successives du compagnon sur la moitié au moins de sa trajectoire relative; or les durées de révolution sont en général assez longues; on n'en connaît guère que deux ou trois inférieures à dix ans, et une quarantaine inférieures à cinquante ans; les autres périodes, dont le calcul a pu être fait, dépassent souvent cent ou deux cents ans, et plusieurs sont supérieures à quatre cents ans.

Ajoutons que, si l'on connaît la parallaxe d'une binaire, c'est-à-dire sa distance au Soleil, il est possible de calculer les dimensions des orbites en kilomètres.

<sup>1</sup> JOHN HERSCHEL, A Catalogue of 10300 multiple and double Stars; *Memoirs of the Royal Astronomical Society* (1874). — BURNHAM, A general Catalogue of double Stars, published by the Carnegie Institution of Washington (1906); etc.

Comme on le constate par ces quelques indications générales, il y a encore beaucoup à faire dans ce domaine des binaires visuelles.

Mais il va sans dire que le tracé de l'orbite du satellite n'est pas le seul problème qui se soit posé à propos des groupes physiques visuels.

On s'est occupé des éclats relatifs des deux composantes; et l'on a pu établir que les couples où les composantes ont des magnitudes peu différentes sont aussi ceux où les composantes sont le plus proches l'une de l'autre (distance angulaire  $q$ ).

D'autre part, la loi de NEWTON, dont nous avons dit qu'elle s'applique aussi bien aux systèmes stellaires qu'au système solaire, conduit au calcul des *masses* des composantes; on montre aisément que la masse totale d'un système binaire est égale au quotient du cube de la longueur ( $a$ ) de son demi-grand axe d'orbite exprimé en unités astronomiques par le carré de la durée de révolution exprimée en années sidérales:

$$M + M' = \frac{a^3}{P^2}.$$

Et si les observations, méridiennes ou autres, permettent de déterminer les mouvements absous des composantes autour du centre de gravité du système, c'est-à-dire des mouvements effectués sur deux ellipses semblables, dont les dimensions sont inversément proportionnelles aux masses des deux étoiles, on connaîtra le rapport des deux masses:

$$\frac{M'}{M} = n.$$

Ces deux égalités permettent de calculer les masses individuelles  $M$  et  $M'$ .

Dans le dernier quart du XIX<sup>e</sup> siècle, on a eu l'idée d'utiliser les mesures de *vitesse radiale orbitale* du compagnon (formule de DOPPLER-FIZEAU) pour calculer ensuite les dimensions linéaires réelles de l'orbite de celui-ci<sup>1</sup>, ainsi que la parallaxe du couple et sa distance au système solaire. Cette méthode spectrographique a été appliquée pour la première fois de 1896 à 1898 par A. BELOPOLSKY à l'Observatoire de Poulkovo<sup>2</sup>, à deux systèmes binaires à très longue période, ceux de  $\gamma$  Vierge et de  $\gamma$  Lion.

En outre, la combinaison des mesures photométriques et des mesures spectroscopiques peut, dans certains cas tout au moins, faire connaître la valeur des *diamètres* des deux composantes. C'est le cas, par exemple, de l'étoile double *Algol*, dont nous parlerons plus loin. Connaissant alors le diamètre et la masse de chacune des composantes d'un couple, on en déduira les *densités* moyennes de celles-ci.

Toutes les recherches et tous les calculs que nous venons d'évoquer semblent autoriser la conclusion suivante:

<sup>1</sup> C. NIVEN, *Monthly Notices of R.A.S.* (1874); C. PICKERING, *Proceedings of the American Academy of Arts and Science* (1880); T. SEE, *Astronomische Nachrichten*, Nr. 3314 (1896).

<sup>2</sup> *Astronomische Nachrichten*, Nr. 3510 (1898).

Les étoiles qui composent les systèmes doubles visuels ne diffèrent pas beaucoup, ni du Soleil ni des étoiles simples, par leur dimensions et leurs masses.

3. — Considérons ici un cas particulier du problème des binaires visuelles, signalé dès le milieu du siècle dernier, et qu'on a désigné sous le nom d'*Astronomie de l'Invisible*.

Imaginons que dans un système binaire, l'une des composantes soit obscure; ou, plus exactement, qu'elle soit si faible d'éclat comparativement à l'autre étoile, que l'observateur n'aperçoive que cette dernière. Dans ce cas, le couple apparaît à l'observateur comme une étoile optiquement simple. Pourtant, l'étude attentive de la position de cette étoile en apparence simple va révéler qu'il s'agit en réalité d'un système binaire.

En effet, qu'arrive-t-il? Le centre de gravité du système a un mouvement propre invariable, c'est-à-dire qu'il se déplace d'un mouvement uniforme sur le grand cercle de la sphère céleste contenant la direction de sa vitesse dans l'espace. Mais chacune des composantes de ce système aura, au contraire, un mouvement propre accéléré, puisqu'il sera la résultante du mouvement uniforme du centre de gravité du système et du mouvement orbital de la composante autour de ce centre; or ces mouvements orbitaux sont elliptiques. Si donc l'une des composantes est obscure, le mouvement propre de l'étoile brillante apparemment simple ne sera pas uniforme. Le caractère d'étoile double sera donc révélé par l'étude du mouvement propre de la composante visible.

C'est ainsi que l'illustre astronome BESSEL, après une étude longue et minutieuse du mouvement propre de *Sirius* et de *Procyon*, conclut en 1844 à la duplicité de ces deux belles étoiles; pour chacune d'elles il annonça l'existence d'un compagnon obscur et donna aussi l'indication approchée de la position de celui-ci. Ce fut là, à n'en pas douter, l'un des plus beaux travaux de BESSEL<sup>1</sup>. Il a donné naissance à l'Astronomie de l'Invisible.

Cette conclusion de BESSEL rencontra tout d'abord des objections; elles provoqua une longue discussion, jusqu'au moment où, le 31 janvier 1862, les frères CLARK, opticiens à Boston, essayant l'objectif de 0<sup>m</sup>.46 qu'ils venaient de tailler pour l'Université du Mississippi, découvrirent dans le voisinage immédiat de *Sirius*, un compagnon très faible de 10<sup>e</sup> magnitude environ; et la position qu'occupait alors ce compagnon «presque obscur» était à peu près celle prévue par les calculs, voisine de l'apoastre.

On put alors terminer l'étude de la binaire visuelle *Sirius*, calculant la masse des composantes<sup>2</sup> (*Sirius* 2,20; le compagnon 1,04) ainsi que les dimensions de l'orbite relative à ce dernier.

<sup>1</sup> BESSEL, Über Veränderlichkeit der eigenen Bewegung der Fixsterne, *Astronomische Nachrichten* (1844).

<sup>2</sup> En prenant la masse de Soleil comme unité.

Il en fut de même de l'étoile *Procyon*; la conclusion de BESSEL fut d'abord critiquée; et la discussion prit fin avec la découverte par J. SCHAEBERLE, le 14 novembre 1896 à l'Observatoire de Lick, d'un très faible compagnon de 13<sup>e</sup> magnitude, dans une position assez voisine de celle indiquée par les calculs. Depuis cette date, ce compagnon a été observé à plusieurs reprises. On a pu calculer aussi les éléments de son orbite, ainsi que les masses des deux étoiles (*Procyon* 5,1; le compagnon 1).

Des conclusions analogues ont été données par la suite pour d'autres étoiles; c'est le cas de la composante C du système ternaire  $\zeta$  *Ecrevisse*, du système de  $\rho$  *Ophiuchus*, de  $\zeta$  *Grande Ourse*, de  $\zeta$  et  $\mu$  *Hercule*, d'autres encore.

On n'a cependant pas eu le bonheur, jusqu'ici, d'apercevoir les compagnons de ces derniers systèmes, comme ce fut le cas pour *Sirius* et *Procyon*. Par contre, des mesures spectrographiques pourraient apporter la preuve définitive de l'existence de ces compagnons obscurs.

Il est d'ailleurs bien évident que cette Astronomie de l'Invisible pose de graves questions de l'ordre de la physique.

Il est par contre un point acquis: c'est que le nombre des étoiles doubles paraît devoir être plus grand qu'on ne l'imaginait tout d'abord. On va bien le voir en abordant la question des *binaires spectroscopiques et photométriques*, question à l'ordre du jour depuis 1890.

4. — Qu'on imagine un couple physique très serré, si serré qu'il soit impossible de séparer visuellement les deux composantes, quelle que soit la puissance de l'instrument d'observation.

Comment les choses vont-elles se passer?

Si aucune indication autre que les mesures micro-métriques de position ne peut être envisagée, l'observa-

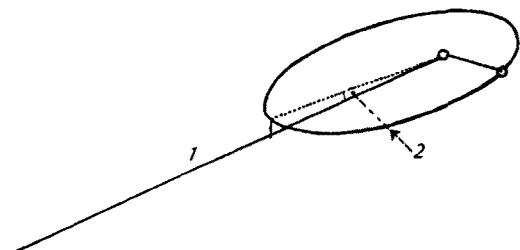


Fig. 5. 1, ligne de visée; 2, angle de celle-ci avec le plan de l'orbite.

teur n'apprendra rien, et il continuera à considérer cette étoile comme une étoile simple; tel sera par exemple le cas, si le plan des orbites des composantes est normal à la ligne de visée.

Considérons par contre le cas où la ligne de visée est contenue dans le plan orbital, ou tout au moins ne fait qu'un angle modeste avec ce plan (fig. 5). Il est alors possible d'obtenir de nouveaux renseignements expérimentaux, soit spectrographiques soit photométriques.

Occupons-nous tout d'abord des observations *spectrographiques*. Des renseignements de cet ordre ont été donnés pour la première fois par C. PICKERING en 1890<sup>1</sup>. En bref, les spectres de ces étoiles montrent d'une façon évidente, un doublement périodique des raies (fig. 6). Il est facile de comprendre que ce phénomène dévoile la présence d'un système double, trop

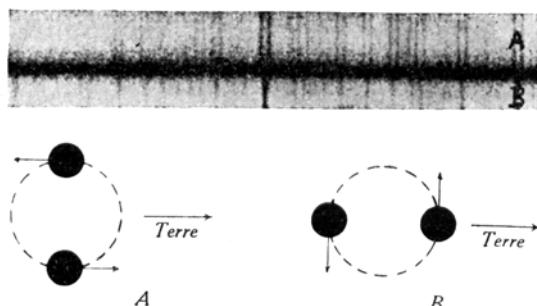


Fig. 6. Deux spectres de l'étoile double *Mizar*, correspondant aux situations *A* et *B*. Photographies prises à l'Observatoire du mont Wilson.

serré pour pouvoir être séparé par les procédés ordinaires d'observation, mais dont la nature est trahie par la loi spectrale de DOPPLER-FIZEAU. Voici en effet ce qui arrive:

Lorsque les étoiles se trouvent en conjonction (cas *B* de la fig. 6), toutes deux se meuvent normalement à la ligne de visée; à ce moment, leurs spectres respectifs se superposent; et l'observateur a l'impression d'examiner le spectre d'une étoile simple.

Mais après un quart de révolution (cas *A* de la fig. 6), lorsque les étoiles sont à leur plus grande élongation, l'une d'elles s'approche de l'observateur, tandis que l'autre s'en éloigne; en vertu de la loi de DOPPLER-FIZEAU, les lignes du spectre de la première étoile sont déplacées légèrement en direction de l'extrême rouge du spectre; alors que les raies spectrales de la seconde composante sont décalées vers l'extrême violette de celui-ci.

Après un nouveau quart de révolution, le spectre redevient simple; et au troisième quart de tour, les raies sont de nouveau doubles; mais alors, l'étoile qui s'éloignait de l'observateur à la position du premier quart de tour s'en rapproche maintenant; le contraire pour la seconde étoile; les raies qui étaient décalées vers l'extrême rouge lors de la première position d'élongation maximum sont maintenant décalées vers l'extrême violette du spectre et vice versa. Les raies des deux spectres se comportent donc comme les dents de deux peignes que l'on ferait glisser un peu l'un derrière l'autre, alternativement dans un sens et dans l'autre.

Telles sont les apparences qu'ont présentées à PICKERING les spectres des étoiles  $\zeta$  *Grande Ourse* et  $\beta$  *Cocher*, la période du phénomène étant de 52 jours

pour la première de ces étoiles et de 4 jours pour la seconde.

Depuis lors, les astronomes ont fait de nombreuses recherches dans ce nouveau domaine; et l'on a dressé des listes d'étoiles doubles spectroscopiques. Les plus connus de ces catalogues sont ceux de CAMPBELL<sup>1</sup> et de MOORE<sup>2</sup>.

Il va sans dire que l'on a cherché à déterminer, pour les couples de cette nouvelle classe, l'orbite du compagnon autour de l'étoile principale, comme on l'a fait pour un certain nombre d'étoiles doubles visuelles. On y est arrivé, au moins partiellement, dans de nombreux cas; et le catalogue de MOORE contient les éléments orbitaux de plus d'un millier de binaires spectroscopiques. Ces dernières présentent des périodes très différentes les unes des autres; et cette durée de la période est un caractère dont on peut se servir en même temps que des caractères spectraux des composantes, pour classer les étoiles de cette famille. On peut distinguer les catégories suivantes:

1° Les binaires à composantes naines, dont les types spectraux appartiennent aux dernières classes de la suite principale de la classification des spectres<sup>3</sup> (de *G* à *M*), et dont la période, généralement longue, peut atteindre plusieurs mois et même plusieurs années. Cependant, quelques couples de cette catégorie présentent des périodes plus courtes; on en trouve d'une vingtaine de jours; l'une s'abaisse même à quatre jours et quart.

2° Les couples à composantes naines, dont les types spectraux appartiennent aux premières classes de l'échelle spectrale (de *O* à *F*), et qu'on peut répartir en deux groupes: ceux à longue période et ceux à courte période. Les courtes périodes sont celles de quelques jours ou d'une fraction de jour.

Le calcul conduisant à la connaissance des éléments de l'orbite du compagnon utilise les données fournies par l'analyse des spectres, notamment la période *P* exprimée en jours moyens et les courbes de variation de la vitesse radiale. Il est parfois possible de joindre à ces données spectrographiques des renseignements photométriques.

Comme pour les binaires visuelles, on a proposé toute une série de méthodes pour déduire de ces données expérimentales les éléments des orbites des composantes; les plus employées sont celles de LEHMANN-FILHÈS<sup>4</sup>, de RUSSELL<sup>5</sup>, de HENROTEAU<sup>6</sup>, de SCHLESINGER<sup>7</sup>. Bornons-nous à signaler que les éléments les plus difficiles à déterminer sont l'inclinaison du plan

<sup>1</sup> *Lick Bulletin* 6 (1910).

<sup>2</sup> *Lick Bulletin* 11 (1924).

<sup>3</sup> La suite principale de la classification des spectres stellaires comprend les classes désignées par les lettres *O*, *B*, *A*, *F*, *G*, *K*, *M*; les premières classes comprennent des étoiles très chaudes.

<sup>4</sup> *Astronomische Nachrichten*, Nr. 3242 (1895).

<sup>5</sup> *Astrophysical Journal* (1902 et 1914).

<sup>6</sup> *Publ. of the Astronomical Society of the Pacific* (1917).

<sup>7</sup> *Publ. of the Allegheny Observatory* (1910).

<sup>1</sup> C. PICKERING, A new class of binary stars. *Monthly Notices of the R.A.S.* (1890).

orbital sur la ligne de visée, les dimensions des orbites et les masses des composantes.

Il convient de mettre ici en évidence un cas qui se présente souvent; celui où la luminosité de l'une des composantes est beaucoup plus faible que celle de l'autre. Il arrive alors que les spectrophotographies ne montrent que les raies spectrales de la plus brillante des deux étoiles, l'intensité du flux lumineux venant de la seconde étant trop faible pour impressionner la plaque. L'étoile faible se comporte comme un compagnon obscur. Dans ce cas, les raies du spectre ne se dédoublent jamais; mais l'analyse des photographies montre que les raies dues à l'étoile principale sont alternativement décalées vers l'extrême rouge et vers l'extrême violette du spectre; la loi de DOPPLER-FIZEAU permet alors de trouver la courbe des vitesses radiales de l'étoile principale. Le calcul fournit ensuite une partie des éléments de l'orbite de celle-ci; mais il va sans dire qu'on ne sait pas grand'chose du compagnon obscur.

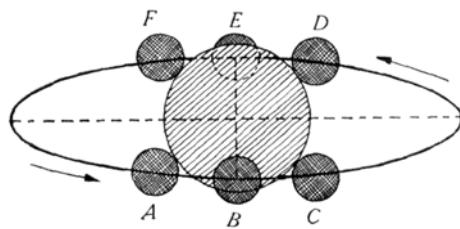


Fig. 7. Système à éclipses partielles.

Il faut remarquer que le cas d'une binaire spectroscopique à compagnon obscur ne se présente pas de la même manière que le cas correspondant d'une binaire visuelle; pour une binaire visuelle, on observe et on mesure les changements de position de l'étoile principale visible; pour une binaire spectroscopique on enregistre les décalages des raies spectrales de la composante brillante. Les conditions sont donc différentes; les calculs ne sont pas comparables. Il est cependant permis de considérer une binaire spectroscopique à compagnon obscur comme rattachée à ce qu'on a appelé l'*Astronomie de l'Invisible*.

Nous rencontrerons encore quelque chose d'analogique dans l'étude des *étoiles doubles photométriques*, dont nous allons maintenant nous occuper. On les appelle aussi *binaires à éclipses*; elles constituent un groupe particulier parmi les binaires spectroscopiques; les composantes sont inséparables l'une de l'autre visuellement; mais l'éclipse partielle ou totale de l'une des composantes par l'autre entraîne des variations apparentes de l'éclat du couple; et c'est par des mesures d'éclat qu'on a découvert l'existence de cette catégorie de couples physiques; d'où le nom de binaires photométriques. Les plus connues de ces étoiles doubles sont *Algol* ( $\beta$  Persée),  $\sqcup$  Céphée et  $\beta$  Lyre; elles caractérisent trois types que nous allons rapidement présenter:

a) Les binaires du type d'*Algol* sont des étoiles à *éclipses partielles*. La ligne de visée fait, avec le plan orbital, un angle assez petit pour qu'à chaque révolution l'une des étoiles éclipse partiellement l'autre, comme l'indique la figure 7.

Le résultat est une variation lumineuse dite *discontinue*; et la *courbe de lumière* traduisant cette variation présente l'allure indiquée par la figure 7<sup>bis</sup>.

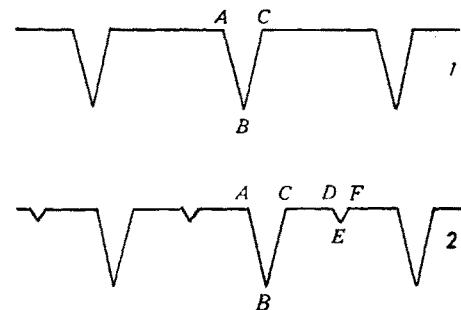


Fig. 7bis. Courbe de lumière d'un système à éclipses partielles; 1, cas d'un compagnon obscur; 2, cas d'un compagnon lumineux. Les lettres A, B, C, D, E, F correspondent aux positions de même désignation sur la figure 7.

Les périodes connues varient d'une fraction de jour à un nombre de jours qui, en général, ne dépassent pas 20.

b) Les binaires du type de  $\sqcup$  Céphée sont des étoiles à *éclipses totales ou annulaires*. L'angle fait par la ligne de visée avec le plan orbital est très petit; de sorte qu'à chaque révolution, la composante ayant le plus petit diamètre est complètement éclipsée par la composante la plus grande (fig. 8). La courbe de lumière, tradui-

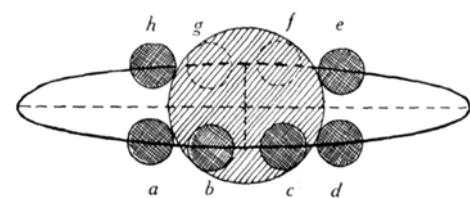


Fig. 8. Système à éclipses annulaires et totales.

sant une variation lumineuse «discontinue» encore, est du type indiqué par la figure 8<sup>bis</sup>.

c) Les binaires du type de  $\beta$  Lyre sont dites à *variation continue*.

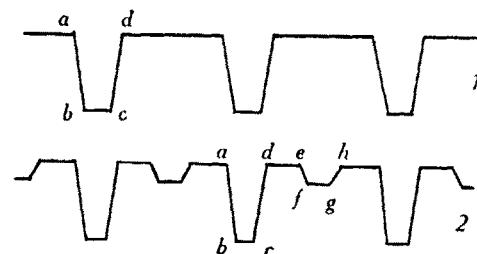


Fig. 8bis. Courbe de lumière d'un système à éclipses annulaires et totales; 1, cas d'un compagnon obscur; 2, cas d'un compagnon lumineux. Les lettres a, b, c, d, e, f, g, h correspondent aux positions de même désignation sur la figure 8.

Leur courbe de lumière a l'allure indiquée par la figure 9.

La première démonstration qu'une telle courbe indique un système binaire a été donnée en 1891 par E. PICKERING<sup>1</sup> sur  $\beta$  Lyre, au moyen de la méthode spectrographique; le déplacement oscillatoire des lignes brillantes du spectre de  $\beta$  Lyre ayant exactement la même période que la variation lumineuse.

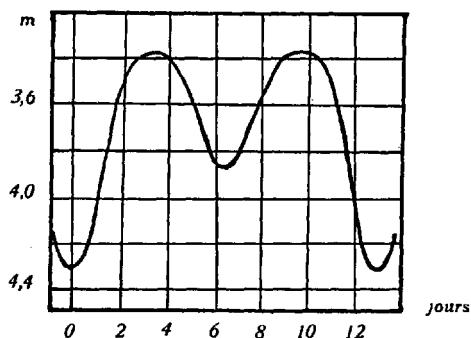


Fig. 9. Courbe de lumière du système de  $\beta$  Lyre.

L'ensemble des observations met hors de doute qu'il se produit ici des éclipses partielles ou totales quand les deux astres se trouvent sur la direction de la ligne de visée.

Les périodes sont parfois d'une fraction de jour (0j,24 pour *R W Chevelure de Bérénice*) et peuvent monter jusqu'à plusieurs jours (13 j dans le cas de  $\beta$  Lyre; en général moins de 20).

Les deux composantes sont alors de grandes dimensions comparativement au diamètre de l'orbite relative, comme il est montré dans la figure 9<sup>bis</sup>.

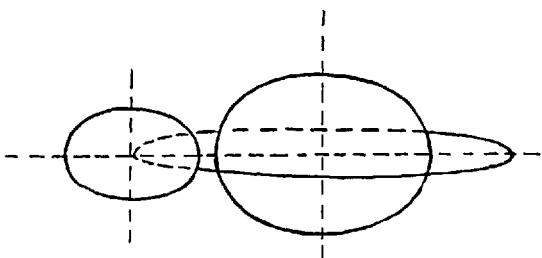


Fig. 9bis. Système du type de  $\beta$  Lyre.

Il peut arriver, comme pour *W Grande Ourse*, que les deux composantes soient de dimensions égales et de même magnitude; dans ce cas, les maximums primaires et secondaires de la courbe de lumière sont équivalents entre eux, et cette courbe devient très régulière, présentant alors l'allure d'une sinusoïde.

Comme pour les binaires visuelles et les couples spectroscopiques ordinaires, on a cherché à déterminer certains des éléments orbitaux des étoiles doubles à éclipses. Si l'on prétend n'utiliser que les renseignements photométriques, le problème est compliqué.

<sup>1</sup> *Astronomische Nachrichten*, Nr. 3051 (1891).

On a cependant proposé quelques méthodes; par exemple celles de A.W. ROBERTS<sup>1</sup>, de H. N. RUSSELL<sup>2</sup>, de H. N. RUSSELL et H. SHAPLEY<sup>3</sup>, et de B. W. SITTERLY<sup>4</sup>. La dernière est une méthode graphique; la solution la plus complète est celle de RUSSELL et SHAPLEY. Les éléments que l'on peut ainsi déterminer à l'aide des seules observations photométriques, à condition que celles-ci soient extrêmement bien faites, sont les suivants:

1° l'excentricité  $e$  de l'orbite du satellite autour de l'étoile principale; l'inclinaison  $i$  du plan orbital; l'orientation  $\omega$  de l'axe du périastre; la période  $P$ ; l'époque  $T$  du passage au périastre;

2° le rapport entre les demi-axes polaires, et le rapport entre les demi-axes équatoriaux des deux astres, ceux-ci étant supposés être des ellipsoïdes de révolution;

3° le rapport entre l'éclat de surface des deux composantes.

Il est remarquable qu'il soit aussi possible de déterminer la densité moyenne du système, quoiqu'on ne puisse pas en calculer la masse.

Il va sans dire que la recherche des éléments orbitaux pourra être poussée beaucoup plus loin, si les données photométriques sont complétées par des observations spectrales. Dans ce cas, l'étoile double est à la fois photométrique et spectroscopique; on dit qu'elle est *spectrophotométrique*; c'est une binaire *spectroscopique à éclipses* (par exemple: *Algol*).

Et lorsque, par surcroît, on connaît la parallaxe et la distance au Soleil (ce qui, malheureusement, n'est pas fréquent pour les étoiles de cette catégorie), on a tous les éléments pour calculer complètement le système.

Il peut aussi arriver qu'une étoile double spectroscopique soit, en même temps, séparable à l'instrument; c'est alors un système *spectrovisuel* (par exemple: *Capella*, dont le caractère de binaire fut découvert par la spectrographie).

Il arrive encore que, dans certains couples visuels orbitaux, l'étoile principale elle-même, et parfois aussi la seconde composante, soit une binaire spectroscopique. Le groupe est alors triple ou quadruple; de tels cas, sans être très nombreux, ne sont cependant pas rares; on connaît même des groupes visuels sextuples. Il va sans dire que de tels systèmes multiples posent des problèmes de mécanique analogues à ceux qui concernent les orbites des planètes et des satellites dans le système solaire.

5. — L'exposé du N° 4 montre que la photométrie et la spectrographie jouent aujourd'hui, dans l'étude des étoiles doubles, un rôle comparable à celui de l'observation des positions micrométriques; et l'on peut

<sup>1</sup> *Monthly Notices* (1906).

<sup>2</sup> *Astrophysical Journal* (1911 et 1912).

<sup>3</sup> *Astrophysical Journal* (1912).

<sup>4</sup> *Contributions Princeton University Observatory* (1930).

constater que les résultats obtenus jusqu'ici, dans l'étude individuelle de ces systèmes, sont remarquables. C'est déjà beaucoup. Mais ce n'est pas tout. La question des binaires est plus importante qu'on ne l'imagine au premier abord; elle intervient dans les théories modernes de l'astrophysique. Voici comment:

Le calcul des éléments de nombreux systèmes binaires, pris individuellement, a fait connaître la masse de ces systèmes, et souvent la masse de chacune des composantes (on exprime ces masses en prenant celle du Soleil comme unité). Ces masses diffèrent d'étoile à étoile. On a supposé au début que ces différences dépendaient des classes spectrales des astres considérés; mais on a reconnu par la suite qu'elles dépendent presque entièrement de ce qu'on appelle les *magnitudes absolues* des étoiles, c'est-à-dire les magnitudes qu'auraient ces dernières si elles étaient toutes situées à une même distance de dix «parsecs» à partir du Soleil. Ces magnitudes absolues peuvent être calculées de diverses manières, suivant les cas envisagés. On s'est alors avisé de construire un graphique, sur lequel on a porté les magnitudes absolues des étoiles comme abscisses et les masses (ou plutôt les logarithmes des masses) comme ordonnées. Et l'on a constaté que les points ainsi marqués sont tous placés au voisinage immédiat d'une courbe simple, qu'il est facile de tracer, et que nous reproduisons dans la figure 10.

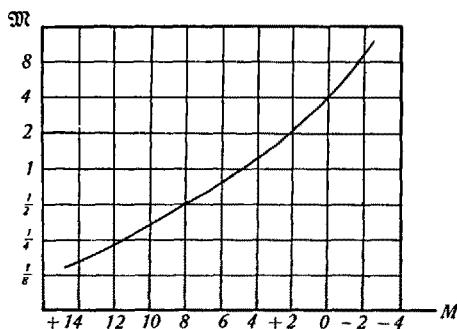


Fig. 10. Courbe «Masse-Luminosité».  $M$  = magnitude absolue;  $m$  = logarithme de la masse.

On l'appelle la courbe «Masse-Luminosité». Elle traduit une relation remarquable entre la masse et la magnitude absolue d'une étoile, relation qui fut plus tard expliquée théoriquement par A. S. EDDINGTON<sup>1</sup>.

Cette relation étant admise, on voit bien de bénéfice qu'on peut en tirer; il suffit d'avoir trouvé préalablement la magnitude absolue d'une étoile quelconque pour déduire de la courbe «Masse-Luminosité» la valeur, au moins approchée, de la masse de l'astre. Et l'on devine aisément l'importance de ce renseignement pour la cosmogonie et pour la théorie de l'évolution des corps stellaires.

Il semble utile aussi de rappeler comment la question des étoiles doubles à éclipses a été mise en jeu dans les

discussions relatives aux interprétations des fameuses équations de LORENTZ.

L'une de ces interprétations, la première après les essais de POINCARÉ<sup>2</sup>, est due à EINSTEIN; elle admet le postulat, suivant lequel la propagation de la lumière serait toujours isotrope; et l'on sait que cette hypothèse, qui complique les choses, a conduit à des difficultés et contradictions logiques<sup>3</sup>.

Il est d'autres interprétations, comme celle de H. VARCOLLIER<sup>4</sup>, ou celle de P. DIVE<sup>5</sup>, qui abandonnent l'hypothèse de la constance absolue de la vitesse de la lumière émise par une source en mouvement, et par conséquent l'idée d'une déformation de l'Espace et du Temps, mais adoptent l'hypothèse de la déformation des ondes. Ces dernières théories attribuent à l'onde émise une forme ellipsoïdale, comme POINCARÉ le suggérait déjà en 1905, afin de se passer de «cette extraordinaire contraction de tous les corps»; elles restent dans l'espace classique et conservent le temps astronomique universel. La considération d'une onde ellipsoïdale permet d'établir facilement les formules fondamentales de la relativité restreinte, ainsi que celles de la relativité dite générale.

C'est ici que les binaires à éclipses sont mises à contribution. On a souvent prétendu pouvoir tirer du résultat des observations de ces étoiles la conclusion que la vitesse de propagation de la lumière était indépendante du mouvement de la source, comme le veut l'hypothèse einsteinienne. Nous pensons que cette conclusion est injustifiée<sup>6</sup>. Les théories utilisant des ondulations ellipsoïdales conduisent aux mêmes formules finales que l'interprétation einsteinienne, ou à des formules presque identiques; de telle sorte que toutes ces théories, y compris celle d'EINSTEIN, rendent compte numériquement des phénomènes connus avec le même degré d'approximation. Il en est notamment ainsi du phénomène des binaires à éclipses; la formule de DOPPLER généralisée au cas des propagations non isotropes conduit, dans ce problème des étoiles doubles, à des résultats numériques exactement égaux à ceux donnés par les formules de l'explication einsteinienne. Le problème des étoiles doubles est ainsi totalement incapable, pour l'instant du moins, de fournir un argument expérimental en faveur de l'une ou de l'autre des théories en présence.

Il est donc imprudent de prétendre que l'observation des systèmes à éclipses permet d'affirmer la constance absolue de la vitesse de la lumière; elle ne le peut pas davantage que le résultat négatif de l'expérience

<sup>1</sup> H. POINCARÉ, *Electricité et optique*, Paris (1901).

<sup>2</sup> S. ZAREMBA, *La théorie de la relativité et les faits observés*, *Journal de Mathématiques* (1922).

<sup>3</sup> H. VARCOLLIER, *Propagation ellipsoïdale, relativité, quanta*, Alger (1942.)

<sup>4</sup> P. DIVE, *L'électro-optique dans le temps universel*, Paris (1941).

<sup>5</sup> G. TIERCY, *Les binaires à éclipses, la vitesse de la lumière et les théories relativistes*; *Publ. de l'Observ. de Genève*, fasc. 36, (1941).

— A propos de la conclusion qu'on peut tirer du problème des étoiles doubles. *Archives des sc. phys. et nat.*, Genève (1942).

<sup>1</sup> A. S. EDDINGTON, *The internal constitution of the Stars*, Cambridge (1926).

de MICHELSON. Autrement dit, l'interprétation einsteinienne n'est nullement imposée par les résultats actuels des expériences de l'astronomie; la voie est libre pour d'autres explications.

On mesure le rôle important, tenu dans cette affaire des «théories» en présence, par l'observation des binaires à éclipses; la question reste ouverte.

Le problème des binaires pose d'ailleurs une énigme. Quelle est leur origine? Comment se sont-elles formées, et pourquoi toutes les étoiles ne sont-elles pas doubles? Trois explications ont été examinées. Dans l'une, il y aurait eu division d'une étoile unique primitive en rotation autour d'un axe, et qui, la vitesse angulaire augmentant, aurait fini par se séparer en deux<sup>1</sup>. Dans la deuxième théorie, la matière constituant une nébuleuse primitive se serait condensée autour de deux noyaux suffisamment rapprochés; cette hypothèse est également utilisable dans le cas des étoiles multiples<sup>2</sup>. Dans la troisième enfin, il s'agirait de deux étoiles primitivement séparées et indépendantes, et qui, par le hasard de leur cheminement dans l'espace, auraient passé un beau jour assez près l'une de l'autre pour qu'il se produisit une capture réciproque, entraînant la constitution d'un couple physique<sup>3</sup>.

<sup>1</sup> Cette théorie de la division a été soutenue notamment par: H. POINCARÉ, *Leçons sur les hypothèses cosmogoniques*, Paris (1913); H. N. RUSSELL, *The Origin of Binary Stars. Astrophysical Journal* (1910); F. H. JEANS, *Astronomy and Cosmogony*, Cambridge (1929).

<sup>2</sup> Cette hypothèse, combinée avec la théorie des marées, a été défendue par MOULTON et CHAMBERLIN et appliquée au système solaire (1914 et 1916).

<sup>3</sup> Cette hypothèse de la capture a été défendue notamment par T. J. J. SEE, *Researches on the Evolution of stellar Systems*; Lynn (U.S.A.) (1910).

Aucune de ces explications n'est entièrement satisfaisante; et leurs conséquences respectives sont parfois contradictoires. Pour chacune d'elles, on peut invoquer des observations à l'appui; et pour chacune d'elles, on peut présenter des objections. Elles ne s'excluent d'ailleurs pas; l'hypothèse de la division pourrait être retenue dans le cas des systèmes binaires les plus serrés, tandis que l'hypothèse de la condensation polycentrique conviendrait au problème des couples très écartés et à celui des étoiles multiples; quant à la théorie de la capture, elle semble ne pouvoir être conservée que dans le cas des binaires à orbites très excentriques.

Il est donc pour l'instant impossible de dire exactement comment les étoiles doubles se sont constituées. C'est là une des nombreuses énigmes que soulèvent l'astrophysique et la mécanique céleste actuelles.

Ainsi, le problème des étoiles doubles, déjà intéressant et fécond en ce qui concerne la détermination même des orbites parcourues par les compagnons, se trouve être d'importance capitale pour toute une série de questions relevant de la physique et de l'astrophysique.

### Summary

“A review is given of what we know of binary stars. Leaving out the historical development, the difficulties are shown, which astronomers encountered in their studies of visual as well as spectroscopic or photometric binaries. Thus the reader gets an idea of the methods used both for observing and for explaining the existence of these double stars.

The importance of this problem for modern cosmology and for theoretical physics is pointed out.”

## Vagusstoffe<sup>1</sup>

Von ALEXANDER V. MURALT, Bern

Der Nervus vagus, der 10. Hirnnerv, hat, wie sein Name schon sagt, ein erstaunlich weitreichendes Versorgungsgebiet. Er «schweift herum» und zieht mit besonderen Fasern zu den Bronchien und der Lunge, zum Herzen, zum Magen und zu fast allen im oberen Teil der Bauchhöhle liegenden Eingeweiden und übt an diesen Organen entweder fördernde oder hemmende Wirkungen aus; Wirkungen, die alle im Dienste des Aufbaues neuer Reserven oder der Schonung vorhandener Reserven stehen (*histiotropes Prinzip*). Von besonderer Bedeutung ist die Funktion des vagalen *Herzastes* geworden, dessen linke und rechte Fasern in etwas verschiedener Art an das unpaare Säugetierherz heranziehen und durch ihre dauernde Aktion einen

dämpfenden und entlastenden Einfluß ausüben. Schaltet man sie künstlich aus, so steigt die Herzfrequenz und die Arbeit des Herzens wird durch Verkürzung der Herzpause und Verstärkung der Kraft des einzelnen Herzschlages sehr viel größer, ohne daß ein Bedürfnis für diese Leistungssteigerung bestünde. Normalerweise steht das Herz unter der gleichgewichtigen Einwirkung eines leistungssteigernden Prinzips (*Orthosympaticus: nn. accelerantes*) und eines entlastenden, ökonomisierenden Prinzips (*Parasympaticus: n. vagus*). Je nach der Lage des Gleichgewichtes ist die Größe der Herzaktion größer oder kleiner und damit den jeweiligen Bedürfnissen angepaßt.

O. Löwi hat die grundlegende Entdeckung gemacht, daß die Vaguswirkung auf das Herz durch einen besonderen Vagusstoff vom Nervenende her auf das Or-

<sup>1</sup> Nach einem Vortrag vor der Chemischen Gesellschaft Zürich, 2. Juli 1945.