

L'ASTROPHYSIQUE MOLÉCULAIRE ⁽¹⁾

DANS cette causerie, je voudrais illustrer par quelques exemples, l'importance du rôle joué par les molécules gazeuses en Astrophysique. On trouve des bandes moléculaires dans les spectres des atmosphères de nombreux objets : la Terre, la plupart des autres planètes (CO_2 sur Vénus et Mars, CH_4 et NH_3 sur Jupiter, etc.), les comètes, toutes les étoiles aussi ou plus froides que le Soleil, qu'elles soient stables ou variables.

Il existe aussi des molécules dans l'espace interstellaire. En résumé, on trouve des combinaisons moléculaires dans tous les astres de « température » peu élevée. Je mets le mot « température » entre guillemets, parce que ce concept perd son sens habituel (ou même son sens tout court) dans certains objets de densité extrêmement faible, comme la matière interstellaire ou les atmosphères des têtes ou queues de comètes. Ce n'est plus alors qu'un paramètre T introduit dans une formule qui essaie de reproduire mathématiquement une observation !

On observe d'ailleurs toutes les variétés de molécules : di-, tri- et poly-atomiques, neutres et ionisées. Les molécules peuvent nous fournir une somme considérable d'informations, à certains points de vue plus détaillées même que celles que nous donnent les atomes. Si l'énergie de ces derniers est purement électronique, celle des molécules consiste en une portion due au mouvement des électrons périphériques, une autre due aux vibrations des atomes constitutifs et une troisième à la rotation d'ensemble. Les vibrations et rotations sont d'autant plus intenses que la « température » est plus élevée ; comme les spectres reflètent les vibrations et rotations des molécules, ils nous permettent de mesurer la « température ». Selon qu'on recourt aux bandes de vibration ou aux raies de rotation, on obtient une « température vibrationnelle » ou une « température rotationnelle » : les deux doivent évidemment être identiques dans un objet en équilibre thermodynamique et, dans ce cas, la température a le sens réel habituel.

Les bandes moléculaires apparaissent, soit en absorption, soit en émission ; elles correspondent à des transitions, soit permises, soit interdites. Il arrive que les molécules soient à peu près en équilibre thermodynamique. C'est ainsi que les molécules des étoiles froides (y compris le Soleil) sont dans des conditions à peu près pareilles à celles que le physicien réalise dans un four électrique. Mais les molécules peuvent aussi se trouver dans un milieu très éloigné de l'équilibre, comme dans les comètes ou l'espace interstellaire : suivant la molécule cométaire utilisée, on peut trouver un coefficient T allant de 50°K à $4\,000^\circ\text{K}$, ce qui est une autre façon de dire que T n'a plus son sens physique habituel.

Les molécules peuvent nous donner des indications sur la présence ou, même, l'abondance de certains éléments. Il y a vingt-cinq ans, nous n'avions quelque idée sur l'abondance du carbone, de l'azote et de l'oxygène dans le Soleil que grâce aux bandes de CN, CH, C_2 , NH et OH.

(1) Conférence faite à la Société le dimanche 4 novembre 1956.

Les bandes moléculaires affectent fortement la couleur des étoiles. Si une étoile froide présente une absorption moléculaire intense dans le bleu et le violet, elle paraît plus rouge qu'un corps noir à la température indiquée par les raies atomiques. Les variations de couleur d'une étoile froide variable sont dues aux variations d'intensité des bandes moléculaires d'absorption tout autant qu'aux changements de température.

Cet après-midi, je compte vous parler seulement du rôle des molécules dans les étoiles. C'est, peut-être, là une des parties les moins spectaculaires de l'astrophysique moléculaire : on est amené à des considérations qui paraissent beaucoup plus extraordinaires lorsqu'on s'occupe des molécules cométaires ou interstellaires ! Mais le problème des molécules stellaires est plus simple et plus clair et j'espère vous convaincre que, même dans ce cas moins spectaculaire, une voie féconde et prometteuse est ouverte au chercheur.

Les molécules stellaires sont toutes diatomiques, sauf deux qui sont triatomiques, le tricarbone C_3 et le SiC_2 : les spectres de ces deux composés ont été observés et étudiés dans les astres bien longtemps avant qu'on ait pu les reproduire en laboratoire.

A l'opposé des queues de comètes, caractérisées par CO^+ , N_2^+ et CO_2^+ et de la matière interstellaire qui contient CH^+ , on n'a jamais trouvé de molécule ionisée dans une étoile. Ceci correspond au fait que, dans des conditions d'équilibre thermodynamique, les molécules sont plus facilement dissociées qu'ionisées. Mais on pourrait imaginer des conditions stellaires anormales telles que l'ionisation soit privilégiée vis-à-vis de la dissociation ; je ne serais donc pas surpris qu'on découvre, un jour, une bande de CH^+ ou de CO^+ ou de quelque ion moléculaire semblable dans une nova.

Plus grande est la chaleur de dissociation d'une molécule et mieux celle-ci résistera à une augmentation de la température. La molécule diatomique de CO dont l'énergie de dissociation est 11,09 électron-volts existe certainement dans des étoiles beaucoup plus chaudes que celles où existent les molécules CH (3,47 eV) ou CN (8,22 eV). En fait, de toutes les molécules stellaires, c'est CO qui a la plus haute énergie de dissociation. Malheureusement, son spectre caractéristique se trouve dans l'infrarouge et n'a, jusqu'ici, été observé que dans le Soleil ; mais on peut être sûr de le retrouver dans les spectres infrarouges de toutes les étoiles plus froides que le Soleil lorsque ces spectres seront enfin obtenus.

Les molécules observées dans les étoiles (CH, CN, OH, NH, TiO, ZrO, VO, LaO, C_2 , C_3 , SiC_2 , etc...), tout comme celles des comètes et de l'espace interstellaire, sont, en fait, ce que les chimistes appellent des radicaux libres et non des molécules stables. On trouve ces radicaux libres à profusion dans les astres à cause des conditions de température et de pression qui y règnent. En fait, certains astres, notamment les comètes, constituent d'efficaces laboratoires d'étude des radicaux libres.

Le Soleil, grâce à sa grande luminosité, peut être étudié à haute dispersion dans un vaste domaine spectral, allant des rayons X (grâce aux fusées de haute altitude) aux longueurs d'onde de radio (grâce aux radio-télescopes).

Dans l'infrarouge et le rouge extrême, l'observation du spectre solaire est fortement gênée par la présence des bandes telluriques de H_2O^{16} , H_2O^{18} , H_2O^{17} , HDO , $\text{C}^{12}\text{O}_2^{16}$, $\text{C}^{13}\text{O}_2^{16}$, $\text{C}^{12}\text{O}^{16}\text{O}^{18}$, O_2^{16} , $\text{O}^{16}\text{O}^{18}$, $\text{O}^{16}\text{O}^{17}$, CH_4 , N_2O , CO et O_3 (la liste indique les molécules isotopiques observées dans l'atmosphère terrestre). De λ 3 000 Å à λ 13 000 Å le spectre solaire comprend environ 26 000 raies mesurées, dont à peu près 30 % restent inexpliquées. Beaucoup de celles-ci sont sûrement d'origine moléculaire, ce dont on peut aisément se convaincre en examinant leur comportement dans les taches où, tout en s'intensifiant (à cause de la température plus basse) elles ne s'élargissent pas (à l'opposé de la plupart des raies atomiques qui subissent un élargissement Zeeman dû au champ magnétique des taches).

On est occupé au Bureau of Standards de Washington à revoir toutes les identifications des raies solaires. De nombreuses identifications moléculaires nouvelles ont déjà été effectuées et beaucoup d'autres suivront. Mais, en vue d'un tel travail systématique, les astronomes souffrent d'une terrible pénurie de mesures de laboratoire. Pour de nombreux spectres, même de molécules simples comme CN , il manque de bonnes mesures des longueurs d'onde en laboratoire. Or, étant donné la richesse du spectre solaire (trois raies par angström !), les identifications ne peuvent être vraiment convaincantes que si elles sont basées sur des longueurs d'onde de laboratoire, de précision comparable à celle des longueurs d'onde solaires. Dans la comparaison du spectre solaire à un spectre de laboratoire, il faut être d'une prudence extrême étant donné le grand nombre de coïncidences possibles dues simplement au hasard. Une telle prudence n'a pas toujours été observée.

On peut résumer les identifications moléculaires dans le spectre du disque solaire de la manière suivante. La présence des bandes de CO , C_2 , CH , CN , NH et OH ne fait aucun doute ; celle de MgH , SiH , CaH et TiO est très probable ; les coïncidences dans les cas de BO , AlO et ZrO sont déjà peu convaincantes. Pour BH , MgH , MgO , ScO , YO , SrF et C_3 , l'évidence n'est ni favorable ni opposée. Pour AlH , MgF et SiF , les avis sont discordants. Quant aux bandes de H_2 , BeH , NaH , PH , CoH , NiH , CuH , ZnH , CdH , FeO , CP , N_2 , BH , SiN , NO , SiO et CuO , elles sont certainement ou très probablement absentes. Quant aux taches, elles sont plus riches en bandes moléculaires que le disque : les molécules de MgH , SiH , CaH et TiO peuvent y être plus facilement détectées que sur le disque. Mais l'étude systématique du spectre des taches reste encore à faire : on peut espérer que le matériel d'observation requis pour une telle étude (spectre d'une tache bien déterminée dans un très large domaine spectral et spectres de taches différentes dans quelques régions bien choisies) sera obtenu durant la présente période de grande activité solaire.

L'absence des bandes d'une molécule n'implique évidemment pas nécessairement l'absence de cette molécule dans l'atmosphère solaire. La molécule H_2 est certainement plus abondante dans le Soleil que CH , NH ou OH , dont on observe les bandes. Mais la structure du spectre de H_2 est telle que

ces bandes de la région observable ne pourraient apparaître qu'à haute température. Mais, dans ces conditions, les molécules cessent d'exister.... Le spectre de H_2 sera trouvé sur les spectres ultraviolets de meilleure qualité que l'on obtiendra sûrement un jour, grâce aux fusées ou satellites artificiels. On y trouvera aussi les bandes de SiO , de N_2 et d'autres molécules ayant leurs systèmes de résonance dans l'ultraviolet lointain ; les bandes solaires de N_2 se sépareront des bandes telluriques de N_2 à cause des différences de température.

En dehors des identifications, les molécules nous fournissent des estimations des abondances de leurs éléments constitutifs. Elles nous permettent aussi de déterminer les conditions physiques dans des régions de l'atmosphère

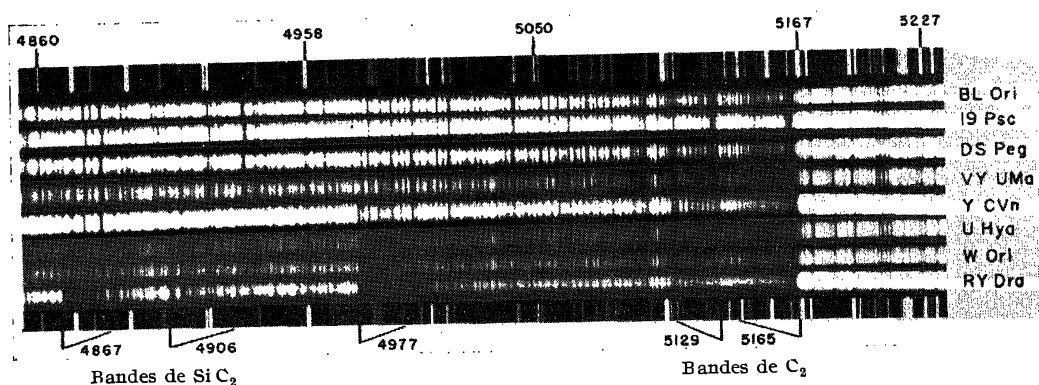


Fig. 182. — Spectres de 8 étoiles carbonées froides.

solaire, comme la basse chromosphère, difficilement accessibles par d'autres moyens.

Quittant le Soleil pour nous orienter vers les étoiles plus froides, nous assistons à une trifurcation. Certaines étoiles, appelées M, présentent un spectre semblable à ce qu'on obtiendrait en refroidissant l'atmosphère solaire. On y trouve, comme bandes les plus caractéristiques, celles des oxydes de titane TiO et de vanadium VO . Une autre branche, appelée S, comprend les étoiles qui sont surtout caractérisées par les bandes des oxydes de zirconium (ZrO), de lanthane (LaO) et d'yttrium (YO). Enfin, la branche carbonée composée des étoiles appelées autrefois R et N et, maintenant, C est caractérisée par les bandes de C_2 , CN et CH et, pour les objets les plus froids, par celles de C_3 et SiC_2 (fig. 182).

La distinction entre les étoiles M et S typiques est certainement profonde. Deux étoiles, l'une M, l'autre S, peuvent avoir des températures et luminosités identiques et, cependant, avoir des spectres très différents. Non seulement, les bandes diffèrent, mais aussi les intensités des raies de certains atomes. On devient de plus en plus convaincu que ce qui différencie les étoiles S des M, c'est le rapport des abondances des éléments des cinquième et sixième périodes du tableau périodique (métaux lourds : Sr , Y , Zr , Nb , Tc , Ba , La , terres rares) aux abondances des éléments de la quatrième période (métaux

légers : Ti, V, Sc). Ce rapport est plus grand dans les étoiles S que dans les M. On a découvert dans certaines étoiles S, des raies intenses d'un élément radioactif, le technétium dont l'isotope de plus longue vie ne dure que 200 000 ans, ce qui est extrêmement court à l'échelle cosmique. Nous y reviendrons plus loin.

Les spectres des étoiles carbonées diffèrent complètement de ceux des étoiles M ou S. Riches en C_2 , ils ne montrent aucune bande d'oxyde, alors que ce sont les bandes de C_2 qui sont très faibles ou absentes dans les étoiles M. La différence entre les étoiles à TiO ou ZrO et les étoiles à C_2 , CN et C_3 est attribuée à une différence dans le rapport des abondances relatives de l'oxygène et du carbone. Lorsque le carbone est plus abondant que l'oxygène dans les étoiles froides, une partie des atomes C se combinent à un nombre égal d'atomes O pour former la molécule CO qui a une très grande énergie de dissociation. Il ne reste plus d'oxygène libre pour donner lieu à la formation de TiO ou ZrO : on a le cas des atmosphères d'étoiles carbonées. Au contraire, si O est plus abondant que C, les atomes de carbone seront enlevés pour former du CO et il n'en restera plus pour produire du C_2 : en revanche, il restera de l'oxygène qui pourra se lier à Ti ou Zr pour faire du TiO ou du ZrO. Enfin, si on a une atmosphère de basse température où le carbone et l'oxygène sont d'égale abondance, il n'y aura formation que de CO et d'aucune autre molécule : c'est, semble-t-il, le cas de GP Orionis et de quelques étoiles semblables.

En fait, à côté des étoiles typiques des classes M, S et C, il y a des cas intermédiaires, de sorte qu'on peut dire qu'on a toute une gamme de rapports d'abondances :

carbone /oxygène et métaux lourds /métaux légers.

Un autre rapport très variable est celui des abondances relatives des isotopes C^{12} et C^{13} du carbone. Ces isotopes sont révélés par les bandes $C^{12}C^{12}$, $C^{12}C^{13}$ et $C^{13}C^{13}$, de même que par celles de $C^{12}N^{14}$ et $C^{13}N^{14}$. La mesure des intensités relatives des bandes fournit le rapport d'abondance C^{12}/C^{13} . Dans certaines étoiles, ce rapport est proche de 3, dans d'autres, proche de la valeur trouvée sur terre, 90. Dans le Soleil, il semble même que le rapport C^{12}/C^{13} soit beaucoup plus grand, peut-être 10 000.

Nous avons signalé la présence de l'élément radioactif Tc dans les étoiles S. On le retrouve aussi dans certaines étoiles carbonées, de même que dans des M. Il semble d'autant plus abondant que le « caractère S » (c'est-à-dire l'abondance des métaux lourds) est plus marqué.

Une autre observation curieuse est celle de la présence, dans quelques étoiles très froides (par exemple dans WZ Cas, WX Cyg et T Ara), de la raie de résonance du lithium. Or, Li est un élément très fragile du point de vue nucléaire. Il ne résiste même pas à un bombardement protonique correspondant à une température de 200 000°. Il n'a donc jamais pu être enfoui profondément dans l'étoile car la température de 200 000° est rapidement atteinte.

Comment peut-on expliquer de telles différences d'abondances relatives de divers éléments ou de deux isotopes d'un même élément ; ou bien la présence du lithium qui est nucléairement fragile et du technetium qui est radioactif ? Le Li est certainement toujours resté en surface. Il est, d'ailleurs, présent dans le Soleil qui est un astre très peu « brassé », comme le prouve la faible abondance du C^{13} . Dans les régions centrales, l'isotope C^{13} a sûrement une abondance plus élevée par rapport à C^{12} , sans doute dans le rapport théorique $4,3 \pm 1,6$ correspondant au cycle de Bethe (quoique ce soit la réaction proton-proton qui engendre la majeure partie de l'énergie solaire, il y a assez de réactions du type de Bethe pour créer le rapport théorique 4,3).

Dans une étoile carbonée pauvre en hydrogène, on peut s'imaginer que le C^{13} , résultant de la fusion des noyaux de C^{12} et d'hydrogène sera déficient : ceci est confirmé par de nombreuses observations.

On peut penser qu'une abondance anormalement élevée de carbone est due à la production de C^{12} par combinaison de 3 noyaux He, dans une région centrale pauvre en hydrogène. Le noyau C^{13} serait produit par la conversion subséquente de C^{12} dans un cycle C - N à des profondeurs où règne une température quelque peu inférieure à celle de la région centrale. Une étoile riche en C^{13} a, sans doute, été bien brassée.

La présence du technétium implique soit que cet élément est actuellement produit à l'intérieur de l'étoile et est amené en surface par un brassage assez rapide (en un temps de l'ordre de 200 000 ans ou moins, ce qui est bien court pour un brassage), soit qu'il est formé directement en surface par un « effet betatron » se produisant près des taches stellaires ou sur les étoiles magnétiques. Il y aurait, dans certaines atmosphères stellaires, de véritables accélérateurs fournissant de très hautes tensions et des projectiles de grande énergie.

En fait, on est de plus en plus porté à croire que l'« effet betatron » existe effectivement ; que c'est à lui que sont dues certaines abondances anormales, comme celle du lithium dans quelques étoiles carbonées, celles des terres rares dans α^2 Canum Venaticorum ou celle du technétium dans les étoiles S.

Les abondances anormales du carbone ou des métaux lourds résultent de processus nucléaires. Des étoiles géantes M, S ou C peuvent avoir des températures centrales de l'ordre du milliard de degrés, permettant les synthèses des éléments des 4^e, 5^e et 6^e périodes. Les étoiles M normales, relativement jeunes, auraient synthétisé les éléments de la 4^e période alors que les étoiles S seraient allées jusqu'aux éléments plus lourds, des 5^e et 6^e périodes.

Un point important est la différence du comportement des bandes moléculaires dans les étoiles avancées de populations I et II. On constate que la bande de CH est intensifiée dans les étoiles de population II, alors que les bandes de CN et les raies métalliques sont affaiblies. Ces observations impliquent, pour les étoiles II comparées aux étoiles I, une réduction générale de l'abondance des éléments lourds par rapport à l'hydrogène et une réduction