

**Zeitschrift:** Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft  
**Herausgeber:** Schweizerische Astronomische Gesellschaft  
**Band:** 12 (1967)  
**Heft:** 103

**Artikel:** La composition chimique de l'univers  
**Autor:** Javet, Pierre  
**DOI:** <https://doi.org/10.5169/seals-900179>

### **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:** 12.02.2026

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

# La composition chimique de l'univers

par PIERRE JAVET, professeur d'astronomie  
à l'Université de Lausanne

Conférence prononcée à Lausanne, à l'occasion de  
l'Assemblée Générale Extraordinaire de la Société  
Astronomique de Suisse, 4 juin 1967

## *Die chemische Zusammensetzung des Universums*

**Zusammenfassung:** Das Problem, die chemische Zusammensetzung des Universums zu erforschen, wurde bis vor ca. 100 Jahren als unlösbar betrachtet. Erst mit Hilfe von spektroskopischen Methoden gelang zunächst eine qualitative, später dann auch die quantitative chemische Analyse des Universums. Wenn man die Häufigkeitsverteilung der Elemente in Sternatmosphären, Gasnebeln und interstellarer Materie betrachtet, so fällt der grosse Überschuss von Wasserstoff und Helium auf: 76 % Wasserstoff, 23 % Helium und nur der kleine Rest von 1 % besteht aus schwereren Elementen (vgl. Figur 2). Dank den theoretischen Überlegungen von Eddington (1930) können auch über das Innere von Sternen recht genaue Aussagen über die chemische Zusammensetzung und den physikalischen Zustand der Materie gemacht werden. Auch hier ergeben sich 99 % für die Elemente Wasserstoff und Helium, und nur 1 % entfällt auf schwerere Elemente. Die genauere Betrachtung der Häufigkeitsverteilung der Elemente ergibt neben dem Hauptmaximum noch ein zweites kleineres Maximum in der Gegend der Atommassen 50–60, d. h. bei den Elementen Eisen, Chrom, Kobalt, Mangan, Nickel. Die Häufigkeit der noch schwereren Kerne ist um Faktor  $10^{10}$  kleiner als die von Wasserstoff. Die Häufigkeitsverteilung kann erklärt werden durch die Sequenz der Reaktionen, die sich im Innern der Sterne bei verschiedenen Temperaturen in verschiedenen Stadien der Entwicklung abspielen. Die ersten Kernreaktionen (Verschmelzung von Wasserstoff zu Helium im H-H- und C-N-Zyklus) beginnen bereits bei Temperaturen von ungefähr  $10^6$ , der sukzessive Aufbau schwererer Kerne geht bei Temperaturen vor sich, die bis zu Faktor  $10^4$  höher sind. In einem späteren Entwicklungsstadium (rote Überriesen) spielen sich gleichzeitig in verschiedenen Zonen verschiedene nukleare Reaktionen ab: Im Kern dieser Sterne können die Eisenatome bei Temperaturen über  $5 \cdot 10^9$  durch die äusserst energiereichen  $\gamma$ -Quanten in Heliumkerne gespalten werden, eine stark endotherme Reaktion. Der dadurch entstehende Verlust an Wärme erfolgt so rasch, dass er nicht mehr durch Kontraktionsenergie gedeckt werden kann, das Gleichgewicht ist gestört und der Stern implodiert.

AUGUSTE COMTE affirmait dans son cours de philosophie positive (1839–1842) que certains domaines de la connaissance sont à jamais innaccessibles: par exemple, celui de la composition chimique des astres de l'univers. Affirmation hasardeuse. Les démentis ne tardèrent pas. En 1859 KIRSCHOFF, dans son cours à l'académie de Berlin, affirme la présence du sodium dans l'atmosphère du Soleil. En 1871 DRAPER obtient les premières photographies de spectres stellaires (ceci marque le début de l'astrophysique, et aussi de ce que l'on pourrait appeler l'astrochimie).

Pendant plusieurs décennies, les déterminations de compositions chimiques furent qualitatives seulement. Il faut attendre le développement de la physique quantique pour obtenir des déterminations quantitatives. Peu à peu un fait essentiel se dégage: la grande abondance cosmique de l'hydrogène et de l'hélium.

L'exposé qui suit est divisé en trois parties:

1. Présenter quelques unes des méthodes mises au point pour déterminer la composition chimique des astres de l'univers et donner les résultats obtenus.
2. Tenter d'expliquer la courbe des abondances: c'est le problème de la nucléosynthèse.
3. Esquisser le problème de la dissémination des éléments lourds.

(Dans les trois parties, je serai incomplet.)

Une question préalable se pose: *où se trouve la matière?*

Il y a celle que nous pouvons manipuler et par conséquent analyser: matière de la croûte terrestre, matière des météorites et peut être bientôt, matière de la surface de la Lune. A quoi on peut ajouter, encore, les rayons cosmiques. Telle est la seule matière que nous pouvons analyser directement, et elle représente une fraction infime de la matière universelle. Tout le reste (galaxies, amas de galaxies, étoiles, nébuleuses gazeuses, gaz et poussière interstellaires) est hors de notre portée.

Pour notre objet, il est important de remarquer que nous recevons du rayonnement des nébuleuses, de la matière interstellaire et de l'atmosphère des étoiles. Ce rayonnement contient beaucoup d'information sur la matière qui l'a émis. Par contre, nous ne recevons aucun rayonnement de l'intérieur des étoiles, intérieur qui représente environ les  $\frac{4}{5}$  de la masse totale de notre galaxie. Les méthodes d'analyse sont évidemment différentes dans l'un et l'autre cas.

## *Intérieur des étoiles*

Quel beau problème: étudier une matière hors de notre portée et de laquelle nous ne recevons aucun rayonnement! Voici comment EDDINGTON a procédé aux environs de 1930.

L'observation des étoiles fournit dans les cas favorables la luminosité  $L$ , la masse  $M$  et la température effective  $T$  ce qui permet d'établir des relations empiriques entre ces grandeurs. Un des buts de l'astrophysique théorique est d'expliquer ces relations. L'un des résultats essentiel d'Eddington fut d'obtenir une relation masse-luminosité théorique en bon accord avec la relation empirique. Cette relation théorique est la suivante:

$$L \sim M^{22/5} \cdot \mu^{34/5} \cdot \beta^6 \cdot T^{4/5}$$

dans laquelle:  $\mu$  = masses moléculaire moyen de la matière stellaire et  $\beta$  est un coefficient qui dépend de  $\mu$  et  $M$  et que l'on sait calculer quand  $\mu$  et  $M$  sont connus.

Pour une matière fortement ionisée ne contenant ni hydrogène ni hélium, et quelle que soit par ailleurs sa composition chimique,  $\mu = \sim 2$ ; pour de l'hydrogène pur ionisé  $\mu = 1/2$  et pour de l'hélium pur ionisé  $\mu = 4/3$ . Donc, en négligeant la présence éventuelle de l'hélium, on peut dire que  $\mu$  est fonction de la proportion  $X$  d'hydrogène. Si  $X = 1$ ,  $\mu = 1/2$ , si  $X = 0$ ,  $\mu = 2$ .

EDDINGTON calcule alors (pour  $M$  et  $T$  donnés) les valeurs de  $\mu$ ,  $\beta$  et  $L$  pour une série de valeurs de  $X$ . La valeur de  $X$  pour laquelle  $L_{\text{calculé}} = L_{\text{observé}}$  est la valeur cherchée. EDDINGTON obtint par cette méthode la teneur en hydrogène du Soleil et de plusieurs étoiles. La même année des résultats analogues furent publiés par Strömgren. A la suite de ces travaux, on pouvait conclure que  $X$  varie systématiquement avec la position dans le diagramme Hertzsprung-Russell. A l'époque, cette conclusion ne pouvait être interprétée. Aujourd'hui, on sait que la position dans le diagramme H-R est liée à l'âge de l'étoile et que  $X$  dépend de cet âge, car certaines réactions nucléaires transforment l'hydrogène en hélium. EDDINGTON et STRÖMGREN ne connaissaient pas les réactions nucléaires. Ils ne pouvaient déterminer par conséquent qu'une seule inconnue  $X$ . Aujourd'hui, la connaissance des réactions nucléaires permet la détermination d'une deuxième inconnue  $Y$  ( $Y$  = teneur en hélium).

Pour ne pas être trop incomplet, signalons que la méthode des modèles d'étoiles permet aussi de déterminer  $X$  et  $Y$ .

La conclusion à tirer de ces travaux est celle-ci :

— L'intérieur des étoiles est formé essentiellement d'hydrogène et d'hélium (99 % d'hydrogène et d'hélium).

#### *Matière dont nous recevons du rayonnement*

(Rayonnement visible, infrarouge, ultraviolet, radio, rayonnement X).

Pour cette matière la méthode d'étude est directe : c'est l'étude des spectres ; en particulier celle des raies spectrales.

L'analyse qualitative est très simple et bien connue. L'analyse quantitative est beaucoup plus compliquée. L'idée simple que des raies intenses correspondent à des éléments abondants n'est pas entièrement fausse, mais, avant de pouvoir établir la correspondance entre l'intensité des raies et les abondances des éléments, il faut connaître le mécanisme physique de la formation des raies. En particulier, il faut connaître les causes de leur élargissement. Leur largeur naturelle peut en effet être modifiée par l'effet Doppler (thermique, de turbulence, de rotation, de pulsation) ou par les effets ZEEMAN et STARK. C'est seulement après que l'étude de ces phénomènes a été menée à bien que l'intensité d'une raie a permis de déterminer le nombre d'atomes actifs responsables de cette raie. On appelle courbe de croissance la courbe donnant les variations de l'intensité  $W$  d'une raie en fonction du nombre des atomes actifs. En fait, la

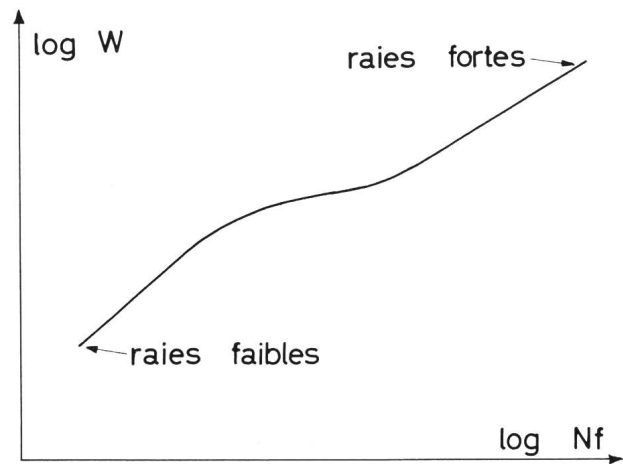


Fig. 1 : Courbe de croissance théorique

théorie quantique montre que ce n'est pas le nombre  $N$  des atomes actifs qui doit intervenir, mais le produit  $Nf$ ,  $f$  étant la force d'oscillateur ; cette force d'oscillateur est proportionnelle à la probabilité de transition de l'atome émettant (ou absorbant) la raie.

La courbe de croissance théorique montre ce qui suit : (fig. 1)

- 1) Si  $Nf$  est petit (raies faibles)  $W$  est proportionnel à  $Nf$ .
- 2) Pour  $Nf$  plus grand, il y a saturation et  $W$  est alors sensiblement constant.
- 3) Pour  $Nf$  plus grand encore,  $W$  est proportionnel à la racine carrée de  $Nf$ . (La hauteur du palier dans la courbe de croissance dépend de la vitesse des molécules.)

Les enregistrements de spectres permettent d'établir une courbe de croissance empirique. La comparaison entre la courbe de croissance théorique et la courbe de croissance empirique permet de déterminer les abondances des différents éléments chimiques.

Les résultats fournis par cette méthode sont les suivants :

Les nébuleuses gazeuses, la matière interstellaire et les atmosphères des étoiles ont sensiblement la même composition chimique caractérisée par :  $X = 76\%$   
 $Y = 23\%$

Tous les autres éléments chimiques (dits éléments lourds) représentent donc seulement 1 % de la masse totale.

L'ensemble de nos connaissances sur la composition chimique de la matière est représenté par la courbe des abondances (fig. 2) au sujet de laquelle on peut faire les remarques suivantes :

Les éléments forment trois groupes distincts :

- Tout d'abord le groupe de l'hydrogène et de l'hélium avec les multiples de l'hélium. Dans ce groupe, remarquer la grande abondance de l'hydrogène (échelle logarithmique!).
- Ensuite le groupe du fer, avec un pic marqué au voisinage des masses atomiques 50 à 60 compre-

nant les éléments: fer, chrome, cobalt, manganèse, nickel.

- Enfin le groupe des noyaux lourds. Dans ce groupe, les abondances sont  $10^{10}$  fois plus petites que celle de l'hydrogène. On peut remarquer encore que cette composition chimique est très différente de celle de la Terre.

#### Essai d'explication de la courbe des abondances

GEORGES LEMAÎTRE, développant son hypothèse de l'atome primitif liée à la conception de l'univers en expansion disait:

«Le noyau primitif est radioactif, il se fragmente en morceaux de plus en plus petits jusqu'à l'hydrogène.»

Cette conception se heurte à une difficulté fondamentale: les noyaux du groupe du fer sont les plus stables et par conséquent ces fragmentations successives doivent s'arrêter au fer, ou du moins les noyaux plus légers auraient une très faible probabilité de se former, alors que l'hydrogène et l'hélium sont au contraire les éléments les plus abondants. En fait, nos connaissances actuelles en physique atomique ainsi que la courbe des abondances suggèrent que tous les noyaux sont construits à partir du plus léger d'entre eux, ce qui est le processus inverse de celui invoqué par Lemaître.

Cette idée de la formation de tous les noyaux à partir de celui de l'hydrogène est du reste fort ancienne, puisqu'elle fut émise par WILLIAM PROUT, mort en 1850.

Admettons donc cette hypothèse de travail: toute la matière a été créée sous forme d'hydrogène, c'est-à-dire sous forme d'un mélange de protons et d'électrons. Il ne faut pas demander où, quand et comment cette matière fut créée, car ces questions restent sans réponse scientifique. On peut souscrire à l'avis prudent de W. DE SITTER qui écrit:

«Il me suffit de définir le commencement comme l'état de l'univers et de ses constituants que nous sommes amenés, en l'état présent de nos connaissances et de nos théories, à utiliser comme point de départ et au-delà duquel nous ne souhaitons pas ou ne sommes pas capables d'étendre nos investigations.»

Nous voici donc placés devant le problème de la nucléosynthèse: comment, où et quand les autres noyaux se sont-ils formés à partir de celui de l'hydrogène?

Pour que la fusion de deux noyaux soit possible, ils doivent posséder une énergie suffisante pour vaincre les forces de répulsion électrostatique; ils doivent donc posséder une vitesse suffisante. Cette vitesse est due à l'agitation thermique, donc la fusion ne sera possible qu'à des températures suffisamment élevées. Il est facile d'obtenir, en physique classique déjà, l'ordre de grandeur de cette température  $T$  en écrivant que l'énergie cinétique du proton doit être égale à l'énergie potentielle de Coulomb. On obtient  $T =$  quelques dizaines de millions de degrés. En réalité la mécanique quantique nous apprend que la réaction

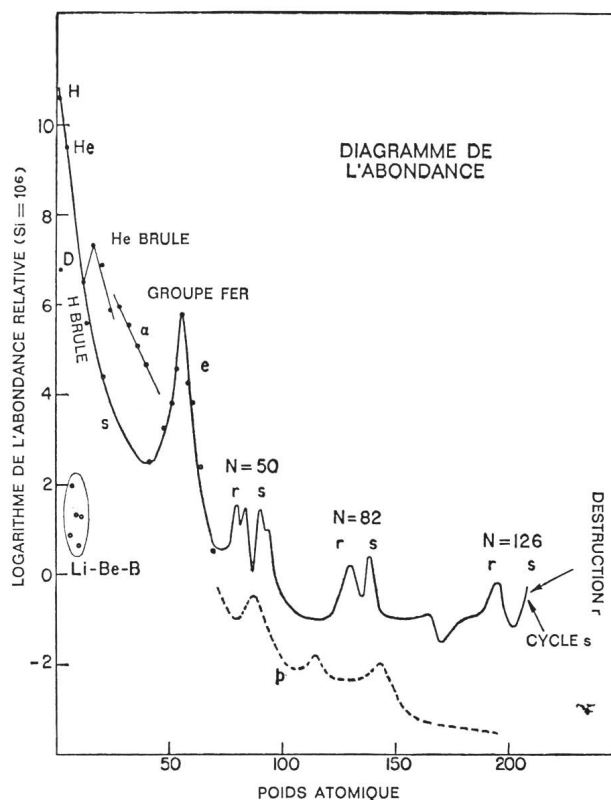


Fig. 2: Courbe des abondances

proton-proton commence plus tôt déjà, à une température d'environ 1 million de degrés (effet tunnel). La fusion de 2 protons est évidemment le cas le plus favorable. Pour la fusion de noyaux plus chargés, il faut faire appel à des températures plus élevées.

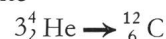
Où trouve-t-on des températures de cet ordre?

BETHE et GAMOW (dans une théorie qui eut un certain retentissement) pensaient les trouver il y a quelques  $10^{10}$  années dans l'univers au début de son expansion. Alors, la température était de plusieurs milliards de degrés. Mais l'expansion est rapide et la température diminue elle aussi rapidement. Par conséquent, le temps à disposition pour la formation des noyaux lourds est court: 1 heure environ pour former tous les noyaux à partir de celui de l'hydrogène.

G. GAMOW écrit:

«L'une des conclusions les plus frappantes de notre enquête est probablement celle qui montre combien faible est la fraction de la vie de notre univers consacrée aux événements majeurs de son développement physique. Car, s'il a suffi de moins d'une heure pour fabriquer les atomes et de quelques centaines de millions d'années pour constituer les étoiles et les planètes, il n'a pas fallu moins de 3 milliards d'années pour faire un homme.»

Cette conception se heurte à un obstacle infranchissable: la seule réaction capable de donner des éléments lourds est la suivante

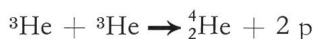
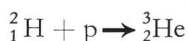
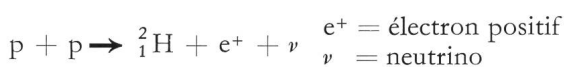


Or cette réaction est très lente, quelle que soit la température (par exemple si  $T = 10^8$  degrés, il faut  $10^7$  années). Ainsi, à part l'hélium, les éléments ne peuvent pas s'être formés dans les débuts de l'histoire de l'univers.

Les hautes températures nécessaires à la fusion existent à l'intérieur des étoiles; on peut donc penser que les éléments lourds se forment maintenant encore dans ces régions. Un important mémoire des BURBIDGE, de FOWLER et de HOYLE, paru en 1957, a emporté sur ce point l'avis des astrophysiciens. Il établit une liaison étroite entre l'évolution des étoiles et le problème de la nucléosynthèse. En voici les idées essentielles.

On suppose que les étoiles prennent naissance dans les nébuleuses gazeuses. La composition chimique de ce milieu est de 80 à 90 % d'hydrogène et de 10 à 20 % d'hélium provenant de l'explosion initiale. Ce nuage est ténu et froid et il ne s'y produit aucune réaction nucléaire.

Lors d'une première phase (A B) (fig. 3) la contraction gravitationnelle est rapide et produit un échauffement rapide aussi, dû à la libération de l'énergie de gravitation. La protoétoile commence à rayonner. Or, on sait que plus une étoile rayonne et plus elle s'échauffe (paradoxe de LANE). La contraction et le réchauffement continuent donc jusqu'au moment où la température centrale atteint le million de degrés. A ce moment là (point B), les réactions nucléaires suivantes s'amorcent:



dont l'effet global est:



Dès lors la contraction cesse, la température se stabilise, et l'étoile s'installe dans la série principale (en C).

Pendant une deuxième phase beaucoup plus longue que la première, l'hydrogène est transformé en hélium (par l'effet des réactions ci-dessus ou par un ensemble de réactions plus compliquées nommé cycle de BETHE ou cycle du carbone) et la température centrale reste de l'ordre de 15 millions de degrés. X diminuant dans le noyau il en résulte une inhomogénéité de la composition chimique et par conséquent un changement de structure de l'étoile. L et R croissent un peu. La durée de cette deuxième phase dépend de la masse totale de l'étoile, cette durée étant d'autant plus courte que la masse est plus grande. Pour le Soleil cette deuxième phase durera environ  $10^{10}$  années.

Troisième phase (C D). Quand  $X = 0,01$  dans le noyau, le manque de combustible nucléaire provoque

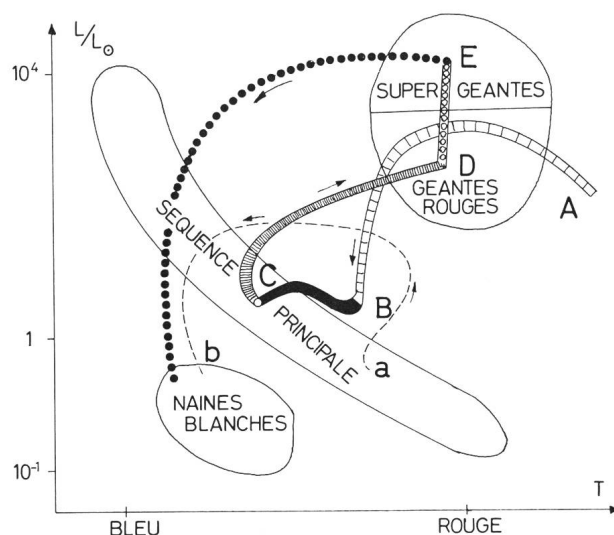
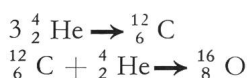
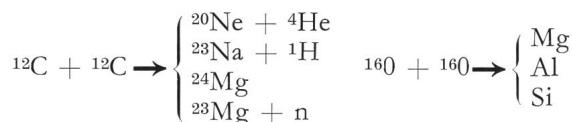


Fig. 3: Diagramme Hertzsprung-Russell et schéma évolutif. Explications dans le texte.

la reprise de la contraction et la température interne croît à nouveau. A ce moment, l'étoile prend une structure compliquée. L'enveloppe de l'étoile est en expansion rapide et l'étoile marche du côté des géantes rouges. La température centrale atteint  $10^8$  degrés et la densité centrale  $10^5$  grammes par centimètre cube. Dans ces conditions, les réactions nucléaires suivantes se produisent:



Quatrième phase (D E). Quand l'hélium est épuisé une nouvelle contraction reprend. L'étoile s'achemine vers la stade de supergéante rouge. A ce moment, la température centrale est de l'ordre de  $10^9$  degrés et les réactions nucléaires suivantes se produisent:



$n$  = neutron

Ces phases successives, avec des températures et des luminosités de plus en plus élevées, sont de plus en plus brèves et par conséquent difficilement observables.

Le trajet évolutif d'une étoile dépend fortement de sa masse. Le trajet décrit ci-dessus est celui d'une étoile de grande masse. Une étoile de faible masse (plus petite que celle du Soleil) aura un trajet tel que a-b.

Cette succession de phases d'épuisement de combustible suivies de contraction, ne peut se poursuivre indéfiniment car les réactions de fusion qui libèrent de l'énergie ont un terme. C'est une question de stabilité des noyaux. Quand les noyaux les plus stables



sont atteints, une fusion ultérieure ne libère pas d'énergie; il faut au contraire en fournir pour produire la réaction en question.

Or la stabilité d'un noyau dépend de deux facteurs :

- Les noyaux légers sont peu stables car ils ont une grande surface par rapport à leur volume et par conséquent les nucléons extérieurs sont peu liés.
- Les noyaux très lourds, donc très chargés, sont eux aussi peu stables, mais à cause des répulsions électrostatiques s'exerçant entre les nucléons. La stabilité résulte finalement d'un équilibre entre ces deux phénomènes physiques différents. Le maximum de stabilité apparaît pour les poids atomiques de 50 à 65 environ, c'est-à-dire pour le groupe du fer (fer, cobalt, nickel, manganèse). Ces noyaux sont en quelque sorte une cendre nucléaire, fin des réactions de fusion.

On comprend ainsi l'existence des deux premiers groupes de la courbe des abondances. Actuellement une partie seulement de l'hydrogène et de l'hélium a brûlé d'où la grande abondance de ces deux éléments. Quant au pic du fer, il est dû à un effet d'accumulation rendu possible par la grande stabilité de ces noyaux.

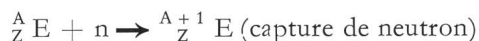
Il reste à expliquer la formation des noyaux lourds (jusqu'à  $A = 200$ ), noyaux  $10^{10}$  fois moins abondants que les noyaux H. Ces noyaux sont trop chargés et trop peu stables pour s'être formés par les processus précédents. Il reste une seule possibilité de formation : la capture de neutrons. Cette idée est confirmée par le fait que les noyaux lourds ont, pour la plupart du moins, les plus grandes sections efficaces de capture de neutrons. Pour que ce processus puisse se réaliser, il faut évidemment que les gaz stellaires contiennent des neutrons. C'est le cas. Au cours de l'évolution de l'étoile, plusieurs réactions nucléaires libèrent des neutrons. Nous avons cité par exemple celle-ci :



Il faut s'assurer de plus que ces neutrons libérés ne sont pas absorbés ensuite, ce qui demande une étude détaillée des réactions à l'intérieur des gaz stellaires.

Deux processus de capture de neutrons sont possibles :

- Le processus lent ( $10^5$  années) quand le nombre de neutrons est petit; les éléments lourds se forment alors par étapes successives selon le schéma :



Si  $^{A+1}_Z\text{E}$  est instable :  $^{A+1}_Z\text{E} \rightarrow ^{A+1}_{Z+1} + e^-$   
(radioactivité  $\beta$ ) +  $\bar{\nu}$  ( $\nu$  = antineutrino)

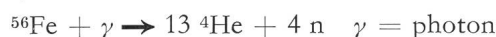
- Le processus rapide (quelques secondes) quand le flux de neutrons est intense. Un tel flux intense peut exister au moment de l'explosion d'une Nova ou d'une Supernova ou au moment d'une explosion atmosphérique.

L'observation semble confirmer que ces deux processus peuvent agir.

Pour terminer abordons la question de la dissémination des éléments lourds.

Nous les avons vu se former au centre des étoiles, mais il en existe dans les atmosphères du Soleil et d'autres étoiles et sur Terre. Comment y sont-ils venus? La théorie proposée par HOYLE en 1946 et précisée par la suite, paraît satisfaisante. Elle fait appel au phénomène des Supernovae.

Nous avons laissé l'étoile dans le stade de supergéante rouge. Sa structure peut être schématisée de la manière suivante : au centre, un noyau de fer (groupe du fer) entouré d'enveloppes successives formées respectivement de silicium, de manganèse, de carbone, d'oxygène, et finalement à l'extérieur d'hydrogène. On peut alors envisager le mécanisme probable suivant dans le cas où la matière stellaire est non dégénérée. Quand la température dépasse  $5 \times 10^9$  degrés, les photons ont une énergie suffisante pour détruire les noyaux de fer selon la réaction :



Cette réaction est fortement endothermique ( $2 \times 10^{18}$  ergs par gramme). La perte de chaleur causée par cette réaction est si rapide qu'elle ne peut être compensée par la contraction gravitationnelle.

L'équilibre est alors rompu et l'on assiste à un effondrement catastrophique de l'étoile (implosion). Pendant ce cataclysme, la densité croît rapidement, mais la température reste constante. La durée de l'implosion est sensiblement égale à la durée de la chute libre des particules tombant de la surface de l'étoile vers son centre. Ainsi, la matière des couches extérieures, formées essentiellement d'hydrogène et d'hélium, tombe vers l'intérieur. Cette matière entre alors en réaction d'où explosion de l'étoile (à des vitesses relativistes, donnant naissance à des rayons cosmiques primaires).

Le processus qui vient d'être indiqué se produit à condition que la masse  $M$  de l'étoile soit plus grande que 1,5 fois la masse du Soleil et que la matière ne soit pas dégénérée. Si la matière est dégénérée l'explosion a lieu quand

$$1,2\ M_{\text{Soleil}} < M < 1,3\ M_{\text{Soleil}}$$

Cette distinction pourrait peut-être expliquer l'existence des deux types de Supernovae (I et II).

Ainsi, les explosions considérées enrichissent progressivement le gaz interstellaire en éléments lourds. Plusieurs générations d'étoiles sont probablement nécessaires pour construire tous les noyaux à partir des protons. Seules les étoiles de première génération étaient en hydrogène pur (ou mélange d'hydrogène et d'hélium.)

Pour le Soleil, les choses se présentent ainsi : en admettant que l'âge de la galaxie est de 15 milliards d'années et celui du Soleil de 5 milliards d'années,

notre Soleil serait une étoile de deuxième ou peut-être de troisième génération.

L'observation peut éventuellement confirmer les idées précédentes: avec le temps, la proportion des éléments lourds doit croître dans la matière interstellaire et dans les atmosphères des étoiles. Donc la confirmation espérée s'obtiendra (peut-être!) en analysant la composition d'atmosphères d'étoiles ou de nébuleuses gazeuses dont les âges sont connus. Il serait agréable de pouvoir dire que les atmosphères des vieilles étoiles (formées à partir d'hydrogène pur) contiennent peu d'éléments lourds, tandis que les atmosphères d'étoiles plus jeunes en contiendraient davantage. Or les choses ne vont pas si bien!

Par exemple, dans 3 amas de même âge, on trouve des étoiles ayant des abondances différentes. A cela s'ajoutent les difficultés de déterminer les âges des étoiles et le fait que les déterminations d'abondances sont encore peu nombreuses. Dans ces conditions, il

n'est pas possible de formuler actuellement des conclusions définitives. Il semble cependant que les faits suivants concernant notre galaxie sont établis:

- a) Les étoiles de population 2 (étoiles du halo galactique plus vieilles que le soleil) se sont formées à partir d'une matière interstellaire contenant moins d'éléments lourds que la matière qui a formé le Soleil.
- b) La composition du gaz du disque a très peu varié (à part un léger enrichissement en éléments lourds) pendant les 10 milliards d'années précédant la condensation du Soleil.
- c) Par contre, pour le gaz du disque, il y aurait un enrichissement plus marqué en éléments lourds pendant les derniers 5 milliards d'années (depuis la condensation du Soleil).
- d) Enfin, il y aurait une légère indication selon laquelle le gaz du disque serait un peu plus riche en métaux que le gaz du halo.

## Zum Kongress der Internationalen Astronomischen Union in Prag 20.–31. August 1967

VON ROBERT A. NAEF, Meilen

Die Internationale Astronomische Union (IAU), die alle drei Jahre eine Tagung durchführt, hatte für das diesjährige Treffen einen Ort von grosser astronomisch-historischer Bedeutung, die Stadt Prag, gewählt, die durch das erfolgreiche Wirken von KEPLER, TYCHO BRAHE, DOPPLER, EINSTEIN und anderen bekannten Forschern und durch die bereits im Jahre 1348 erfolgte Gründung der Karls-Universität wissenschaftlich eine besonders ruhmreiche Vergangenheit aufzuzeigen hat. Die Organisation dieses Kongresses wurde durch die Tschechoslowakische Akademie der Wissenschaften betreut, gewiss keine leichte Aufgabe, galt es doch diesmal, für eine bisher noch nie erreichte Rekordzahl von 2900 Mitgliedern, eingeladenen Teilnehmern und Begleitpersonen alles Erforderliche vorzubereiten. Die Teilnehmer rekrutierten sich *aus insgesamt 46 Ländern aller Erdteile*, darunter auch aus der Schweiz. Die grössten Kontingente stammten aus den Vereinigten Staaten von Amerika (609), Frankreich (266), Russland (244), England (202), Italien (173), West- und Ostdeutschland (162 bzw. 72) und der Tschechoslowakei (109).

Am Vorabend der Eröffnungsversammlung wurden die bereits anwesenden Gäste zu einem Orchesterkonzert unter freiem Himmel im *Ledeburg-Terrassengarten*, am Fusse des Prager Burghügels Hradschin, eingeladen. Hier hatten die Teilnehmer Gelegenheit zu ersten Kontakten. In seiner am folgenden Vormittag in der grossen Kongresshalle im Fučik-Park gehaltenen *offiziellen Eröffnungsansprache* würdigte vorerst der Präsident der IAU, Prof. P. SWINGS (Belgien),

die grossen Verdienste einer Reihe verstorbener tschechischer Astronomen, darunter auch die Arbeiten von Prof. F. NUŠL (1867–1951), des ersten Direktors der Sternwarte Ondřejov, und von Dr. A. BEČVÁR (1901–1965), des bekannten Schöpfers des Skalná-Pleso-Sternatlanten. Ferner gratulierte der Präsident der IAU der Tschechoslowakischen Astronomischen Gesellschaft, einer Organisation von Fach- und Amateurastronomen, zu ihrem 50jährigen Bestehen. Dr. FRANTIŠEK SORM, Präsident der Tschechoslowakischen Akademie der Wissenschaften und Dr. B. STERNBERK, Direktor des Tschechischen Astronomischen Institutes und Präsident des lokalen Organisationskomitees, orientierten über die Entwicklung der astronomischen Forschung in der CSSR und betonten, dass die Umstände es notwendig machen, sich auf bestimmte Zweige und Probleme der Forschung zu konzentrieren und die Kräfte nicht auf vieles zu zersplittern. FRANTIŠEK KRAJČÍR, als Vertreter der Regierung, hob hervor, dass eine erspriessliche Zusammenarbeit auf internationaler Basis nur in weltweitem Frieden und gegenseitigem Vertrauen erfolgreich sein könne.

Am Abend des Eröffnungstages fand auf Einladung der Tschechoslowakischen Regierung und des Präsidiums der Tschechoslowakischen Akademie der Wissenschaften in den zahlreichen, kostbar ausgestatteten Sälen und Wandelgängen des *Cernin-Palastes* auf dem Hradschin ein grosser Empfang statt, bei welchem die Teilnehmer erneut Gelegenheit hatten, miteinander ins Gespräch zu kommen.