



Le destin des étoiles

Depuis notre plus tendre enfance le ciel nous accompagne. La physique peut nous aider à comprendre nos observations et les mystères qu'elles nous révèlent sur l'univers. Paradoxalement, les réponses sur l'infiniment grand passent par la connaissance de l'infiniment petit.

Des témoins de l'histoire de l'Univers apparaissent sur ce premier transparent :

- * un morceau d'environ 2 tonnes d'une météorite (tombée au Mexique à Pueblito de Allende en 1969 et qui a apporté de précieuses informations sur la composition de l'Univers extraTerrestre);

- * la Terre dont nous connaissons à peu près la composition et l'histoire;

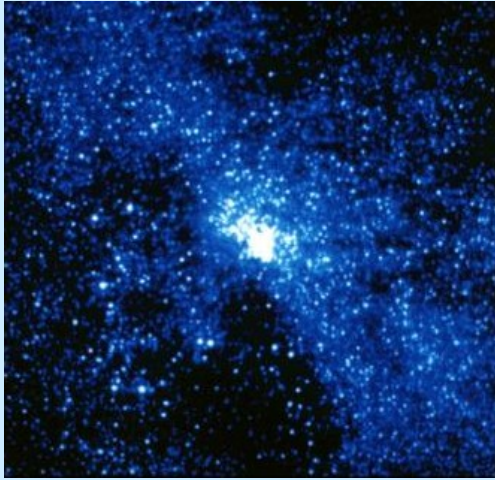
- * le Soleil, étoile la plus proche de nous et dont la Terre est une planète. Nous expliquerons son fonctionnement et son évolution;

- * différentes étoiles qui apparaissent plus ou moins grosses et plus ou moins brillantes;

- * une accumulation de poussières dans le Grand Nuage de Magellan, provenant de l'explosion d'une étoile massive. Le Grand Nuage de Magellan est une galaxie proche de nous. La voie lactée, que nous pouvons observer la nuit, est la galaxie dans laquelle se situe notre soleil et la Terre.

Au cours de cet exposé nous verrons apparaître différents types d'étoiles que nous connaissons actuellement et leur évolution au cours du temps.

Les étoiles...



Depuis la nuit des temps,
les hommes
observent les étoiles.

Elles semblent immuables,
insensibles au temps qui passe

Mais est-ce vrai ?

CSNSM CNRS-IN2P3

Nous observons les étoiles, mais qu'est-ce qu'une étoile?

Ont-elles un destin ?

Nous savons désormais que c'est une très grande masse de gaz qui s'est contractée sous l'effet de la gravitation. Elle émet de la lumière grâce à l'énergie nucléaire libérée en son sein.

Une étoile a explosé !

En 1054, les Chinois
et les indiens Navajos
ont observé
l'explosion d'une
étoile....



On voit encore les restes de nos jours :
Il s'agit de la nébuleuse du crabe.

CSNSM CNRS-IN2P3

L'observation à l'œil nu de l'explosion d'une étoile en 1054 par les Chinois et les indiens Navajos a montré que les étoiles n'étaient pas immuables mais devaient avoir un destin. Les résidus de cette explosion forment ce qu'on appelle maintenant la nébuleuse du crabe (Messier 1) qui se trouve à 6000 années-lumière. Cette explosion est appelée supernova. Au centre de la nébuleuse du crabe, se trouve une étoile à neutrons qui tourne sur elle-même 30 fois par seconde.

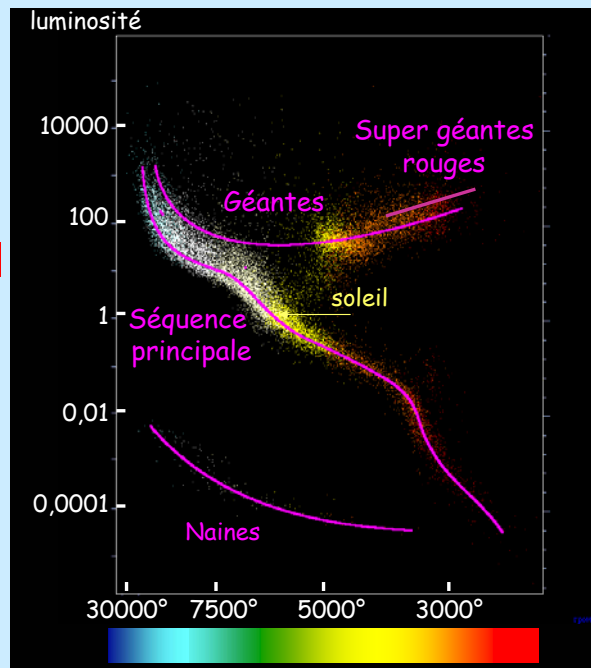
Crédit : ESO/VLT

Le classement des étoiles

Fin XIX^{ème}, on mesure
Les luminosités,
Les distances,
les couleurs
des étoiles



En 1905,
Hertzsprung au Danemark,
Russel aux USA,
placent les étoiles
sur un diagramme
selon leur luminosité
et leur température



CSNSM CNRS-IN2P3

La couleur des étoiles permet de connaître la température de leur surface en se référant au spectre d'émission du corps noir. En effet, tout corps chauffé émet de la lumière dont la couleur varie avec sa température.

L'échelle des abscisses donne la température. Elle croît de la droite vers la gauche. A droite les étoiles sont rouges, et leur surface assez froide. A gauche elles sont beaucoup plus blanches et leur surface est chaude.

En ordonnée, la luminosité est relative à celle du soleil. Le soleil se trouve donc à 1 avec une température de surface de 6000°K.

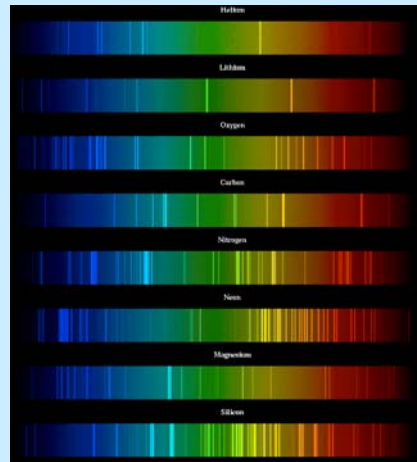
Constatons que les étoiles se groupent en plusieurs zones. Les plus nombreuses se trouvent concentrées dans une zone traditionnellement appelée séquence principale. Sur la séquence principale, plus les étoiles sont massives, et plus elles sont lumineuses. En haut, à gauche se trouvent les étoiles de plus de 10 masses solaires, tandis qu'en bas, à droite se trouvent les étoiles ayant une fraction de masse solaire.

Au-dessus se trouvent des étoiles rouges très grosses et très lumineuses : les géantes rouges, avec encore au-dessus des supergéantes rouges.

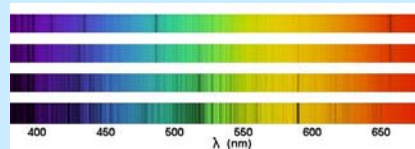
En bas, à gauche se trouvent des étoiles très chaudes mais peu lumineuses. Très petites, ce sont les naines blanches.

Les spectres lumineux

A très haute température
chaque élément émet un
spectre de lumière
caractéristique des éléments
chimiques présents



Si la lumière traverse de la
matière chaude, comme à la
surface des étoiles, on peut
observer à la place un spectre
d'absorption

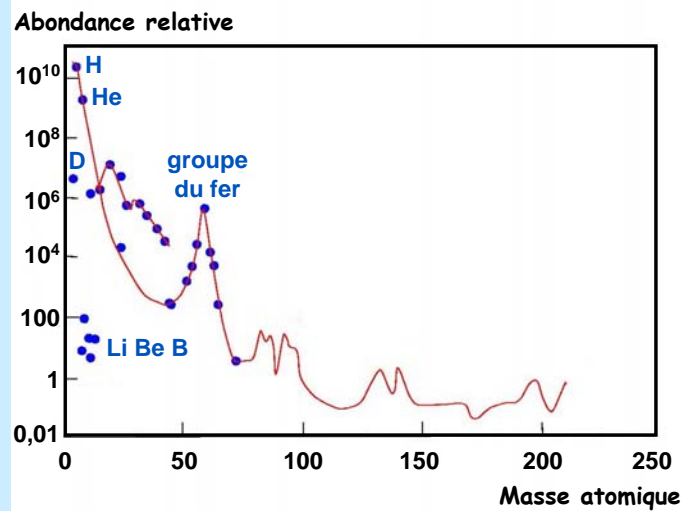


CSNSM CNRS-IN2P3

Les étoiles, les nébuleuses, émettent des spectres caractéristiques des éléments chimiques qui les composent. Mais si la lumière traverse de la matière chaude, comme la coquille extérieure des étoiles, on observe à la place un spectre d'absorption. Les raies sombres caractérisent alors les éléments présents dans la matière traversée.

L'abondance des éléments

- Spectres de lumière des étoiles et du soleil
- Echantillons de terre, lune, météorites, matière interstellaire
- Rayonnement cosmique



CSNSM CNRS-IN2P3

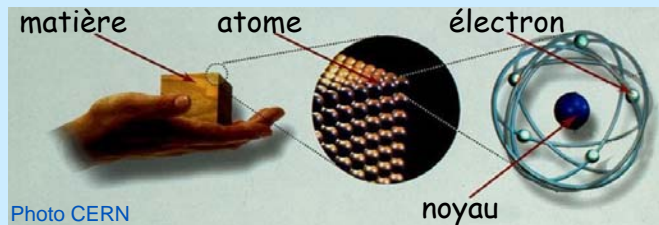
L'abondance des éléments dans le système solaire et dans les étoiles proches est très similaire. Pour obtenir la courbe ci-dessus, on mesure en particulier la composition de la lumière émise par le soleil et les étoiles car à chaque élément sont associées des raies d'absorption et d'émission caractéristiques qui permettent de l'identifier et de mesurer son abondance relative.

On voit que l'univers est essentiellement composé d'hydrogène (un proton, un électron : l'atome le plus simple) et d'hélium (deux protons, deux neutrons, deux électrons). L'abondance des éléments chute ensuite très rapidement : 10 millions de fois moins de calcium que d'hydrogène. Puis on observe une remontée autour du fer, et enfin une décroissance plus lente, mais avec plusieurs petites remontées autour des noyaux à 50, 82 et 126 neutrons, que l'on dit « magiques ».

On voit aussi que le lithium ($Z=3$), le béryllium ($Z=4$) et le bore ($Z=5$) sont très rares.

Il nous faut arriver à comprendre cette courbe étrange... Et pour cela, il va falloir faire intervenir des mécanismes très différents qui se produisent dans des sites très variés.

Qu'est-ce que la matière ?



CSNSM CNRS-IN2P3

La matière est composée d'atomes

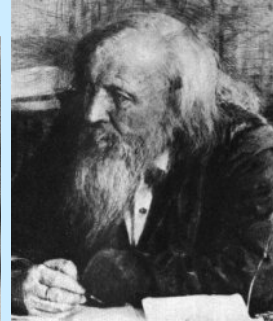
- Les atomes sont composés d'un noyau chargé positivement autour duquel gravitent des électrons portant chacun une charge négative. Leur nombre détermine les propriétés chimiques de l'atome

Photo CERN

Les éléments chimiques

La table périodique des éléments de Mendeleïev

Periodic Table of the Elements																		
1A	2A	3A	4A	5A	6A	7A	8A	1B	2B	3B	4B	5B	6B	7B	8			
H																He		
Li	Be										B	C	N	O	F	Ne		
Na	Mg										Al	Si	P	S	Cl	Ar		
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr	
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe	
Cs	Ba	La	Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn	
Fr	Ra	Ac	Rf	Ha	Sg	Ns	Hs	Mt	110	111	112							
Lanthanides		Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb				
Actinides		Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No				



CSNSM CNRS-IN2P3

Les éléments de l'Univers

Plus de 110 éléments chimiques différents trouvent leur place dans le tableau périodique (dit "de Mendeleïev"). Les 90 premiers, stables, ont l'âge du système solaire, lui-même né d'un nuage d'hydrogène, d'hélium et des cendres d'étoiles mortes. Au-delà de $Z = 92$, les éléments du tableau ont été obtenus artificiellement, "en laboratoire".

Qu'est-ce que la matière ?

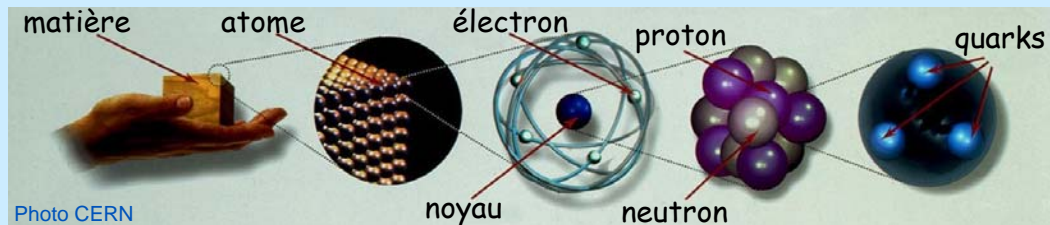


Photo CERN

molécule

atome

noyau

nucléon

CSNSM CNRS-IN2P3

Le noyau est composé de nucléons : protons portant une charge positive, en nombre égal aux électrons, et neutrons sans charge électrique

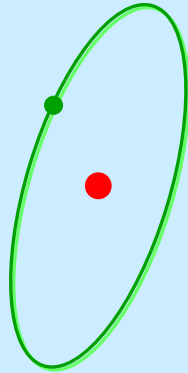
• Les nucléons sont composés de 3 quarks

<http://www.cern.ch>

Photo-Di/9501005 © CERN

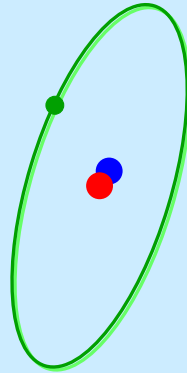
Les isotopes de l'hydrogène

1 électron
1 proton



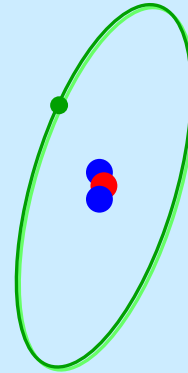
hydrogène
 ${}^1\text{H}$

1 électron
{ 1 proton
1 neutron



deutérium
 ${}^2\text{H}$

1 électron
{ 1 proton
2 neutrons



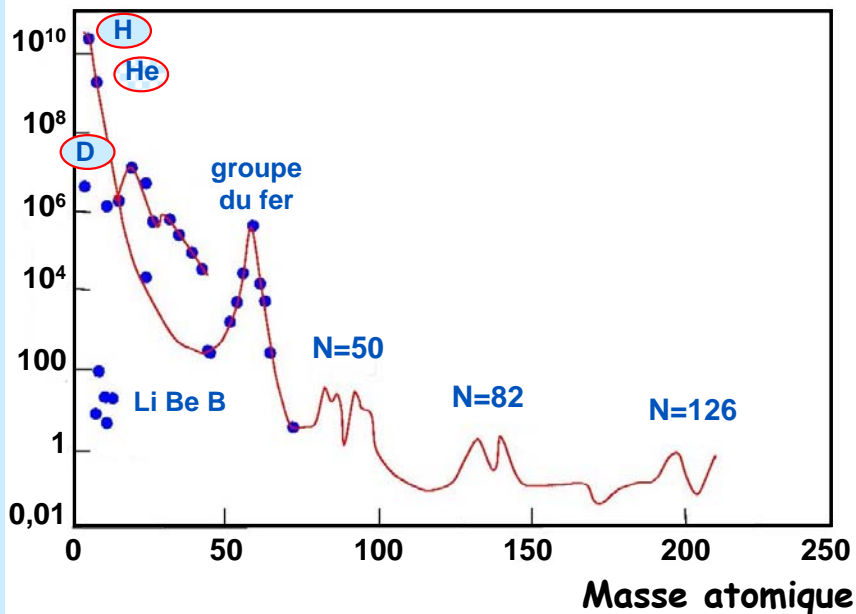
tritium
 ${}^3\text{H}$

CSNSM CNRS-IN2P3

Les noyaux d'hydrogène ont un seul proton. Le noyau d'hydrogène le plus courant est seulement formé d'un proton. Mais on peut ajouter un neutron, ce qui donne de l'hydrogène 2 ou deutérium qui est stable, lui aussi. Avec encore un neutron supplémentaire, on a l'hydrogène 3 ou tritium qui est radioactif. Le nombre de protons détermine l'élément chimique. L'isotope est fixé par le nombre de neutrons. Le nombre total de nucléons (protons + neutrons) donne la masse atomique.

L'abondance des éléments

Abondance relative



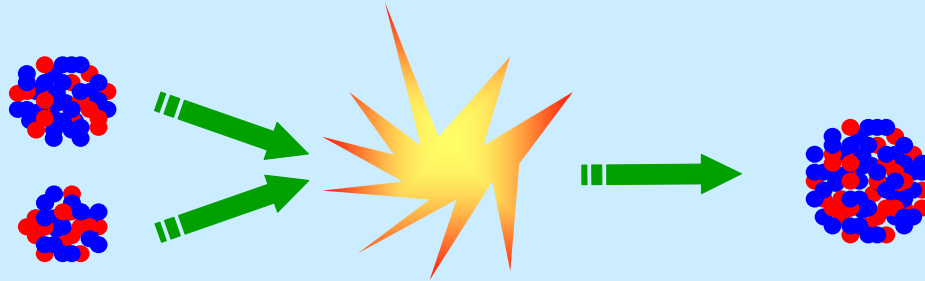
CSNSM CNRS-IN2P3

Maintenant qu'on a parlé des isotopes, Il faut aussi remarquer que les pics des noyaux lourds correspondent à des nombres de neutrons particuliers : 50, 82, et 126. Ce fut la première manifestation de ces nombres qu'on a dénommés « magiques ». Il faudra aussi en tenir compte dans les modèles élaborés pour reproduire cette courbe.

Commençons par l'hydrogène et le deutérium.

Ils ont été formés au moment du big-bang, et, malgré son nom (helios = Soleil), l'origine de l'hélium (10% du nombre d'atomes de l'Univers, soit 26% de sa masse) remonte aussi essentiellement au big-bang (hélium primordial).

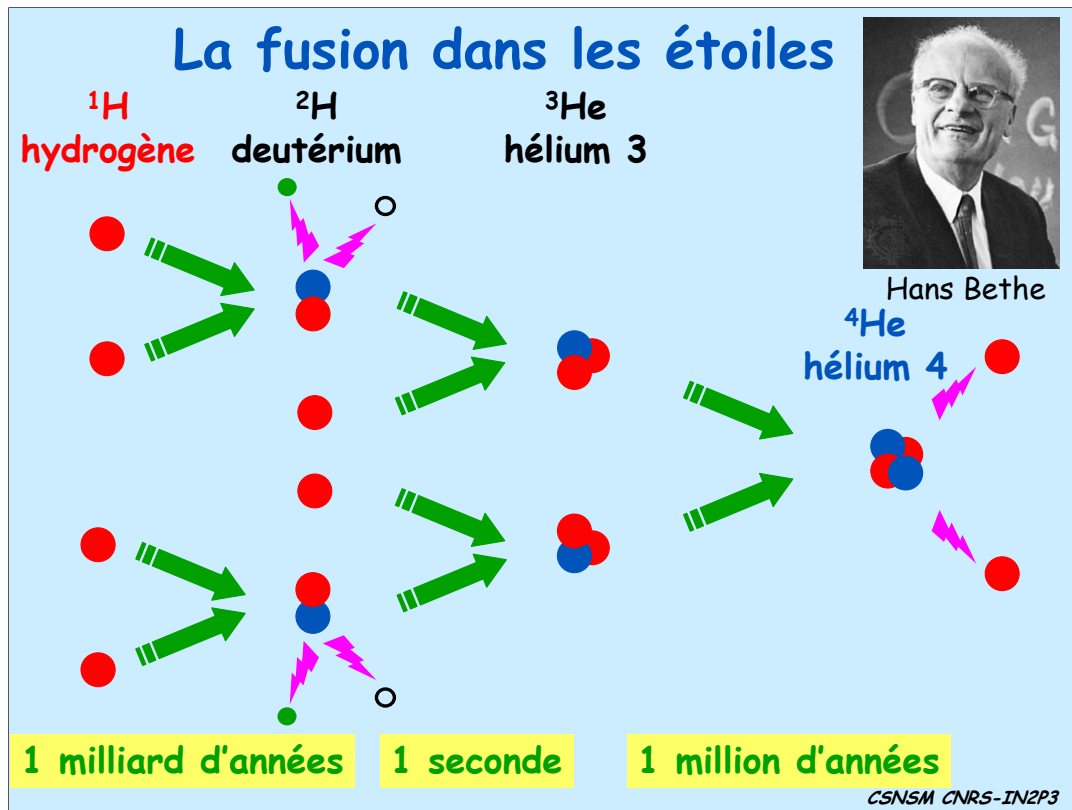
Processus de fusion



Deux noyaux fusionnent pour n'en former qu'un seul en libérant de l'énergie

CSNSM CNRS-IN2P3

Deux noyaux peuvent fusionner pour former un noyau plus gros en libérant de l'énergie. Ce processus concerne principalement les noyaux légers.



C'est ce processus de fusion qui se produit dans les étoiles. Mais, après le big-bang, le matériau de départ est presque entièrement constitué de protons. Pour les faire fusionner, il faut :

- qu'ils puissent s'approcher suffisamment alors que leurs charges électriques positives font qu'ils se repoussent. Pour cela, il faut que la température soit suffisamment élevée.
- qu'en même temps, un proton se transforme en neutron car il est impossible de fabriquer un noyau avec seulement 2 protons qui se repoussent. Il faut des neutrons pour les « coller ».

La probabilité de ce processus est très faible et demande beaucoup de temps. Heureusement, la densité de protons étant très grande dans les étoiles, le processus va pouvoir se dérouler quand même. Mais la fusion de l'hydrogène sera donc d'autant plus rapide que la masse de l'étoile est grande.

Une fois le deutérium formé, un proton supplémentaire pourra s'ajouter pour former un noyau d'hélium 3. Celui-ci pourra alors fusionner avec un autre noyau d'hélium 3 pour former un noyau d'hélium 4 très stable, en relâchant les 2 protons en excès.

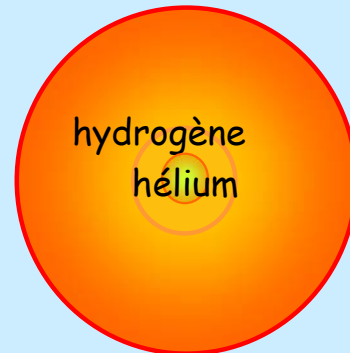
Au total, 4 protons se seront transformés en un noyau d'hélium 4 composé de 2 protons et de 2 neutrons. De l'énergie a été libérée. Elle va permettre à l'étoile de rayonner et contribuer à échauffer encore plus l'étoile.

Combustion de H

Principalement de l'hydrogène
et de l'hélium

Contraction gravitationnelle

Fusion de l'hydrogène



Équilibre gravitation - rayonnement

Augmentation de la concentration en hélium au cœur

CSNSM CNRS-IN2P3

L'étoile, très majoritairement constituée d'hydrogène va le consumer en le transformant en hélium. Pendant cette combustion, elle se trouve sur la séquence principale observée par Hertzsprung et Russel. Quand son cœur sera trop appauvri en hydrogène, la production de chaleur deviendra insuffisante pour équilibrer la gravitation.

Fin de la combustion de H

Peu d'hydrogène au cœur:

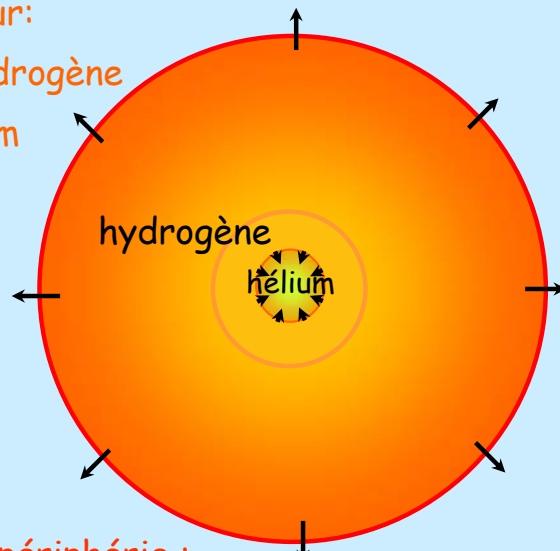
- * Fin de la combustion de l'hydrogène
- * Contraction du cœur d'hélium
- * Contraction de l'étoile

...
...

Augmentation de la

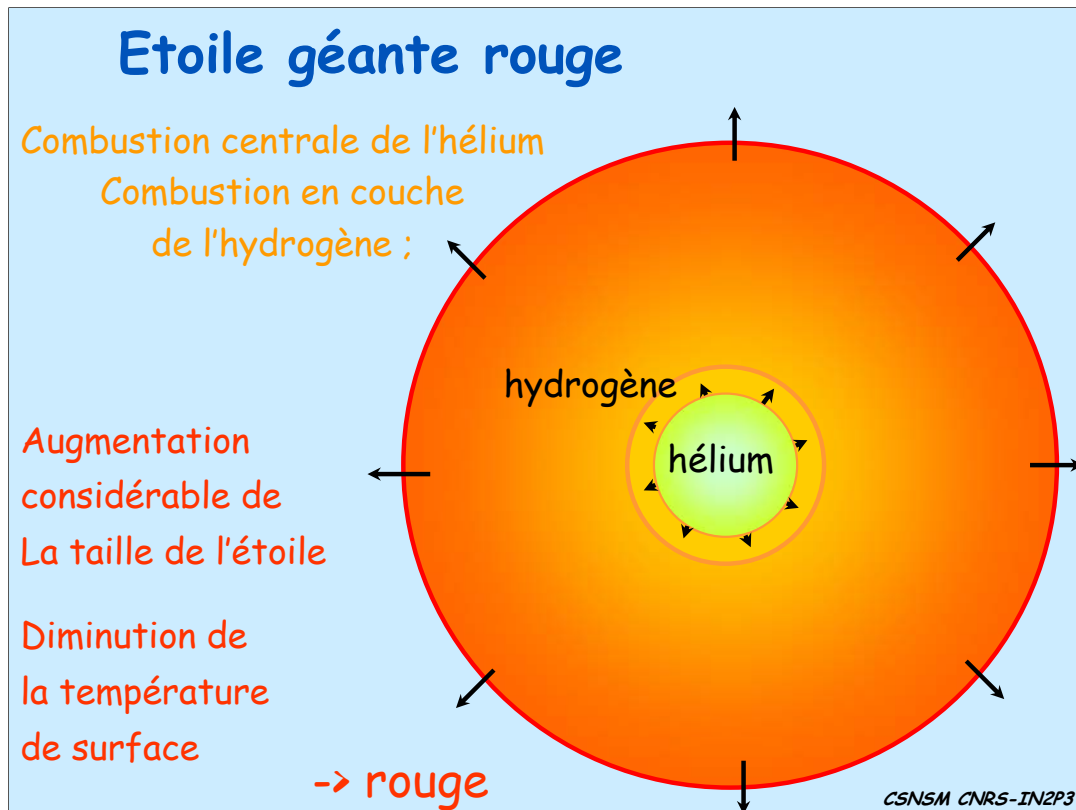
température au cœur et en périphérie ;

Eventuelle combustion en couche de l'hydrogène ;

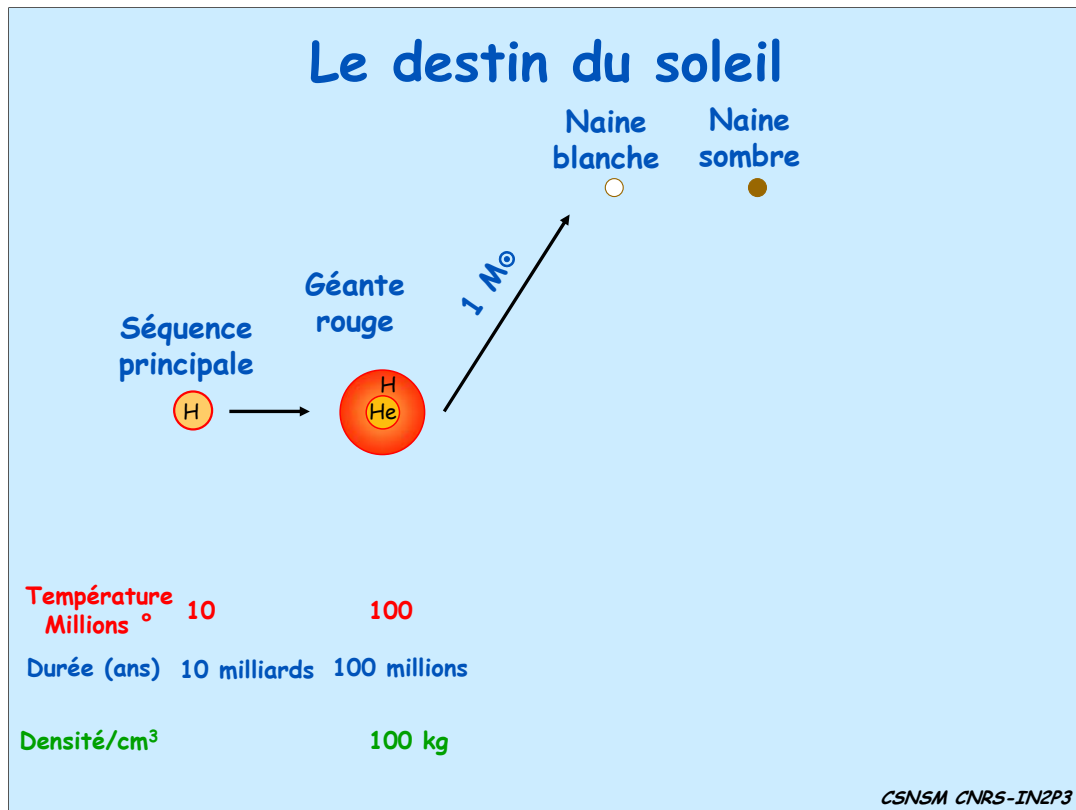


CSNSM CNRS-IN2P3

La gravité provoque l'effondrement de l'étoile sur elle-même. L'hélium est comprimé au centre de l'étoile, ce qui provoque une augmentation de la température à l'intérieur de l'étoile. La combustion de l'hydrogène peut se prolonger en périphérie du cœur de l'étoile où l'hydrogène est encore abondant.

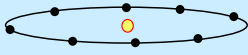


Dans l'enveloppe d'hydrogène, au voisinage du cœur d'hélium la température devient suffisante pour démarrer une combustion en couche de l'hydrogène. L'étoile grossit alors. Au centre de l'étoile, la densité continue à augmenter et la température devient suffisante pour démarrer la combustion de l'hélium. L'étoile devient une « géante rouge ».



Si la masse de l'étoile est moins de deux fois celle du soleil, l'étoile devient une géante rouge, puis s'effondre. La pression exercée par sa matière restera en effet insuffisante pour que la température de son cœur lui permette de démarrer d'autres réactions nucléaires. Elle devient alors une naine blanche qui va se refroidir très lentement et s'éteindre en naine sombre, une étoile morte devenue invisible.

Le destin du soleil

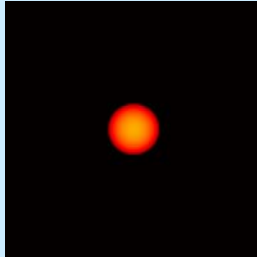


Séquence principale



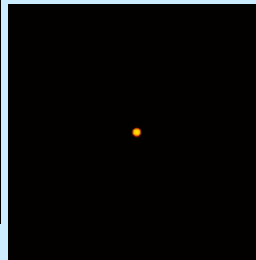
Maintenant, après
4-5 milliards d'années

Une géante rouge

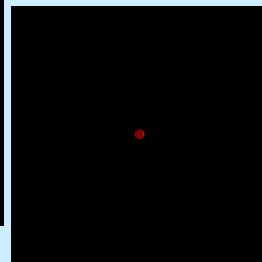


Dans 5-6 milliards d'années

Une naine blanche



Une naine sombre

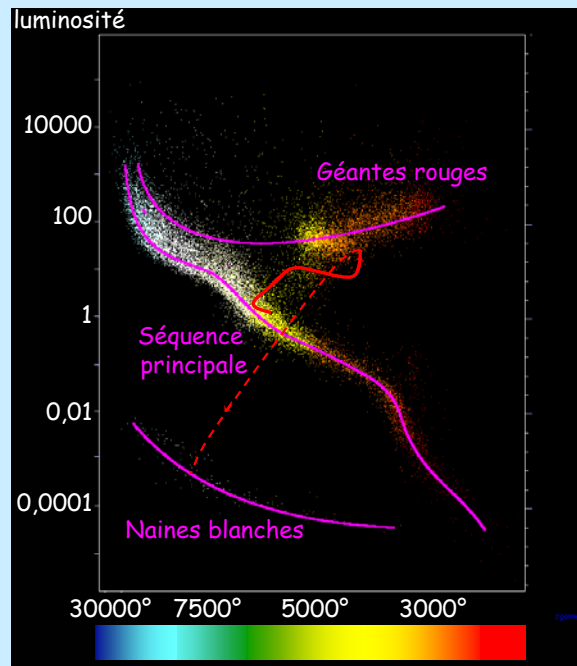


CSNSM CNRS-IN2P3

Evolution de la taille du soleil à l'échelle vraie :

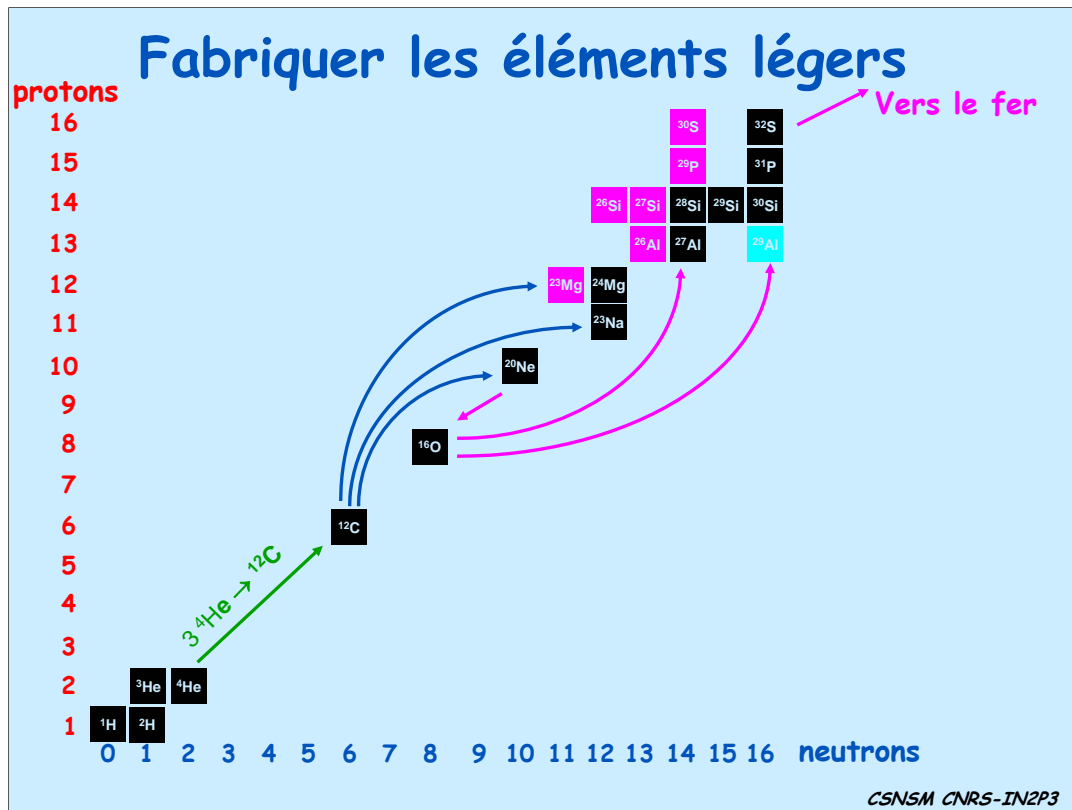
la dimension des carrés correspond au diamètre de l'orbite terrestre autour du soleil.

Le destin du soleil



CSNSM CNRS-IN2P3

Dans le diagramme de Hertzsprung-Russell, une masse gazeuse légèrement plus lourde qu'une masse solaire se déplacera lentement. Elle se mettra à rayonner dans le domaine visible au voisinage de la séquence principale. Le soleil sera alors né. Il va d'abord se déplacer lentement dans la séquence principale, dans la direction des températures plus élevées. Il y restera environ 10 milliards d'années. Aujourd'hui il lui reste 5 à 6 milliards d'années. Il deviendra ensuite une géante rouge, puis finalement évoluera vers l'état de naine blanche. Ces dernières étapes ne prendront qu'une centaine de millions d'années.



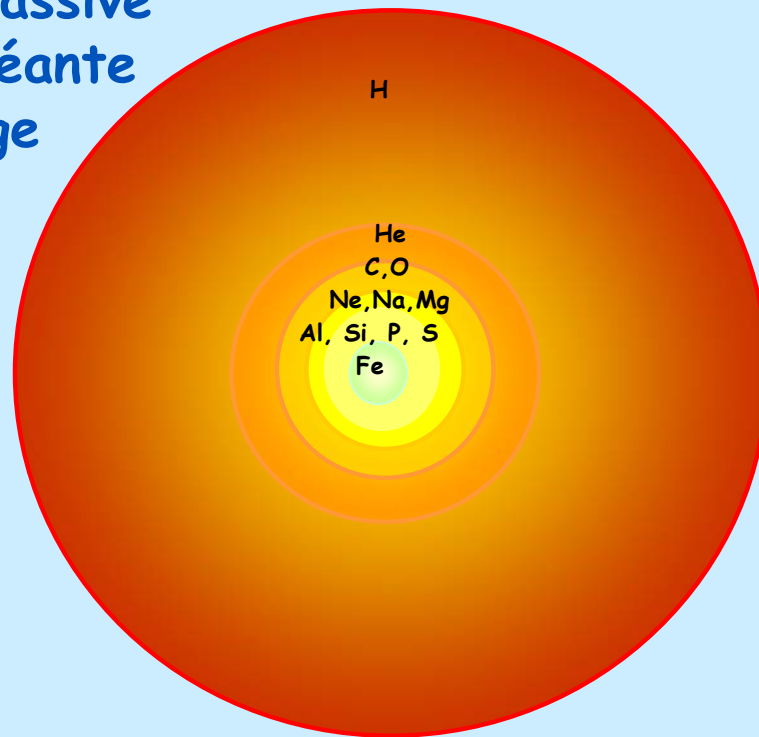
Considérons maintenant le cas d'une étoile dont la masse est plusieurs fois celle du Soleil.

Quand les réactions de fusion ont épuisé l'hydrogène de son cœur, la température centrale de l'étoile s'élève avec la densité, l'énergie cinétique des noyaux s'accroît et leur permet de compenser leur répulsion électrique. De nouvelles réactions peuvent s'allumer, créant des noyaux de plus en plus lourds et stables. Mais la fusion de 2 noyaux d'hélium 4 ne donne pas un noyau stable. Il faut donc en faire fusionner 3 ensemble. Comme cela sera peu probable, ce processus sera lui aussi lent.

Successivement il y aura combustion centrale de l'hélium qui forme du carbone ($Z = 6$) ; celle du carbone qui donne du néon ($Z = 10$), du sodium ($Z = 11$) et du magnésium ($Z = 12$) ; puis celle du néon qui va donner de l'oxygène ($Z = 8$) ; de l'oxygène qui va donner du silicium ($Z = 14$) ; enfin du silicium qui nous amène au fer ($Z = 26$), le noyau le plus stable de tous. Au-delà, les réactions de fusion ne libèrent plus d'énergie mais en consomment.

Il est commode de suivre ces événements sur une carte où le nombre de neutrons est en abscisse, et le nombre de protons en ordonnée. On se déplace sur la table des isotopes, version nucléaire de la table (atomique) de Mendeleiev.

Etoile massive supergéante rouge

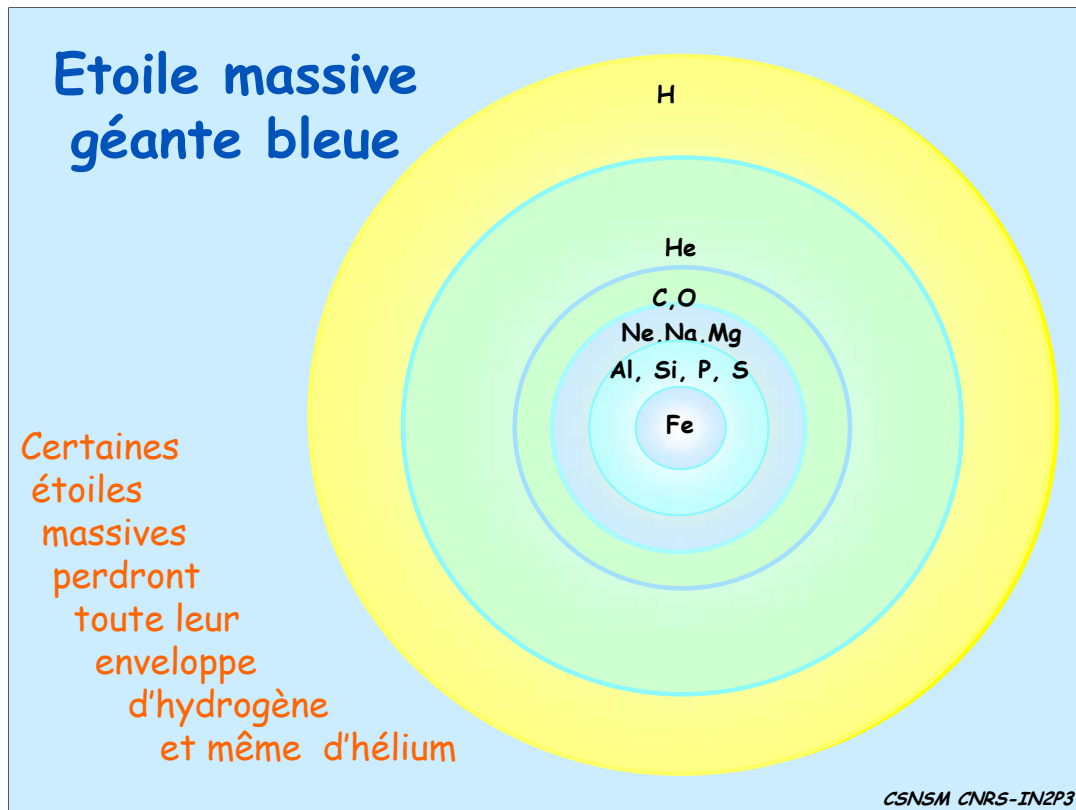


CSNSM CNRS-IN2P3

Chaque étape produit de nouveaux éléments, plus stables, et de numéros atomiques plus élevés. Quand un combustible est épuisé, l'étoile s'effondre sur elle-même. Nouvelle compression, et nouvel échauffement se succèdent de plus en plus rapidement. L'élévation de température a deux effets : d'une part, dissocier les noyaux formés les plus fragiles, d'autre part, initier la fusion de noyaux de numéro atomique plus élevé, dont la répulsion coulombienne est de plus en plus forte.

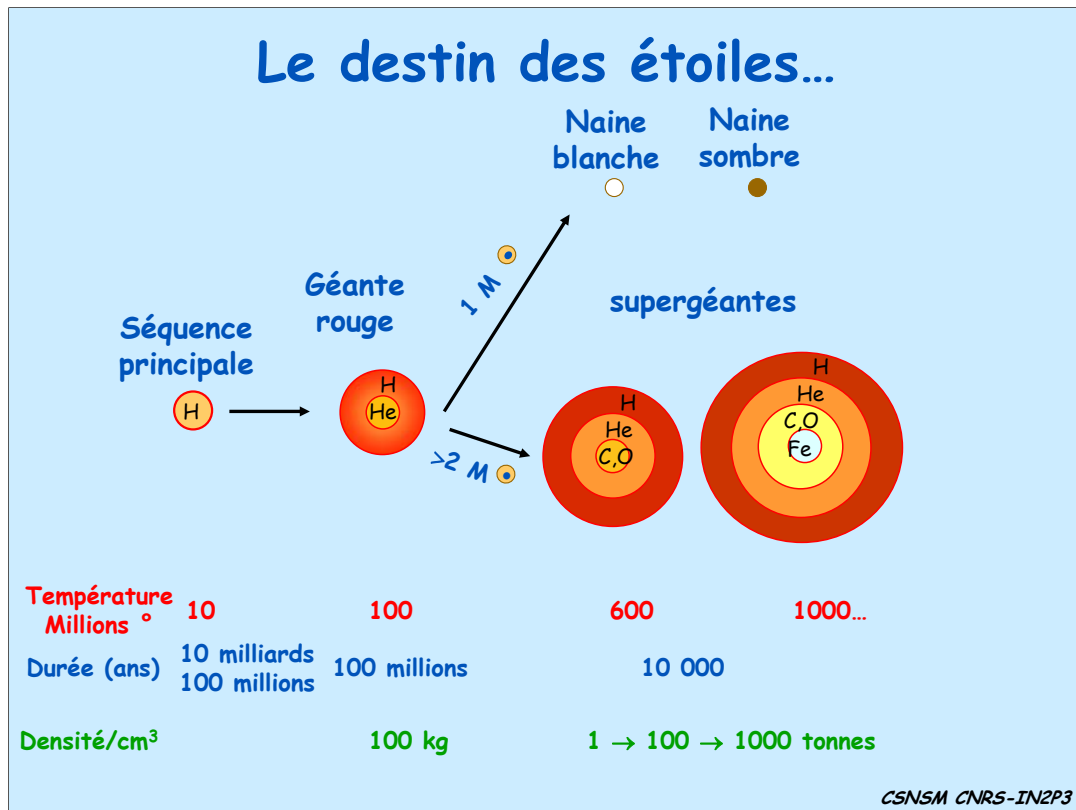
Quand son centre - le cœur, soit 10-20% de l'étoile - est devenu du fer, aucune réaction nucléaire n'est énergétiquement avantageuse. On ne peut donc pas fabriquer ainsi d'éléments plus lourds que le fer.

L'étoile se présente ainsi comme une succession de couches distinctes, riches d'éléments d'autant plus lourds qu'on va vers son centre (chaque couche est composée principalement d'un seul élément, les gradients de densité sont assez élevés pour que les couches ne se mélangent pas par convection). Cette structure en "pelure d'oignon" est atteinte d'autant plus vite que la masse de l'étoile est plus élevée.



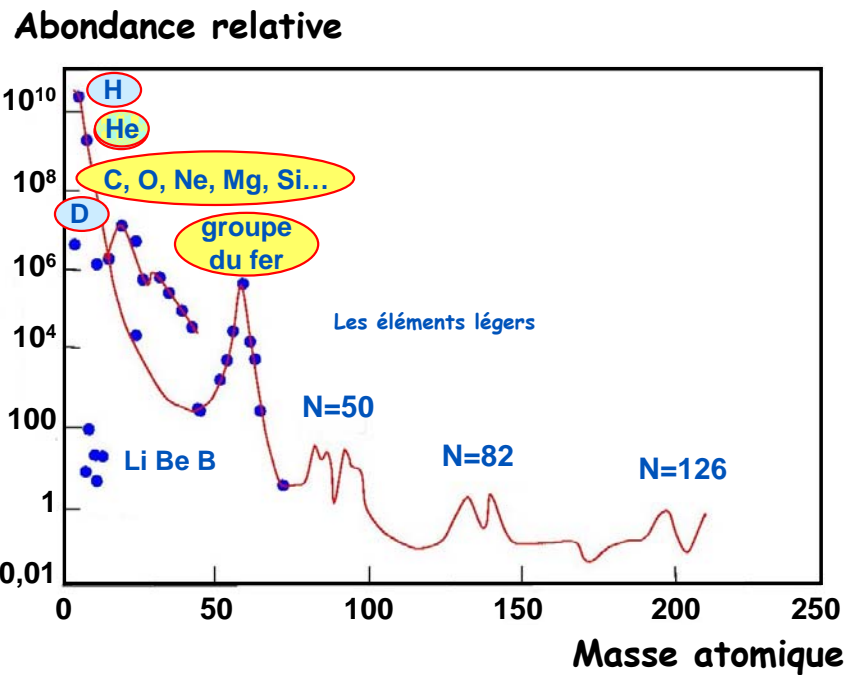
Certaines étoiles massives vont perdre une grande quantité de matière au cours des différentes étapes décrites précédemment. Du fait de leur taille, la gravitation ne suffira pas à maintenir les couches extérieures de l'étoile, en particulier lors de leur passage au stade de géantes. Suivant leur masse initiale, certaines garderont une partie de leur enveloppe d'hydrogène. D'autres pourront la perdre complètement rendant visible la couche d'hélium. Certaines perdront même tout ou partie de leur hélium.

Les étoiles de Wolf-Rayet sont de telles étoiles et leur température extérieure est très supérieure à celle des géantes ou super-géantes rouges. Elles se situent dans le diagramme de Hertzsprung-Russel dans les étoiles géantes bleues.



Si sa masse est au moins égale à deux fois celle du soleil, l'étoile continue à grossir. Son centre est de plus en plus chaud, ce qui permet de fabriquer des éléments de plus en plus lourds. Si sa masse est suffisante, elle pourra fabriquer ainsi des éléments jusqu'au fer, et cela de plus en plus rapidement. La densité au centre est alors extrêmement élevée : 100 camions de 10 tonnes dans 1 centimètre cube!

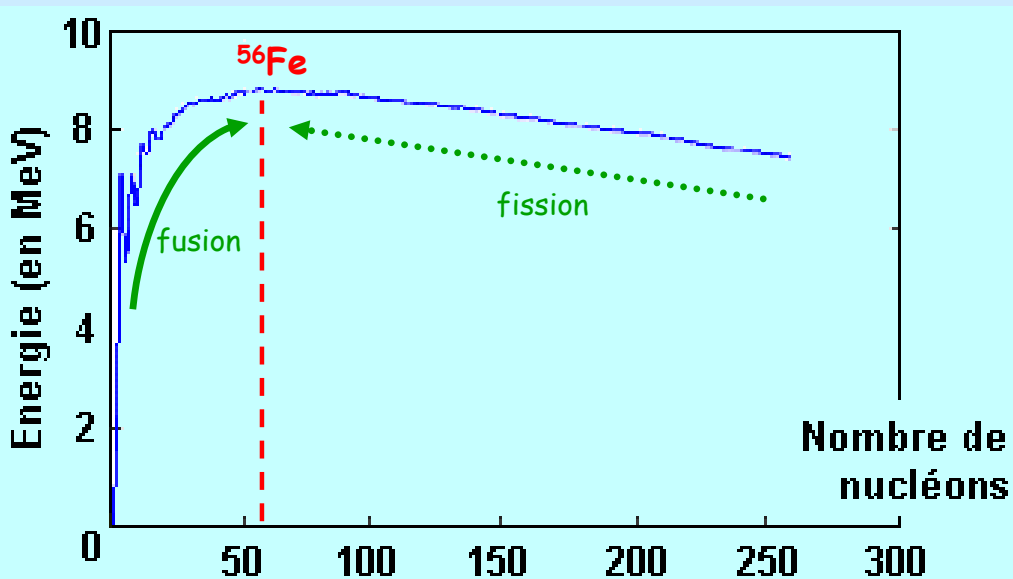
Les éléments légers



CSNSM CNRS-IN2P3

Grâce à la fusion, les éléments légers sont ainsi fabriqués jusqu'au fer. Leurs abondances respectives traduisent leur stabilité et les divers processus décrits qui permettent de comprendre cette courbe et en particulier les pics jusqu'à celui du fer.

Energie de liaison par nucléon



CSNSM CNRS-IN2P3

L'énergie de liaison d'un noyau est la différence entre la somme des masses de ses constituants et sa masse. Plus elle est grande, plus le noyau est stable. Si elle est négative, le noyau ne peut pas exister car ses constituants n'ont aucune raison de rester « collés » ensemble.

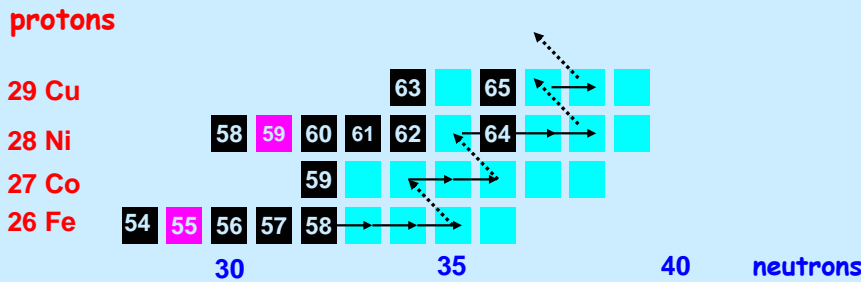
Quand on représente l'énergie de liaison par nucléon en fonction du nombre de nucléons du noyau, on voit qu'elle passe par un maximum aux alentours du fer.

Cela veut dire que la fusion de noyaux plus légers que le fer libère de l'énergie. C'est pourquoi on a pu rendre compte de la fabrication de éléments plus légers que le fer par des fusions en chaîne dans les étoiles.

Par contre la fusion de noyaux plus lourds que le fer consomme de l'énergie, et ils ne peuvent donc pas être produits par fusion dans les étoiles :

Il faut trouver d'autres processus et d'autres circonstances pour les créer. La solution de ce problème a été trouvée en 1957.

Principe de la nucléosynthèse



Il y a compétition entre

•• Capture d'un neutron $n \rightarrow$

•• Radioactivité β^-
 $n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}$

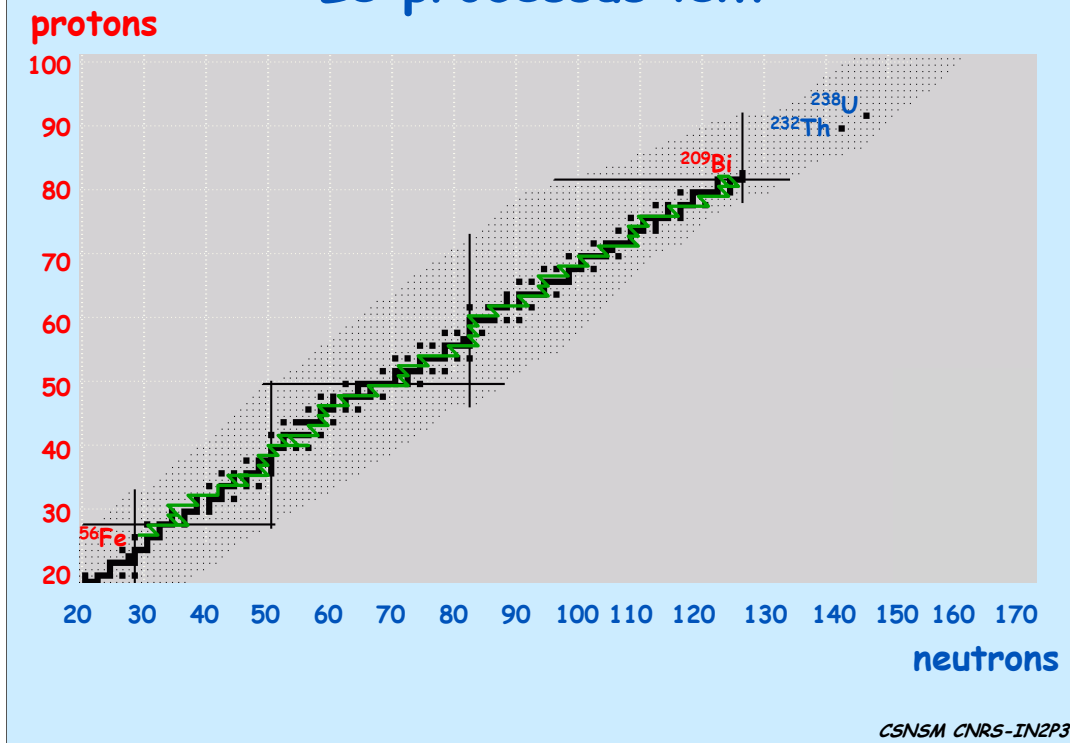
CSNSM CNRS-IN2P3

C'est parce qu'il faut vaincre la répulsion coulombienne des noyaux entre eux que les réactions de fusion nucléaire ne libèrent plus d'énergie pour les noyaux autour du fer. Par contre, les neutrons peuvent facilement être capturés par les noyaux car ils n'ont pas de charge électrique et peuvent donc facilement s'approcher du noyau.

Dans cette table, les éléments stables, en noir, sont situés comme une rivière au fond d'une vallée. Ils forment « la vallée de stabilité »; pour s'en éloigner, il faut fournir de l'énergie, que ce soit pour augmenter le nombre des protons ou celui des neutrons. Des isotopes instables sont ainsi formés, de durée de vie courte (entre la milliseconde et la seconde), qui ne demandent qu'à retourner vers le fond de la vallée (par désintégration bêta). Cela donne lieu à une compétition entre la capture de neutrons et la radioactivité bêta.

Ces isotopes instables sont appelés "exotiques". En s'éloignant encore plus de la stabilité, il n'est plus possible d'ajouter ou retrancher un nucléon sans que le noyau se désintègre immédiatement (c'est-à-dire en moins de 10^{-20} s).

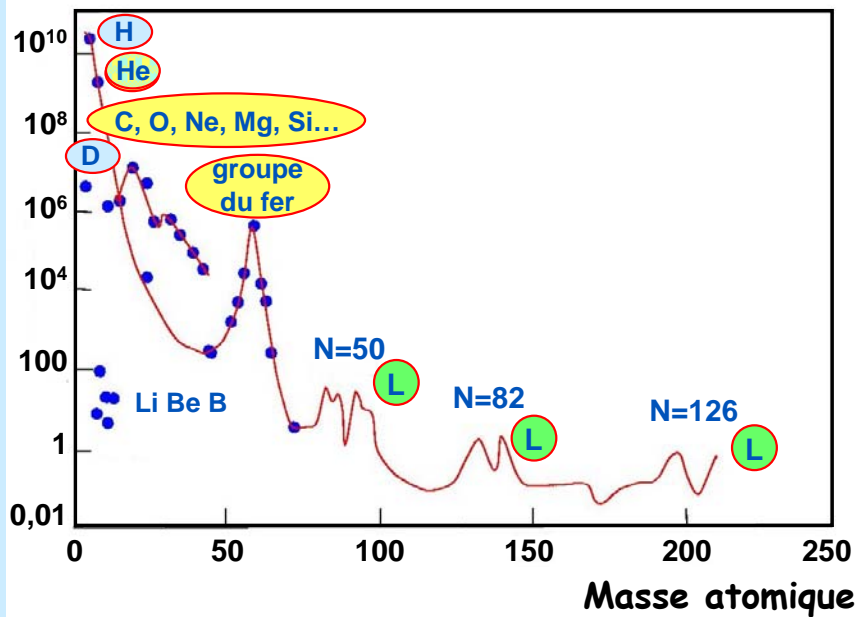
Le processus lent



Quand peu de neutrons sont disponibles, le noyau met du temps à capturer un neutron. Il ne peut en capturer que quelques uns avant de retourner vers la vallée de stabilité par radioactivité bêta. Mais, en partant du fer, il est possible de fabriquer ainsi tous les éléments jusqu'au bismuth.

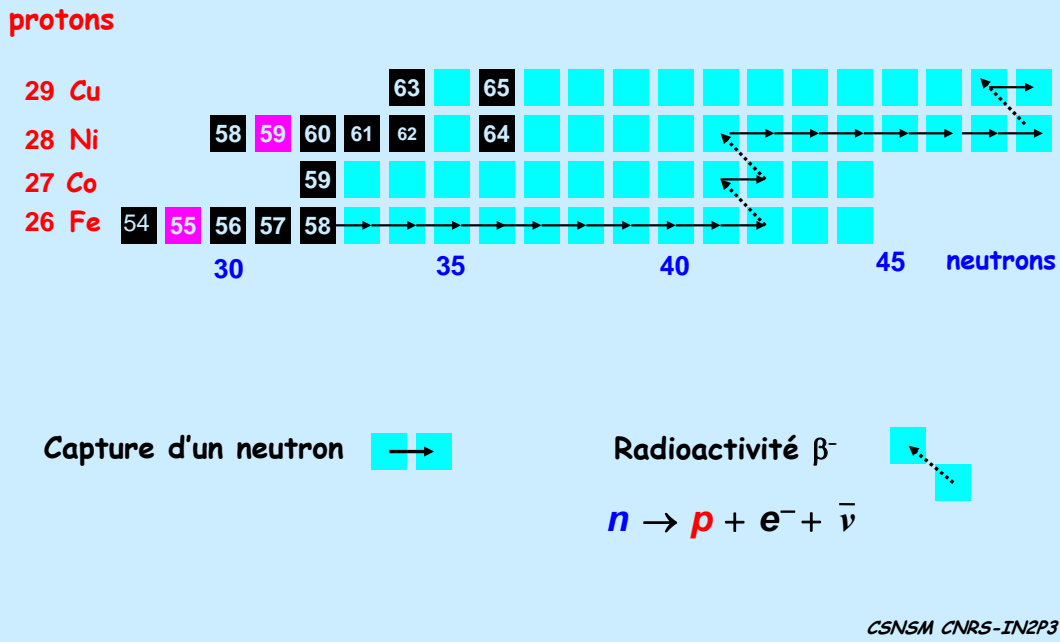
Les éléments du processus lent

Abondance relative

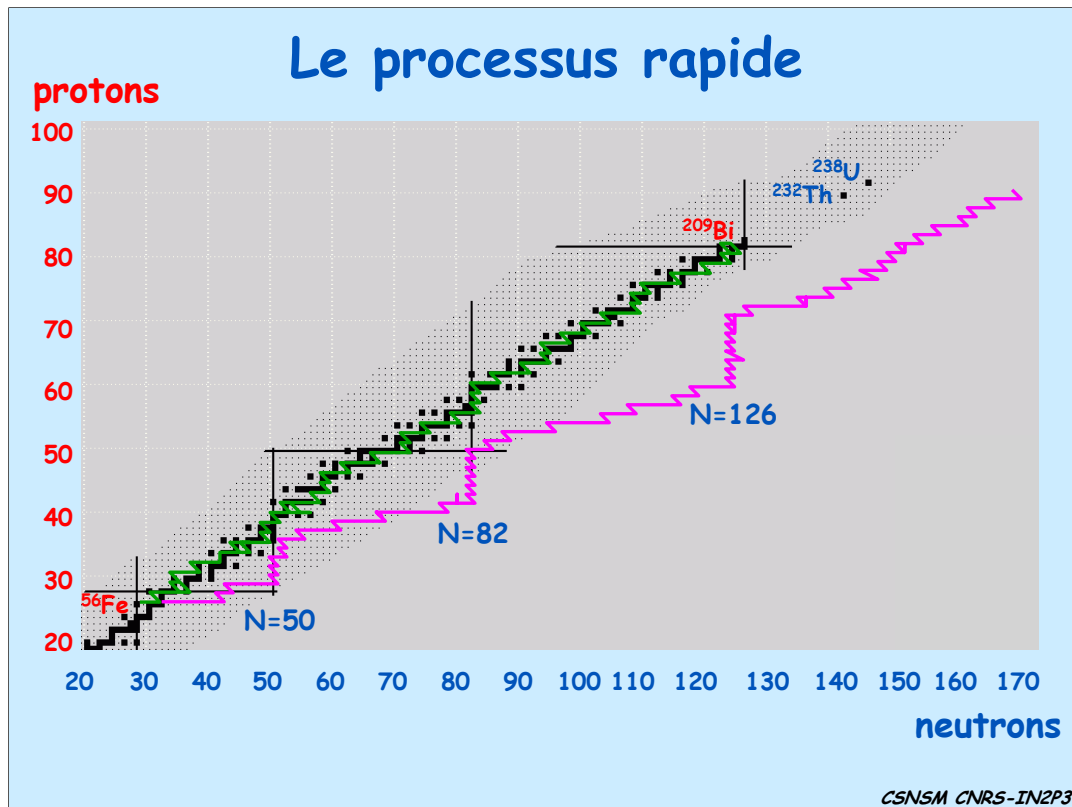


L'existence des éléments lourds est donc expliquée, ainsi que les pics de droite de la courbe d'abondance pour les noyaux à 50, 82 et 126 neutrons.

Nucléosynthèse avec beaucoup de neutrons

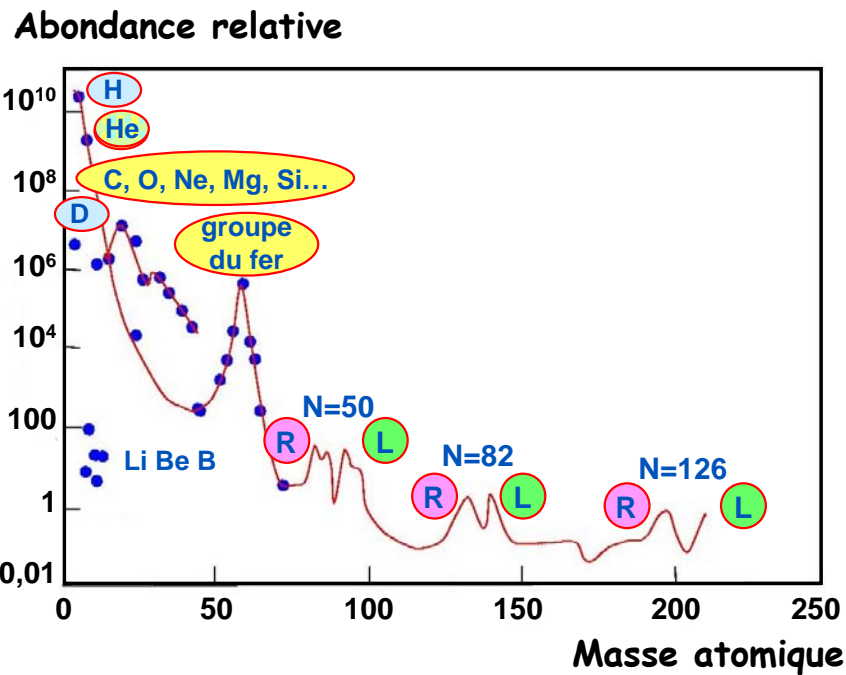


Pour expliquer les pics de gauche, il faut encore imaginer une situation un peu différente et supposer qu'il peut parfois exister une très grande densité de neutrons libres. Le noyau peut alors capturer beaucoup de neutrons en peu de temps et avant de se désintégrer par radioactivité bêta.



Ce processus est dit rapide car la capture de neutrons se fait alors très vite. Il fait intervenir des noyaux beaucoup plus éloignés de la vallée de stabilité que le processus lent. L'accumulation des noyaux pour 50, 82, 126 neutrons, clairement visible sur la courbe des abondances est directement liée aux propriétés de stabilité des noyaux présentant ces nombres de neutrons « magiques » sur lesquels s'appuie la courbe rose, chemin vraisemblable du processus rapide.

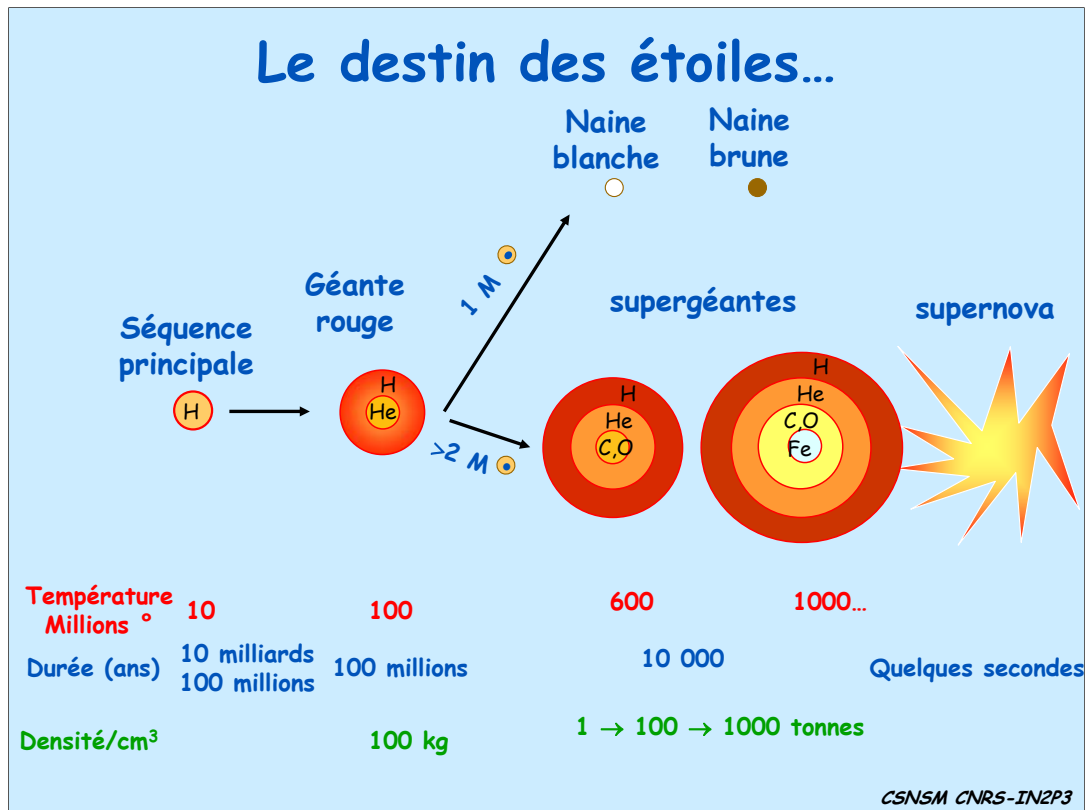
L'abondance des éléments



CSNSM CNRS-IN2P3

A ce stade, la création de l'ensemble des éléments chimiques a pu être expliquée au moins qualitativement, mais où peut-on trouver les densités de neutrons nécessaires pour ces processus de capture de neutrons ?

Si des pistes sont envisagées aucun site stellaire n'est encore certain. Il reste encore du travail de recherche pour arriver à élucider bon nombre de questions.



Reprenons l'évolution des étoiles :

L'effondrement des supergéantes s'arrête lorsque le cœur atteint une densité voisine de celle de la densité nucléaire (10^{14} g/cm³) et constitue alors un gigantesque noyau, totalement incompressible.

La matière extérieure au cœur continuant à être attirée par le cœur à des vitesses importantes, un rebond a lieu (comme un ressort très raide et comprimé qu'on lâche). Une onde de compression se dirige alors vers l'extérieur, rencontre des régions de densité moindre, qu'elle traverse comme une onde de choc. C'est le phénomène de supernova, explosion caractéristique d'une étoile massive, et qui laisse derrière lui une étoile à neutrons, ou un trou noir.

L'explosion de la supernova est un événement extrêmement rapide, qui n'excède pas la seconde. Elle libère des flux considérables de neutrons vers l'extérieur de l'étoile, ce qui doit permettre le développement du processus rapide.

Actuellement la principale question vient du fait de la complexité des processus intervenant à ce stade d'évolution de l'étoile. Aujourd'hui encore, aucune modélisation n'arrive à reproduire une explosion de supernova.

Explosion d'une supernova

© Anglo-Australian Observatory



1985

© Anglo-Australian Observatory



février 1987

CSNSM CNRS-IN2P3

Et pourtant, elles sont observées...

L'explosion d'une supernova constitue l'événement le plus violent et le plus grandiose de l'astronomie. Elle a aussi pour effet de changer la composition du matériau qui va être projeté dans l'espace (nucléosynthèse explosive), grâce au flux très important de neutrons projetés avec les couches extérieures de l'étoile qui sont éjectées.

La photo de gauche, prise en 1985 montre le grand nuage de Magellan. L'étoile indiquée par la flèche est très près de mourir...

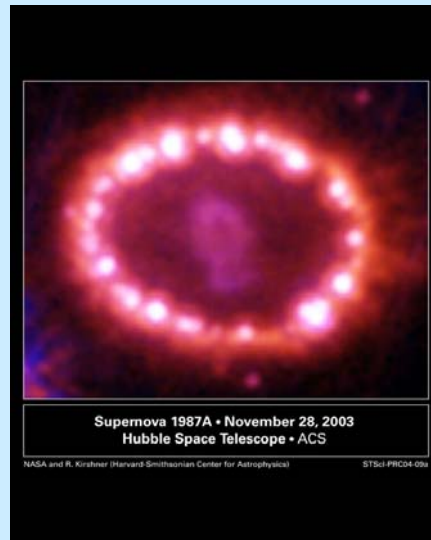
Sur la photo de droite, prise en février 1987, elle vient d'exploser en supernova. Elle s'appelle désormais SN1987A. A dire vrai, son explosion a été observée deux semaines auparavant, mais en réalité, l'événement s'est passé environ 175 000 ans plus tôt !

La supernova SN1987A



En février 1987
2 semaines après l'explosion

Il a fallu 170 000 ans
pour que la lumière nous parvienne !



En 2003

CSNSM CNRS-IN2P3

L'étoile la plus brillante de la photo de 1987 est la première supernova visible à l'œil nu depuis plus de 400 ans. La photo a été prise en février 1987, 2 semaines environ après son explosion.

Elle est dans le grand nuage de Magellan qui n'est visible que depuis l'hémisphère sud.

A droite, la photo de 2003 a été prise par le télescope spatial Hubble. On pense que l'anneau très brillant est constitué de gaz et de poussières chauffés par la supernova.

La nébuleuse du crabe

à 6000 années lumière de la terre,



l'explosion de cette supernova avait été observée en 1054

CSNSM CNRS-IN2P3

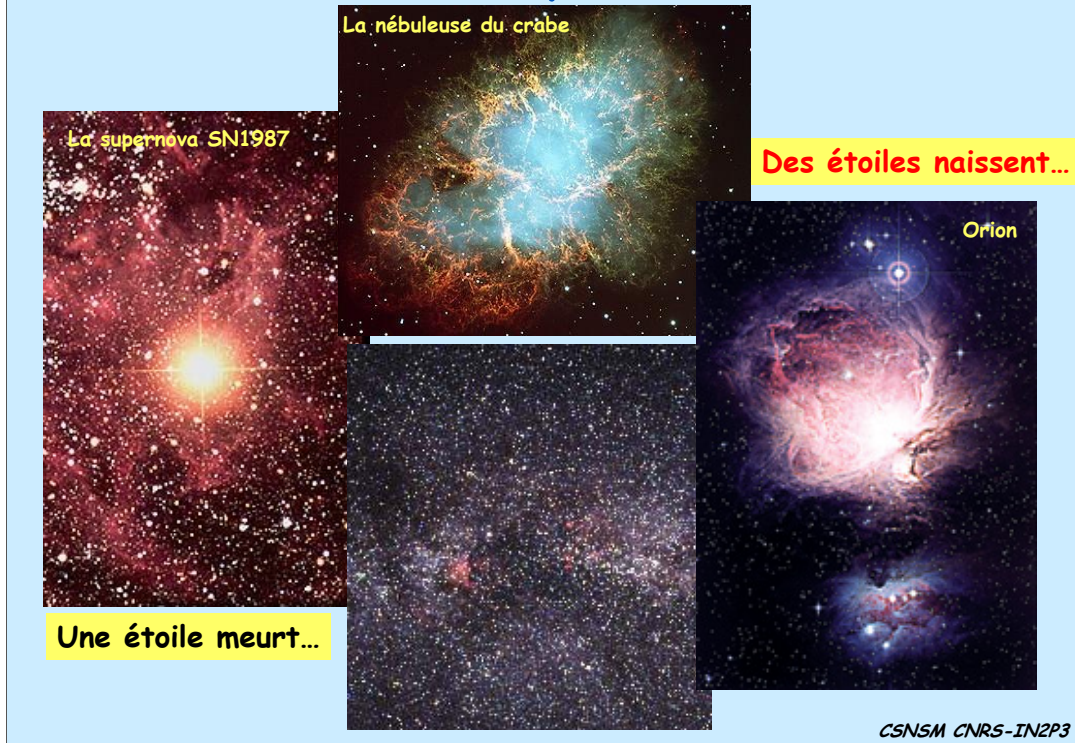
La nébuleuse du crabe (Messier 1) est à 6000 années-lumière. Il s'agit des résidus d'une explosion de supernova observée à l'œil nu depuis la terre en 1054. Au centre se trouve une étoile à neutrons qui tourne sur elle-même 30 fois par seconde.

La supernova a ainsi ensemencé en éléments relativement lourds le matériau des futures étoiles, Dans la partie extérieure d'une étoile "moyenne", les éléments allant du carbone au fer sont projetés lors du dernier effondrement, à des vitesses bien supérieures à leur vitesse de libération, dans l'espace où ils rejoignent le gaz et les poussières du milieu interstellaire. C'est à partir de ce mélange, enrichi en éléments "lourds", que de nouvelles étoiles pourront se former. Ainsi le système solaire reflète la composition du gaz interstellaire il y a environ 4,6 milliards d'années.

L'énergie ainsi libérée sous forme de lumière ou d'énergie cinétique des débris, atteint le chiffre formidable de 10^{44} Joules.

Crédit : ESO/VLT

Des étoiles meurent, d'autres naissent...



Le cycle de la vie des étoiles est ainsi bouclé dans ses grandes lignes :

Une supernova comme celle observée en 1987 signe la mort d'une étoile massive.

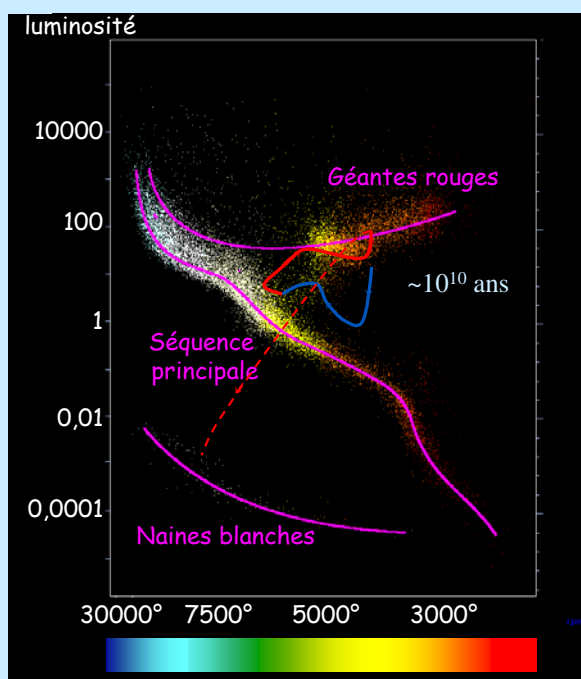
1000 ans plus tard, les résidus de la supernova qui se dispersent forment une nébuleuse comme la nébuleuse du crabe et vont semer des graines d'étoiles.

Beaucoup plus tard, une nébuleuse comme la nébuleuse d'Orion, prise ici par la sonde Hubble, illustre la présence de proto-étoiles et l'accrétion des poussières. C'est une vraie pépinière d'étoiles.

La séquence principale vit : elle s'enrichit de nouvelles étoiles alors que d'autres en sortent, dont les plus massives finiront en supernova, puis trou noir ou étoile à neutrons...

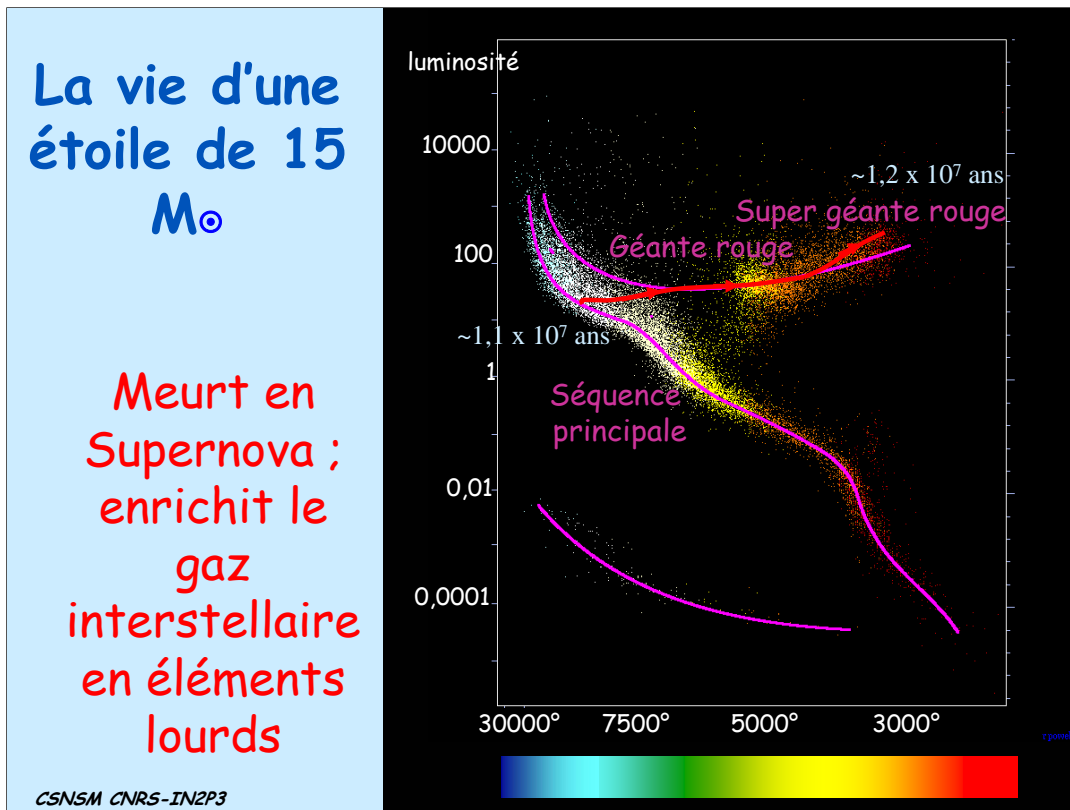
Le cycle recommence... L'univers s'enrichit lentement en éléments lourds.

La vie du soleil



CSNSM CNRS-IN2P3

Il est donc possible maintenant d'imaginer aussi quelle fut la vie passée du soleil qui est indiquée en bleu... Et quel sera son futur, en rouge.



De même pour la vie à venir d'une étoile de 15 masses solaires de la séquence principale (en rouge).

La vie des étoiles nous permet également de comprendre la formation des éléments. En résumé :

nucléosynthèse primordiale (big-bang) :

$D, {}^3\text{He}, {}^4\text{He}$, très peu ${}^7\text{Li}$

fusion de l'hydrogène dans les étoiles :

${}^4\text{He}$

fusion de l'hélium dans les géantes rouges :

C et O

fusion du carbone et de l'oxygène dans les supergéantes :

Ne, Na, Mg, Si

fusion du silicium dans les supernovae :

Fe, Co, Ni

capture lente de neutrons dans les géantes rouges :

Cu, Zn, Pb

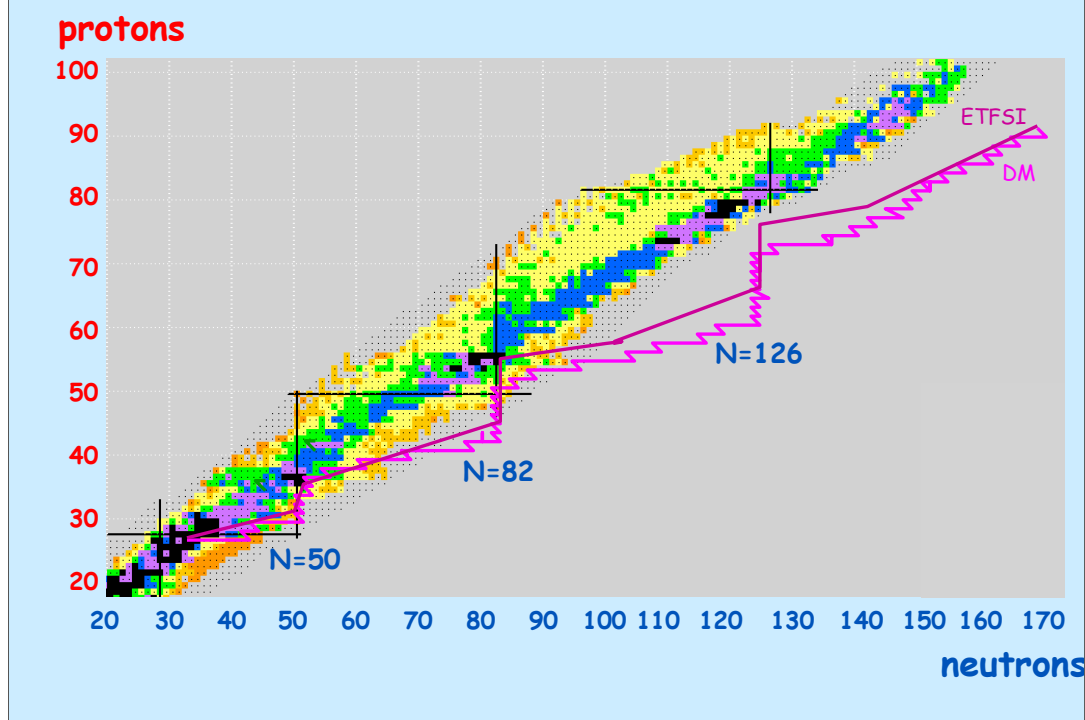
capture rapide de neutrons dans les supernovae :

Au, Pt, U

spallation noyaux rapides :

Li, Be, B

Le processus rapide



Sur la carte des noyaux, on a mis en couleur tous les noyaux dont on a mesuré la masse.

Le calcul du processus rapide a besoin de données sur les masses et les demi-vies. On voit sur la carte qu'il manque beaucoup de données expérimentales sur des noyaux très éloignés des noyaux stables, et qu'on n'a pas encore réussi à fabriquer.

Il faut alors faire appel à des modèles de noyaux pour prédire les masses inconnues. Sur la carte, les résultats de deux modèles différents sont représentés : selon le modèle utilisé, le processus r peut être assez différent.

Il est donc essentiel de mesurer la masse de noyaux très exotiques, mais la précision nécessaire est de l'ordre du dix-millionième : un gramme sur un camion de 10 tonnes.

Ce que les physiciens étudient au CSNSM



CSNSM

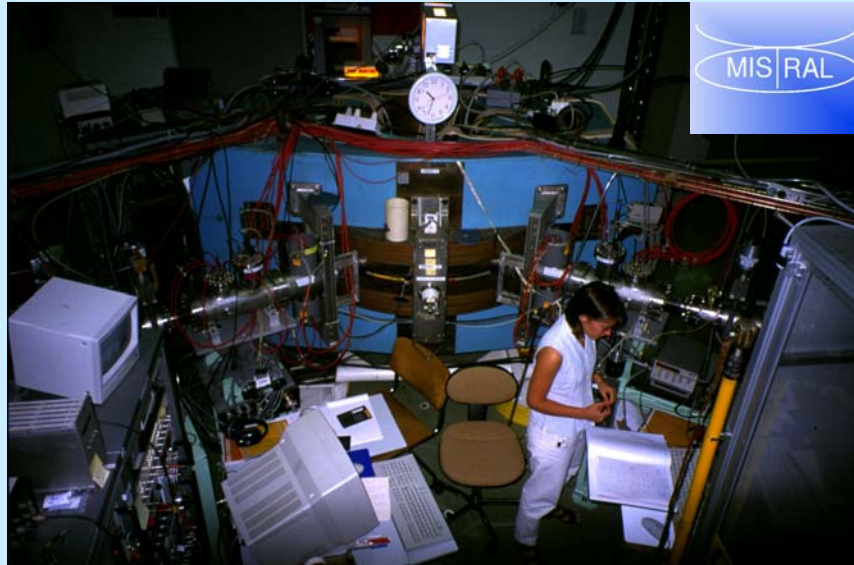
Centre de Spectrométrie Nucléaire et de Spectrométrie de Masse
CNRS-IN2P3 et Université Paris-Sud

CSNSM CNRS-IN2P3

Les domaines de recherche au CSNSM sont assez variés et vont de l'étude des propriétés des matériaux à celles des interactions fondamentales en passant par la mesure des masses des noyaux exotiques. Elles couvrent également différents domaines en astrophysique : nucléosynthèse primordiale et stellaire; étude des rayonnements gamma (rayonnement analogue aux rayons X, mais plus énergétique) émis par les étoiles ou par le milieu interstellaire; étude des micrométéorites;

L'expérience MISTRAL au CERN

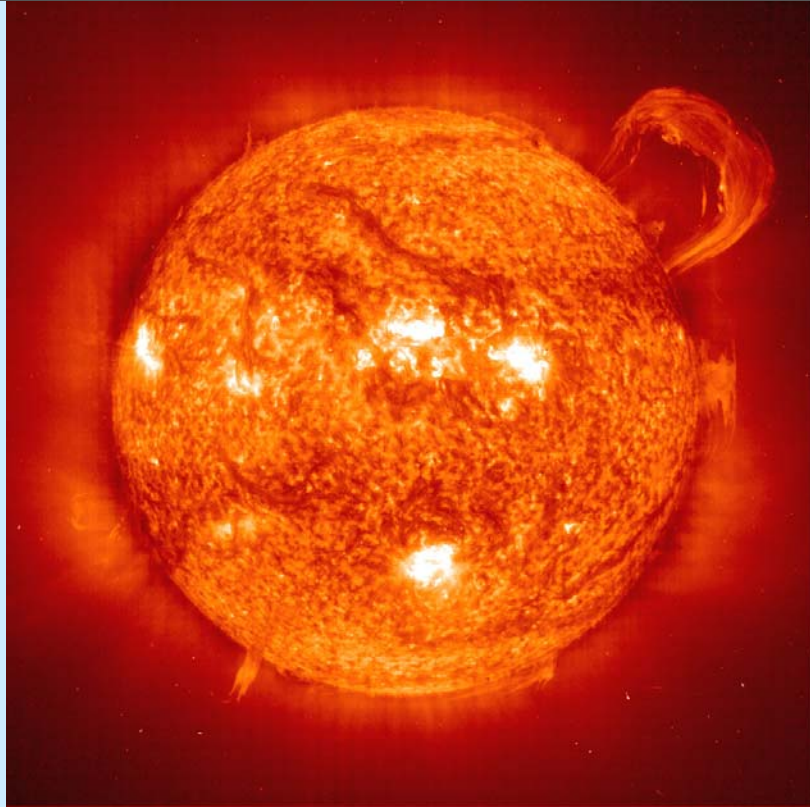
Mesures de masses à quelques 10 millionièmes près
Pour des noyaux de demi-vie de quelques millisecondes



L'expérience Mistral au CERN essaie de répondre au besoin de données sur les masses des noyaux exotiques. Cette expérience est installée au CERN (organisation européenne pour la recherche), près de Genève. Les ions radioactifs produits par un accélérateur de particules sont séparés en masse et envoyés dans le spectromètre MISTRAL. La masse est déterminée en mesurant la fréquence de rotation dans le champ magnétique (sur la photo, on voit l'aimant créant ce champ en bleu).

MISTRAL a été construit au laboratoire, puis installé au CERN. Les données enregistrées au CERN sont ensuite analysées au laboratoire.

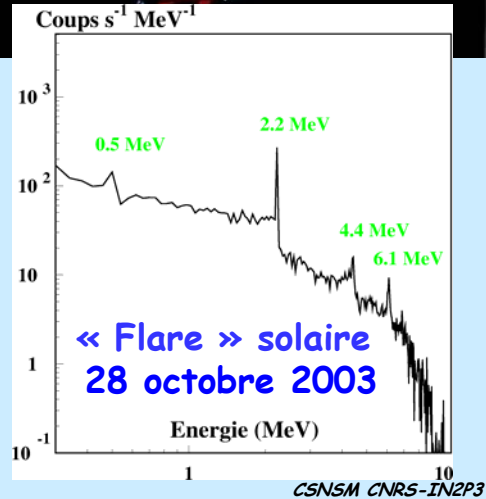
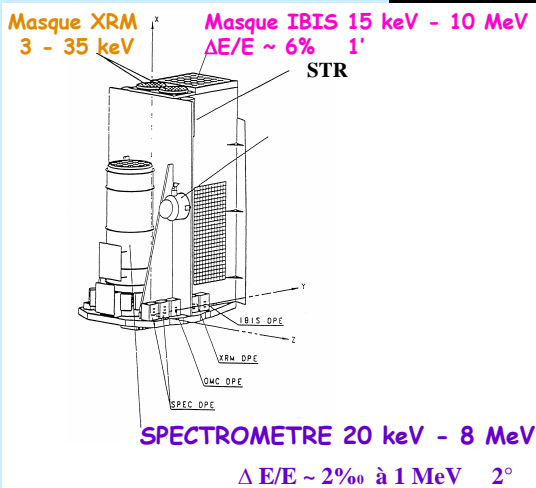
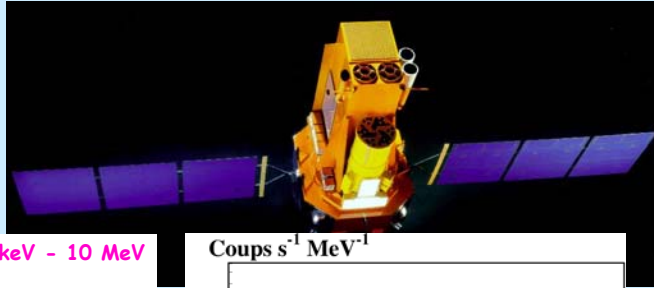
Le Soleil vu par SOHO



Cette image du soleil a été prise par le satellite SOHO. Les tâches claires révèlent des « flares » qui sont de grandes éruptions. Elles émettent des rayonnements gamma. Une équipe du CSNSM travaille sur la compréhension de ces émissions.

Etude du soleil avec Integral

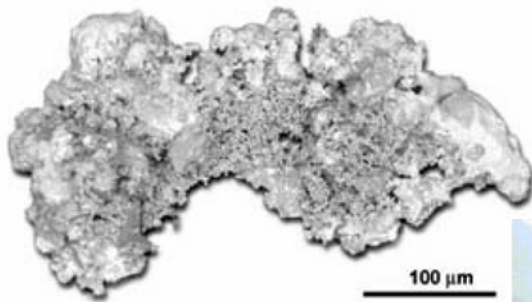
Le satellite
INTEGRAL
mis sur orbite fin
2002



Le satellite INTEGRAL a été mis sur orbite en 2002. Le laboratoire avait participé à son étalonnage. Depuis 2002, il envoie des mesures du rayonnement gamma émis par différents sites. Certaines sont analysées au laboratoire.

Bien que le soleil n'ait pas été dans son champ de vision, le spectromètre gamma d'Integral, SPI, a enregistré des spectres de la très puissante éruption solaire du 28 octobre 2003.

Collecte et étude de micrométéorites



CSNSM CNRS-IN2P3

Une autre équipe étudie les micrométéorites.

On a vu au début un morceau de 2 tonnes de la météorite d'Allende. Ici, au contraire, ces météorites ont une dimension de moins d'un millimètre, mais elles sont arrivées sur terre sans être altérées.

Pour collecter les grosses météorites, qui sont souvent noires, on va souvent dans les déserts de sable clair.

Pour les micrométéorites, il faut être dans un environnement comportant très peu de poussières : les glaces des pôles correspondent à cette requête. Il est possible d'y collecter des poussières dont plus de la moitié sont extraterrestres.

Sur la photo, des chercheurs du laboratoire font une telle collecte dans l'antarctique. Les micrométéorites sont ensuite étudiées au laboratoire.

Et ce n'est pas tout...

La vie des étoiles n'a été décrite que pour des étoiles isolées.

Les systèmes binaires sont très nombreux...

Novae; autres supernovae; sursauts gamma...

CSNSM CNRS-IN2P3

Au cours de cet exposé, des grandes lignes de la vie des étoiles et de leur importance quant à la fabrication des éléments ont été décrites. Tout n'a pas pu être abordé, en particulier les systèmes binaires qui peuvent donner naissance à des novae, d'autres supernovae ou même des sursauts gamma...



Quelques sites web sur les métiers scientifiques

<http://www.sg.cnrs.fr/drh/publi/pdf/CNRS-metiers.pdf>

<http://www.sg.cnrs.fr/drh/publi/pdf/CNRS-metiers-fiches.pdf>

http://www.int-evry.fr/femmes_et_sciences/diaporama/Fillesetgarcons.htm

<http://www.elles-en-sciences.org/home.php>

La supernova SN1987A



En février 1987
2 semaines après l'explosion

Il a fallu 170 000 ans
pour que la lumière nous parvienne !



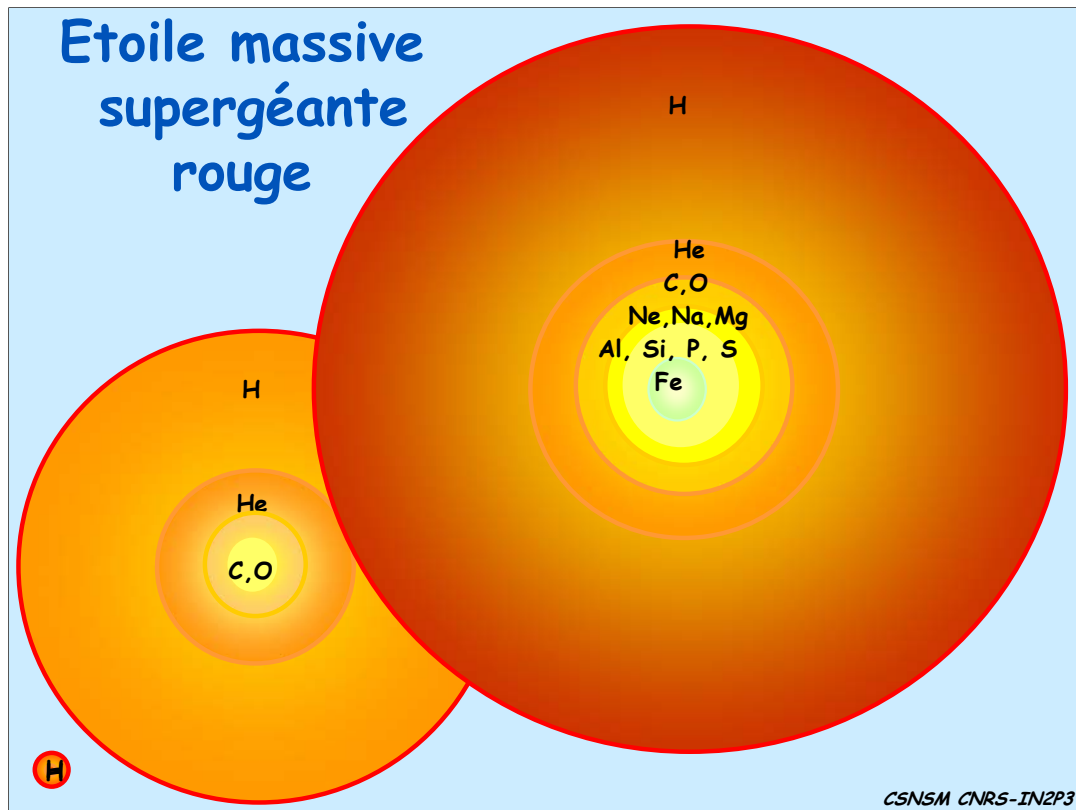
En 1994

CSNSM CNRS-IN2P3

L'étoile la plus brillante de la photo de 1987 est la première supernova visible à l'œil nu depuis plus de 400 ans. La photo a été prise en février 1987, 2 semaines environ après son explosion.

Elle est dans le grand nuage de Magellan qui n'est visible que depuis l'hémisphère sud.

La photo de 1994, prise par le télescope spatial Hubble, montre la supernova, au centre de la photo (les deux étoiles brillantes ne sont pas associées à la supernova). On pense que l'anneau jaune, très brillant, est du gaz et de la poussière chauffés par la supernova. Les deux grands anneaux paraissent associés à la supernova, mais ne sont pas encore bien compris actuellement.



Chaque étape produit de nouveaux éléments, plus stables, et de numéros atomiques plus élevés. Quand un combustible est épuisé, l'étoile s'effondre sur elle-même. Nouvelle compression, et nouvel échauffement se succèdent de plus en plus rapidement. L'élévation de température a deux effets : d'une part, dissocier les noyaux formés les plus fragiles, d'autre part, initier la fusion de noyaux de numéro atomique plus élevé, dont la répulsion coulombienne est de plus en plus forte.

Quand son centre - le coeur, soit 10-20% de l'étoile - est devenu du fer, aucune réaction nucléaire n'est énergétiquement avantageuse. On ne peut donc pas fabriquer ainsi d'éléments plus lourds que le fer.

L'étoile se présente ainsi comme une succession de couches distinctes, riches d'éléments d'autant plus lourds qu'on va vers son centre (chaque couche est composée principalement d'un seul élément, les gradients de densité sont assez élevés pour que les couches ne se mélangent pas par convection). Cette structure en "pelure d'oignon" est atteinte d'autant plus vite que la masse de l'étoile est plus élevée.