Définition d'une étoile

Objet :

gazeux (H,He)
ionisé (≈ gaz parfait)
compact
autogravitant
en équilibre (...)
suffisamment massif

- ⊙ **Soleil** :

$M = 2\ 10^{30}$ kg

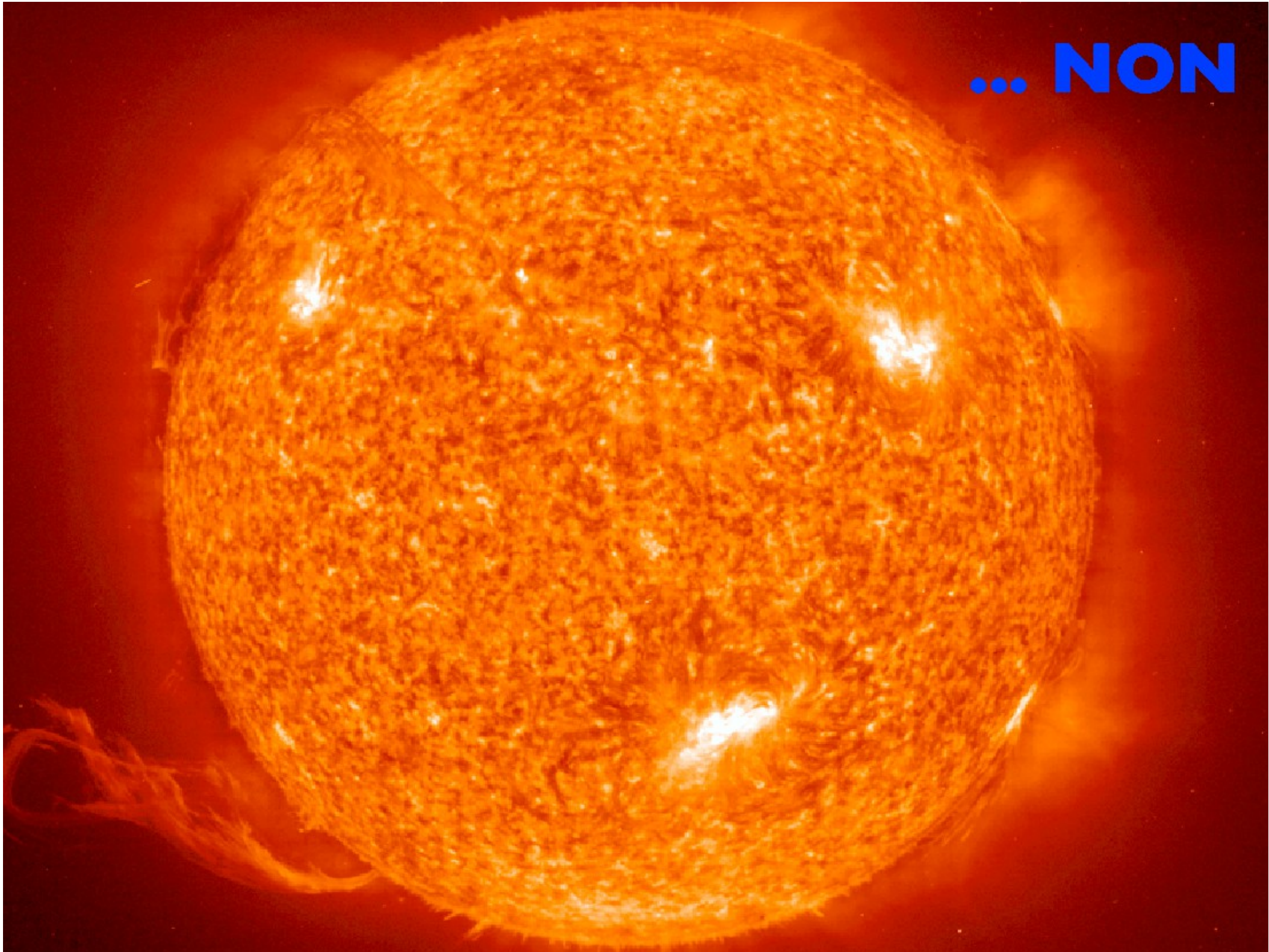
$T_{surf} = 6000$ K

$L = 4\ 10^{26}$ W

$R = 7\ 10^{8}$ m

$\overline{\rho} = 1400$ kg/m^3

Une étoile est-elle une boule de billard ?


... NON


Des étoiles de toutes les couleurs ...

Luminosité : mesure de flux : Magnitudes

$F = L/4\pi R^2$

Magnitude

Relative $m_1 - m_2 = -2.5 \log(F_1/F_2) \quad \forall \nu$

Calibrée $m = -2.5 \log(F/F_o) \quad (\nu_o)$

Absolue (% 10pc) $M = m - 5 \log D_{pc} - 5$ [Module de distance]

Solaire : $M_\odot = 4.83$ cephéides

La vie turbulente des étoiles

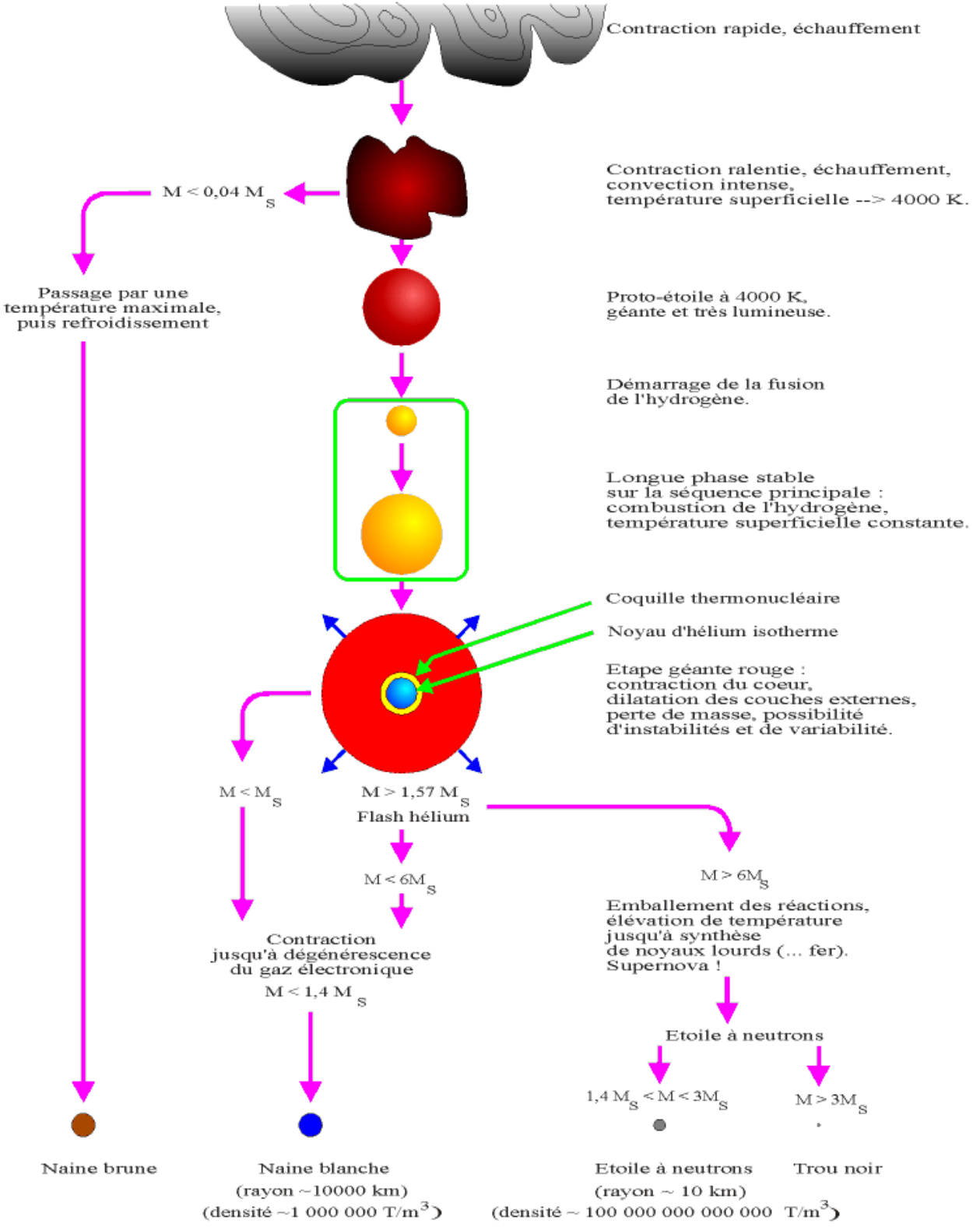
Toutes les étoiles sont comme nous : elles naissent, vivent et meurent.

- Notre Soleil a par exemple une durée de vie estimée de l'ordre de 10 milliards d'années.
- Toute la vie et la mort d'une étoile est conditionnée par sa masse initiale. Sa composition n'interviendra que très peu dans le déroulement de sa vie.
- Il existe un grand nombre de types d'étoiles:

Leur masse peut varier entre 1/10ème et 50 fois celle du Soleil ; leur taille entre 1/400ème et 1000 fois, et leur température de surface entre 2000 et 50.000 degrés.

Pour une étoile, sa naissance commence dans un nuage de gaz. Dans sa petite enfance, on l'appelle une protoétoile, puis elle passe la plus grande partie de sa vie dans la séquence principale. A la fin de celle-ci, elle finit par s'enfler démesurément en une géante rouge, pour mourir sous la forme d'une naine blanche, d'une étoile à neutrons ou d'un trou noir.

Mais, par la suite, aparait une nouvelle génération d'étoiles ...


Contraction rapide, échauffement
Contraction ralentie, échauffement,
convection intense,
température superficielle --> 4000 K.
M < 0,04 M S
Passage par une
température maximale,
puis refroidissement
Proto-étoile à 4000 K,
géante et très lumineuse.
Démarrage de la fusion
de l'hydrogène.
Longue phase stable
sur la séquence principale :
combustion de l'hydrogène,
température superficielle constante.
Coquille thermonucléaire
Noyau d'hélium isotherme
Etape géante rouge :
contraction du coeur,
dilatation des couches externes,
perte de masse, possibilité
d'instabilités et de variabilité.
M < M S
M > 1,57 M S
Flash hélium
M > 6M S
M < 6M S
Emballement des réactions,
élévation de température
jusqu'à synthèse
de noyaux lourds (... fer).
Supernova !
Contraction
jusqu'à dégénérescence
du gaz électronique
M < 1,4 M S
Etoile à neutrons
1,4 M S < M < 3M S
M > 3M S
Naine brune
Naine blanche
(rayon ~10000 km)
(densité ~1 000 000 T/m3)
Etoile à neutrons
(rayon ~ 10 km)
(densité ~ 100 000 000 000 000 T/m3)
Trou noir

La naissance d'étoiles

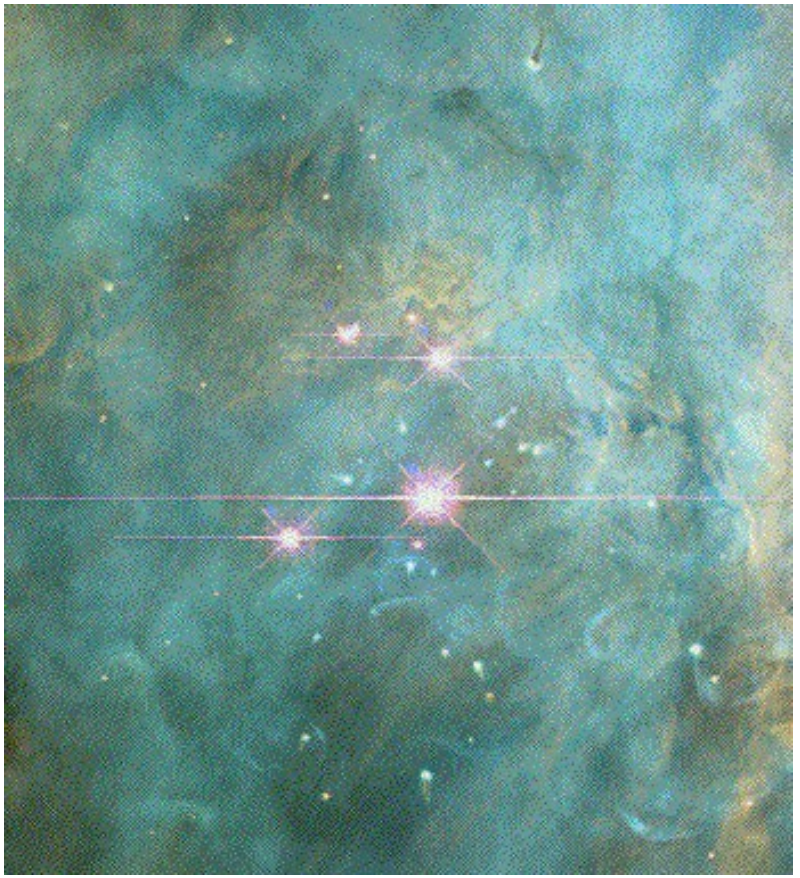
Les étoiles naissent dans un Nuage moléculaire...

Nuage moléculaire ?

- Un nuage dense de gaz et de poussières
- Très froid ~ 15 K (-258˚C)
- Formation de molécules plus ou moins complexes (H2, CO,...)
- Masse totale comprise entre 100.000 et quelques millions de masses solaires
- Exemple proche: Nébuleuse d'Orion, M42

Un exemple proche se trouve dans la nébuleuse d'Orion : M42 n'est qu'à 1500 années lumière de nous. Le nuage est illuminé par la lumière ultraviolette en provenance des quatre étoiles géantes du Trapèze.

Un tel nuage est un site de formation d'étoiles.



9. Star formation

- Stars form everywhere and at any time in the universe, where and when cool gas exists.
- Oldest stars are as old as galaxies.
- In our vicinity molecular clouds are the sites of star formation.

(Problem: How to form star clusters, when massive stars release energy, heat their mature cloud and regulate SF itself?)

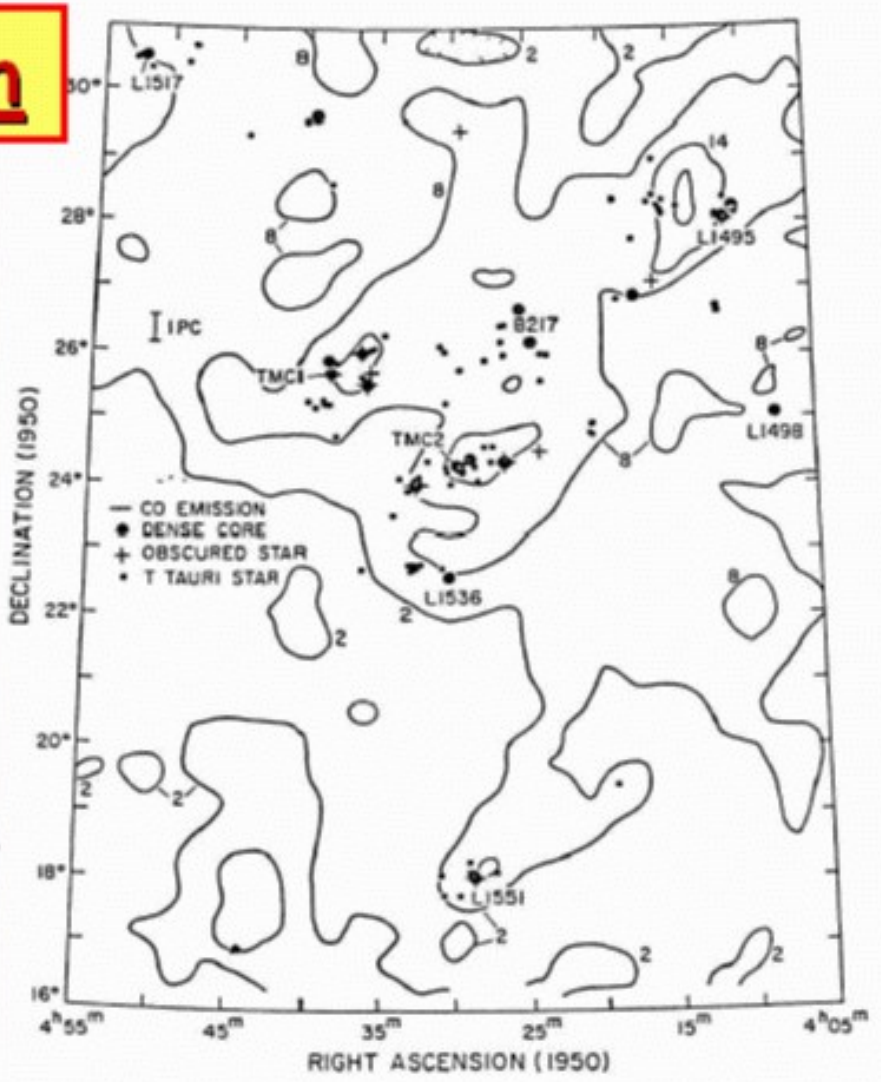
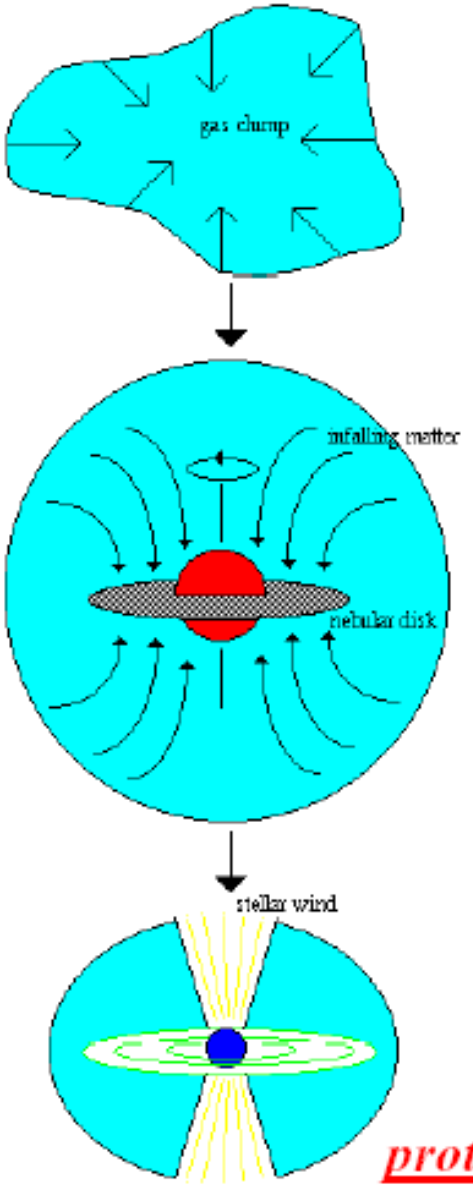


Figure 2 CO contour map of the Taurus molecular cloud with positions of dense NH_3 cores, embedded infrared sources, and visible T Tauri stars (from Myers 1986).

9.2. Protostar Formation

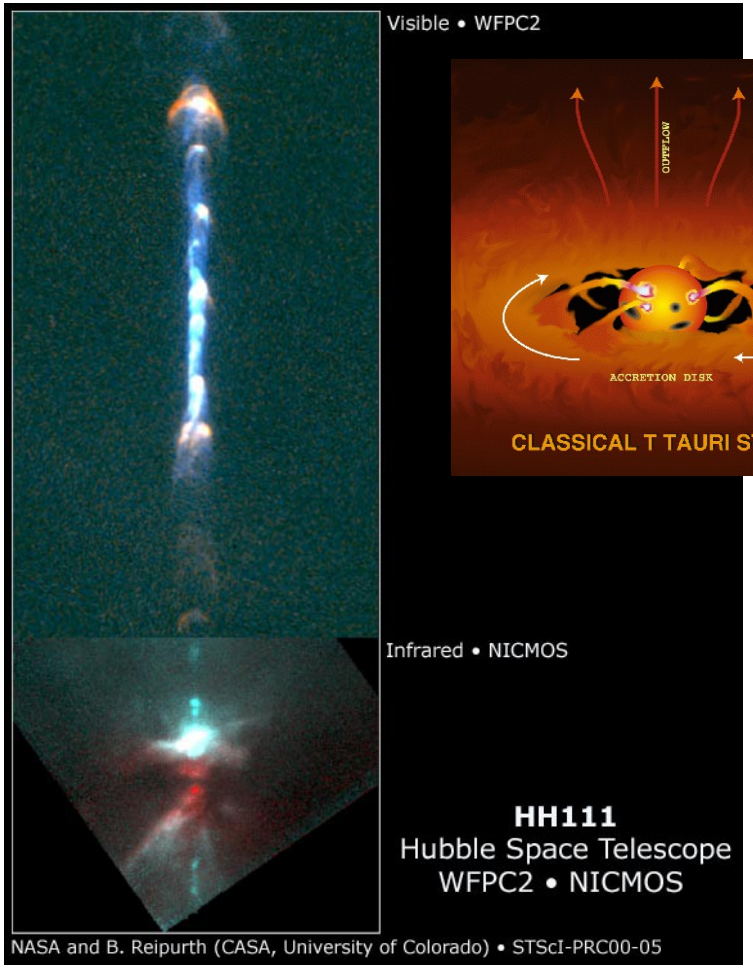


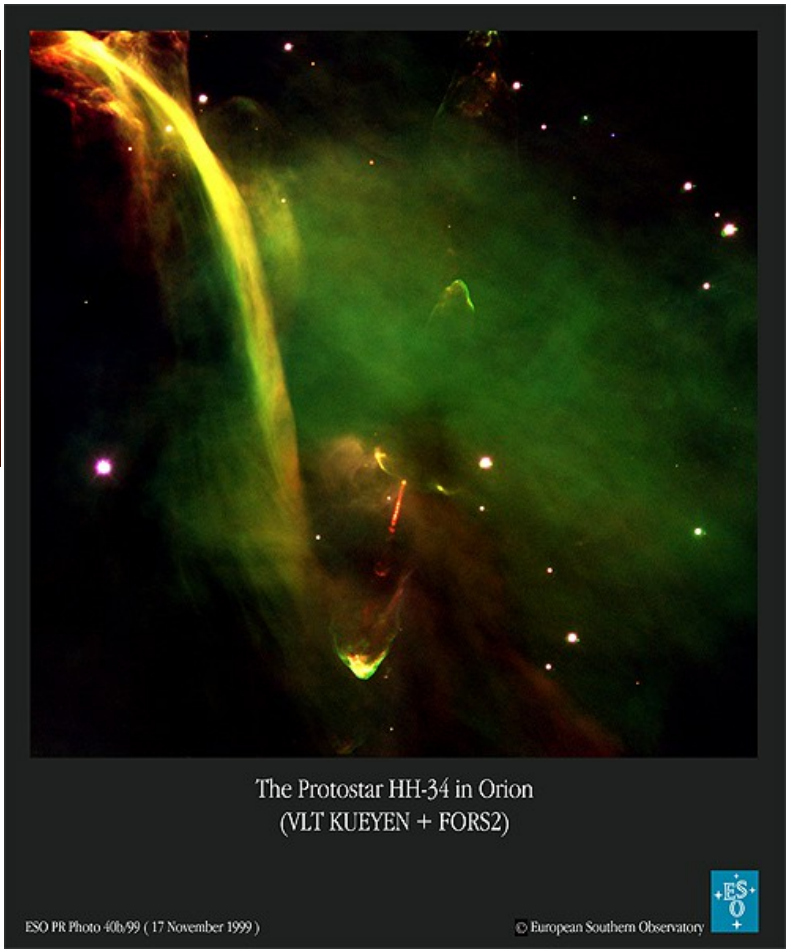
A dense gas clump breaks off from molecular cloud and collapses Angular momentum turns the irregular clump into a rotating disk

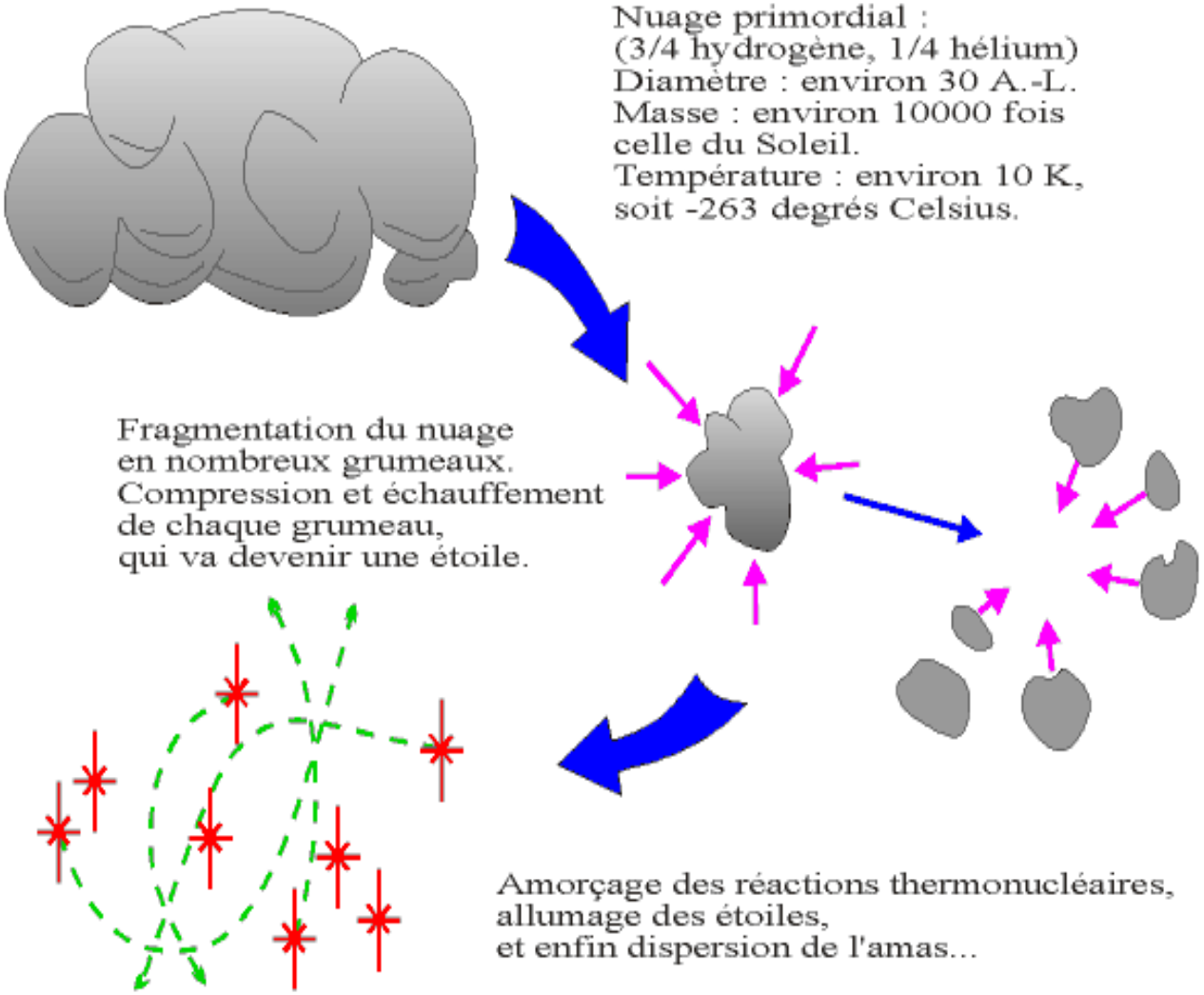
The central region is denser and forms into a protostar, the nebular disk forms slower to become a planetary system. Infalling matter increases the size of the protostar by a factor of 100

Infall is stopped when the protostar begins thermonuclear fusion and produces a strong stellar wind

protostellar outflows and jets


Visible • WFPC2
OUTFLOW
ACCRETION DISK
CLASSICAL T TAURI STAR
Infrared • NICMOS
HH111
Hubble Space Telescope
WFPC2 • NICMOS
NASA and B. Reipurth (CASA, University of Colorado) • STScI-PRC00-05


The Protostar HH-34 in Orion
(VLT KUEYEN + FORS2)
ESO PR Photo 40b/99 (17 November 1999)
© European Southern Observatory

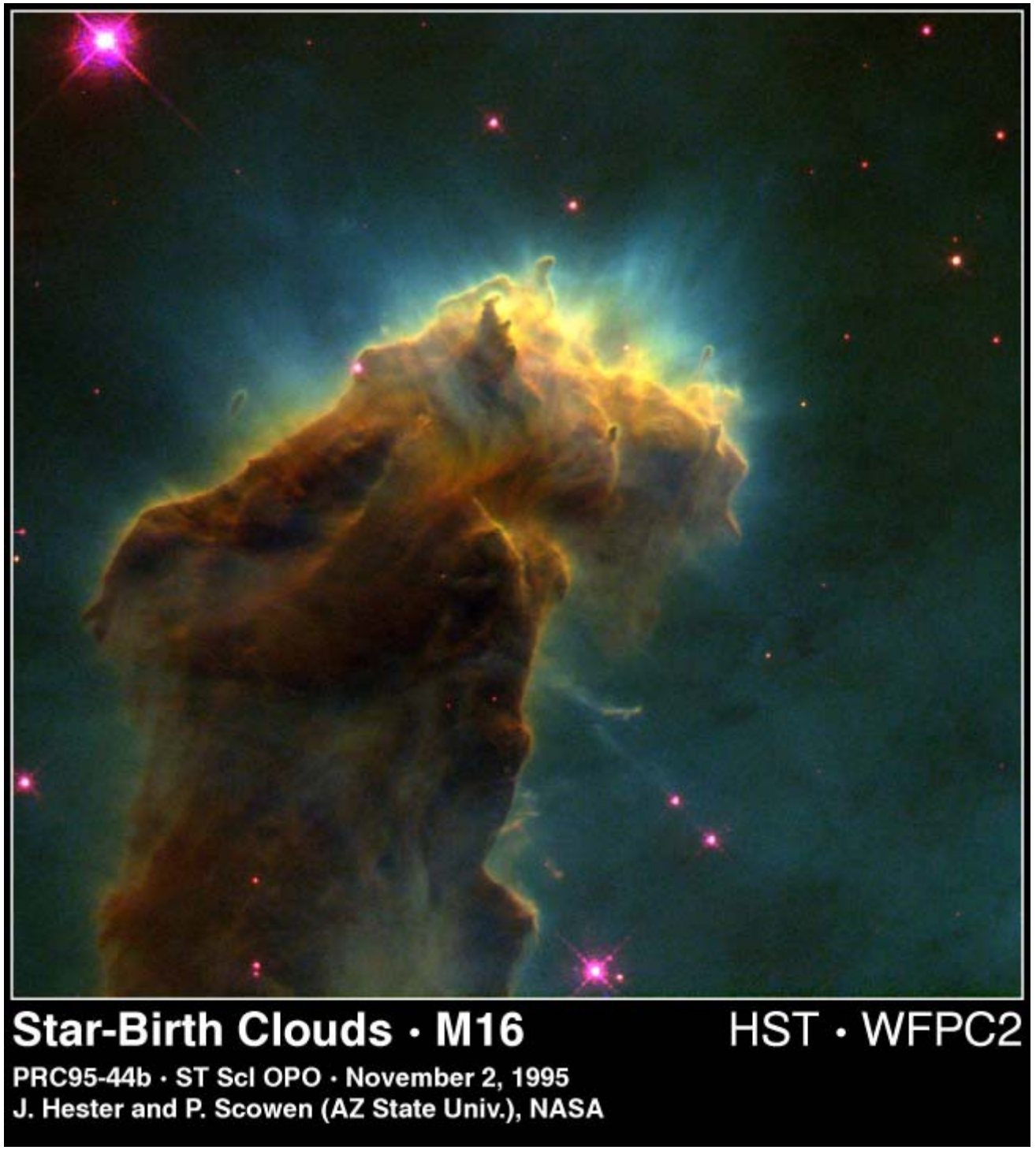

Nuage primordial :
(3/4 hydrogène, 1/4 hélium)
Diamètre : environ 30 A.-L.
Masse : environ 10000 fois
celle du Soleil.
Température : environ 10 K,
soit -263 degrés Celsius.
Fragmentation du nuage
en nombreux grumeaux.
Compression et échauffement
de chaque grumeau,
qui va devenir une étoile.
Amorçage des réactions thermonucléaires,
allumage des étoiles,
et enfin dispersion de l'amas...

La naissance d'étoiles

Les étoiles naissent si...

- Certaines zones très froides du nuage moléculaire se condensent
- Onde de choc traverse le nuage moléculaire (super-novae, vent stellaire)

- Zone de formation = protoétoile
- Protoétoile = zone à très haute densité dans le nuage moléculaire
- Exemple de protoétoile: M16, la nébuleuse de l'Aigle, dans le Serpent.



Un autre exemple de nuage, site de
formation d'étoiles :M16, la nébuleuse de l'Aigle,
dans la constellation du Serpent.

La naissance d'étoiles

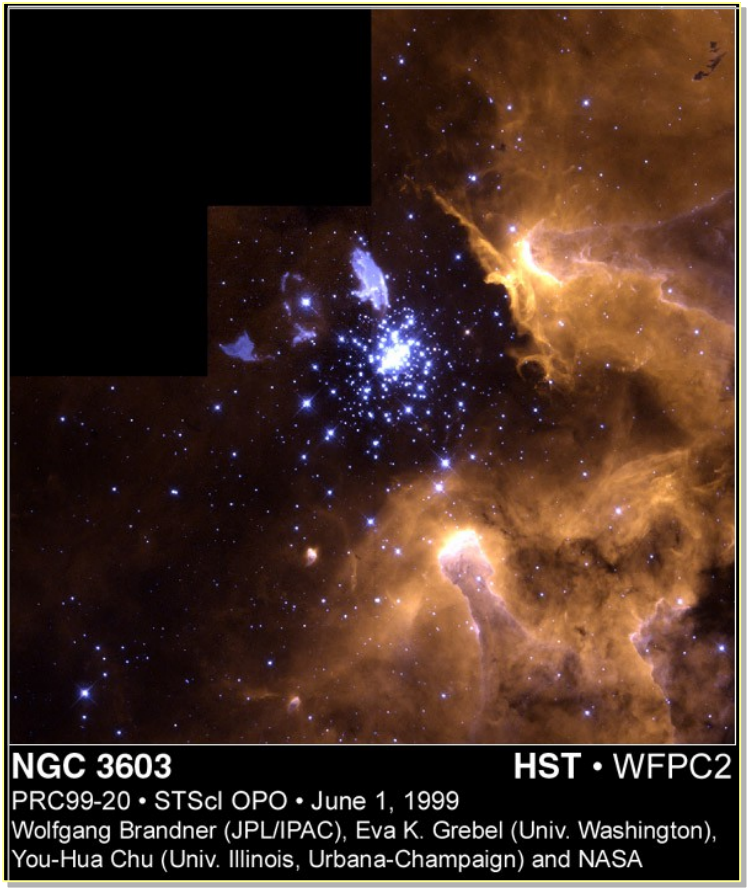
Les étoiles naissent si...et puis ...

- Réchauffement et condensation du gaz dans la protoétoile
- Emission de radiations dans les micro-ondes et l'infra-rouge
- Bloquage du rayonnement par la poussière du nuage moléculaire
  - Etoile en formation = invisible par observation directe mais possible en infrarouge
- Exemple de région de formation d'étoiles: RCW38



Image infrarouge de RCW38, une région de formation d'étoiles fortement obscurcie par les nuages de poussière.

C'est le nuage lui-même qui réémet en infrarouge la lumière des protoétoiles.



NGC 3603 **HST** • WFPC2

PRC99-20 • STScI OPO • June 1, 1999

Wolfgang Brandner (JPL/IPAC), Eva K. Grebel (Univ. Washington), You-Hua Chu (Univ. Illinois, Urbana-Champaign) and NASA

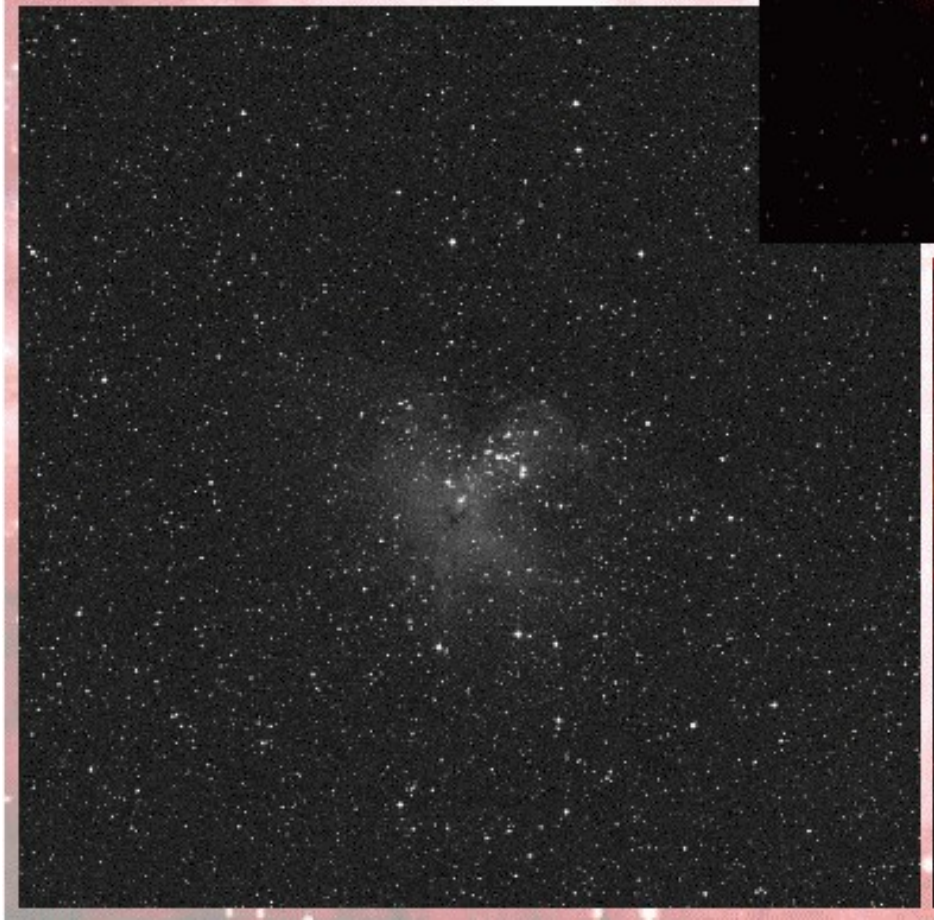


Starburst Region NGC 3603 (VLT ANTU + ISAAC)

ESO PR Photo 38a/99 (13 October 1999)

© European Southern Observatory

Eagle Nebula = M16





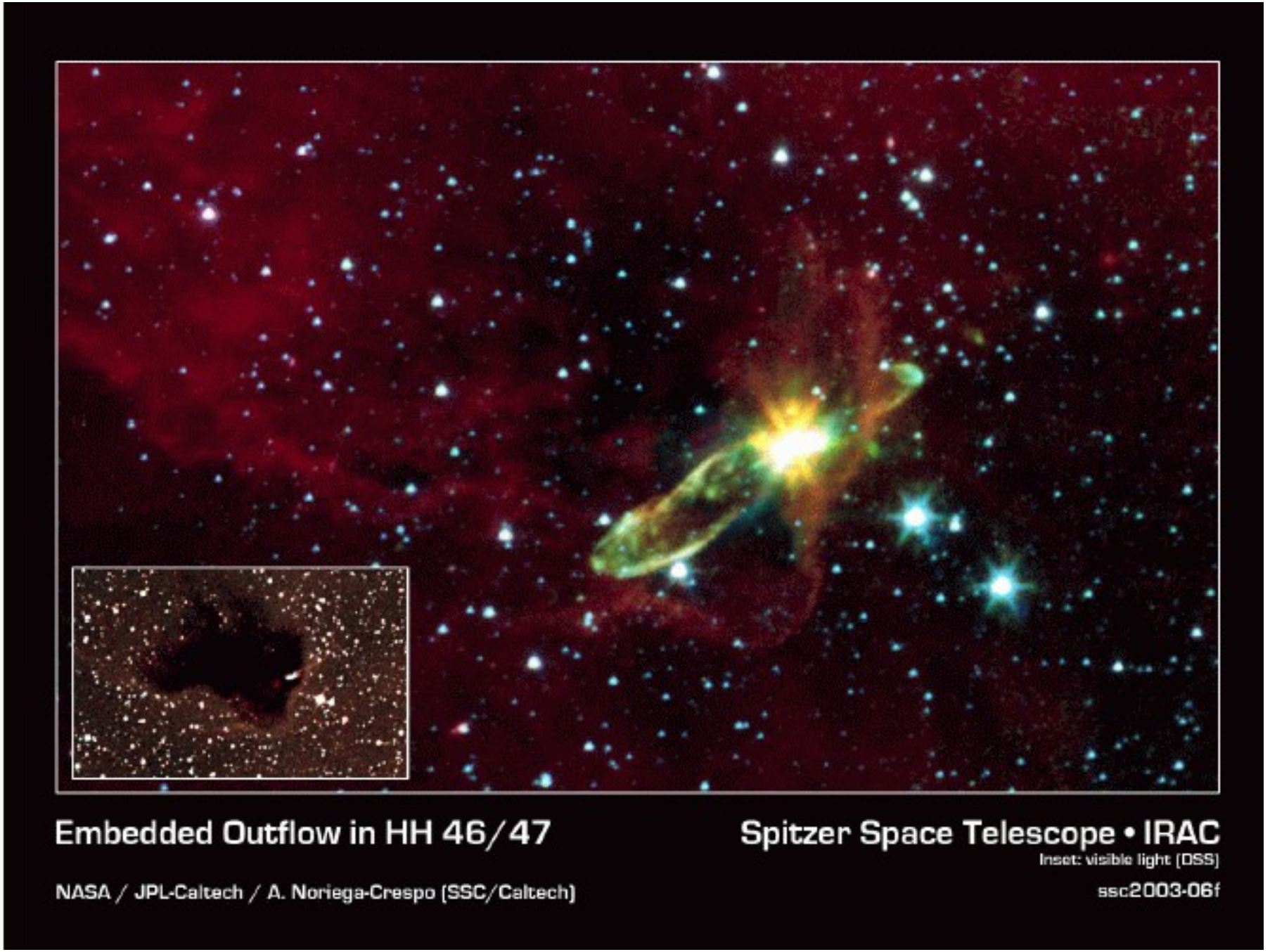




Orion: largest star-forming region in the solar vicinity

- Flame Nebula NGC 2024
- Horsehead Neb. NGC 2023

- Orion Nebula M78, NGC 1976



Embedded Outflow in HH 46/47

Spitzer Space Telescope • IRAC

Inset: visible light (DSS)

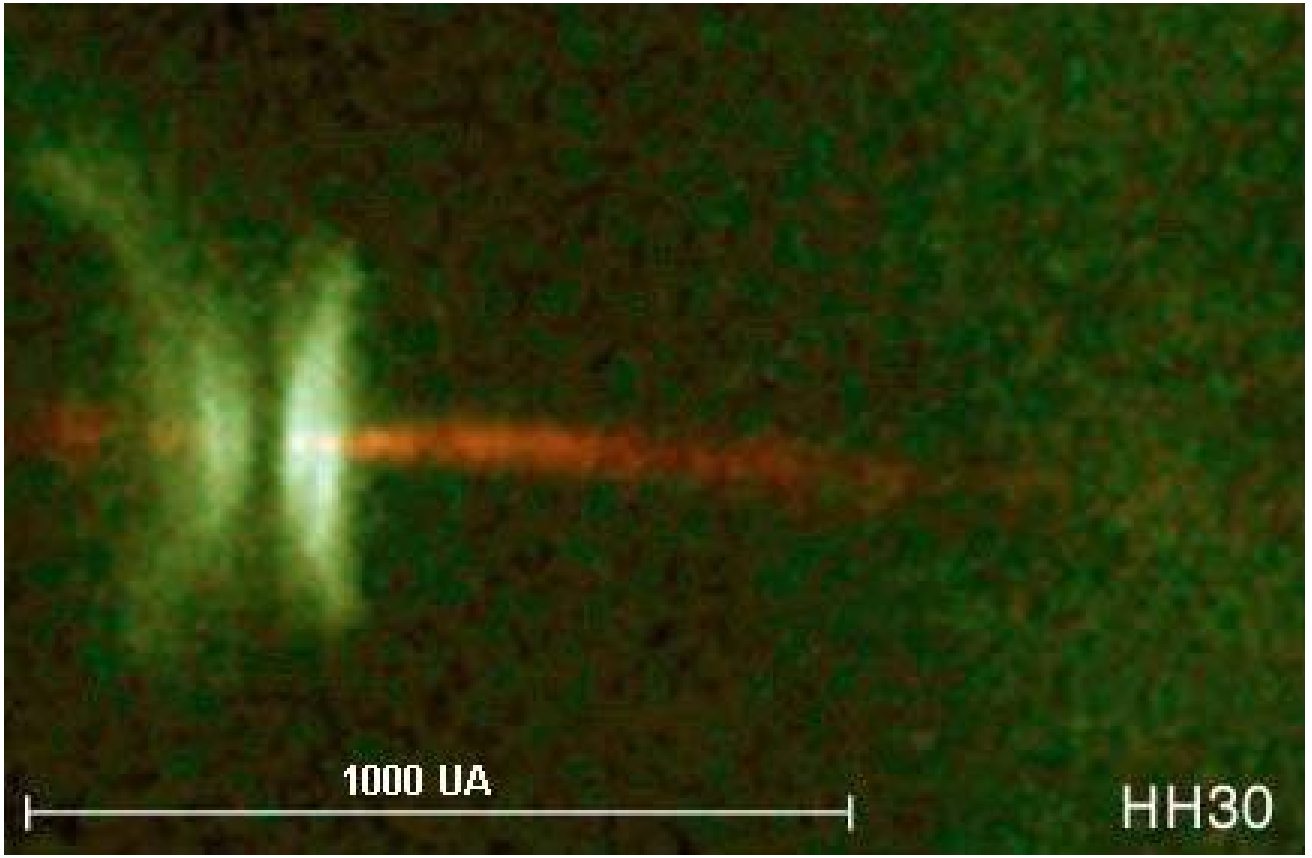
NASA / JPL-Caltech / A. Noriega-Crespo (SSC/Caltech)

ssc2003-06f

L'enfance des étoiles

Quand une portion du nuage est devenue assez compacte et assez chaude, elle s'effondre et ...

- Des réactions nucléaires vont pouvoir démarrer localement : l'hydrogène va se transformer en hélium par fusion nucléaire.
- La plus grande partie du nuage environnant de gaz et de poussière va finir par être éjecté par les vents violents (jets perpendiculaires au disque de matière qui entoure l'étoile)
- Exemple d'ejection par une protoétoile: HH30



Une vue de HH30, protoétoile en formation : si la future étoile elle-même est invisible, elle illumine le disque de matière qui l'entoure (en vert).

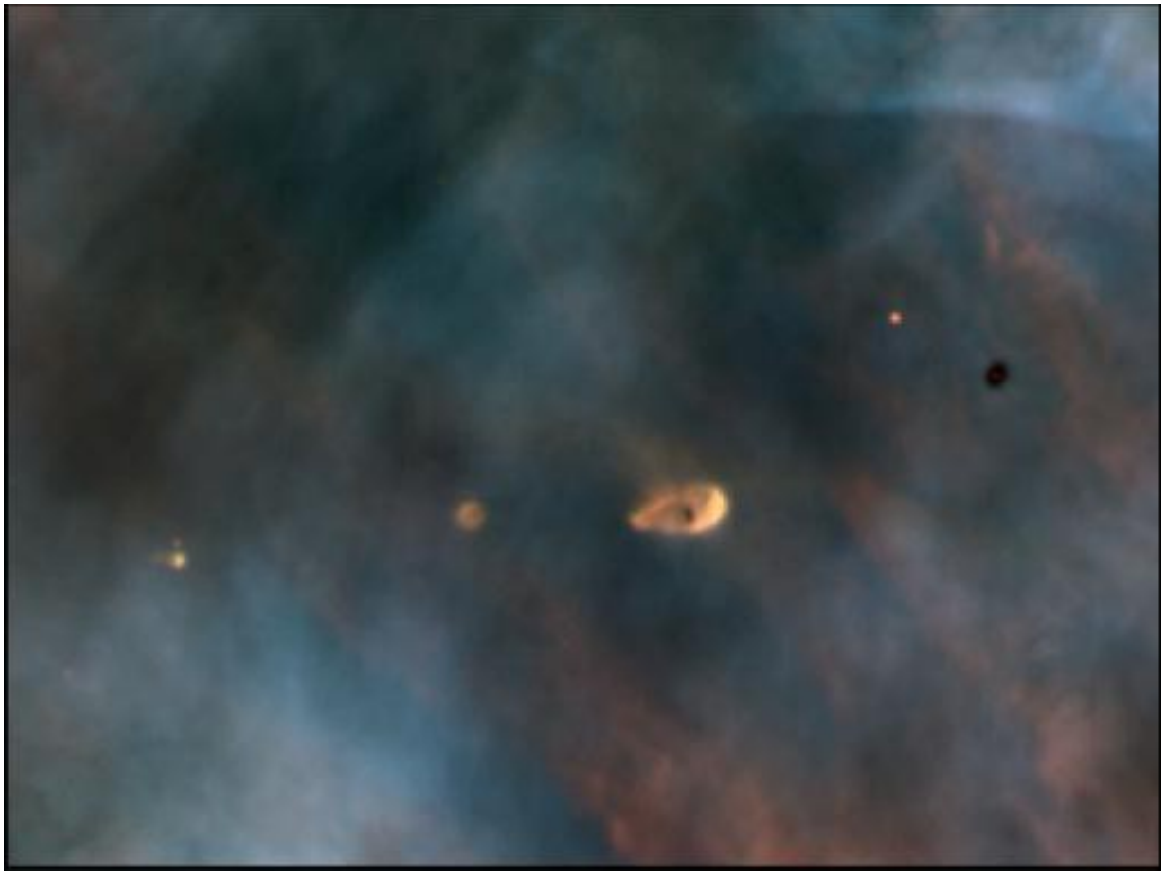
Les deux jets, issus de la région centrale, sont nettement visibles en rouge.

Source : NASA/ HST

L'enfance des étoiles

Au bout de quelques millions d'années, ...

- Une grande partie du disque a été éjecté. La jeune étoile au centre du nuage va devenir directement visible.
  - Etoile T-Tauri, ainsi nommé d'après une étoile prototype de la constellation du Taureau.
- Une partie du gaz restant autour d'elle va se trouver piégé dans le champ magnétique de l'étoile, et s'échauffer suffisamment pour permettre une émission de rayons X.
- C'est à ce moment-là également que le disque de gaz qui entoure la jeune étoile va pouvoir, dans certains cas, se condenser pour former des planètes.

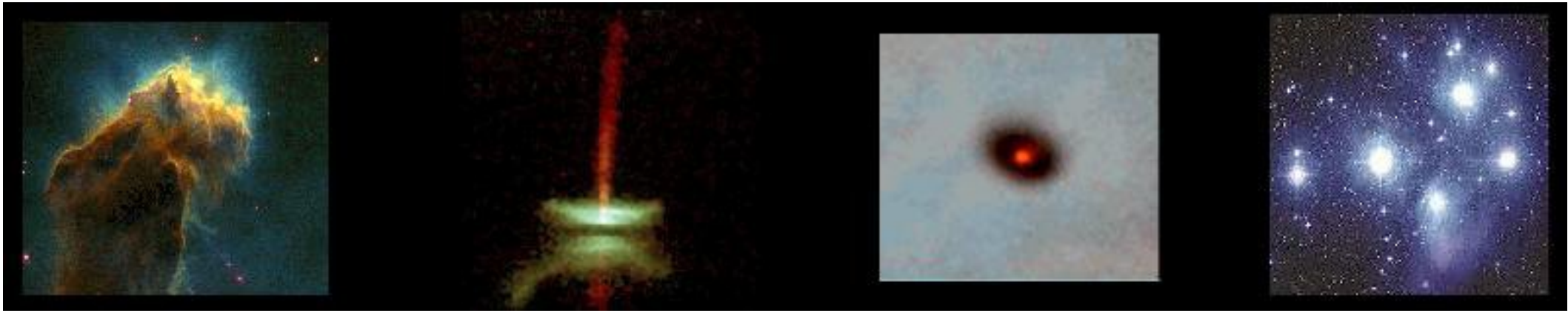


Les proplydes d'Orion, de jeunes étoiles au stade T-Tauri avec un disque proto-planétaire nettement visible autour.

Source : NASA/HST

Tout ce processus n'a pas pris plus de 40 millions d'années.
Peu de temps, en vérité, comparé au reste de la vie de l'étoile...

Processus de formation d'une étoile de masse moyenne. (Images NASA/ HST)



nuage moléculaire

émission micro-ondes,
puis Infra-Rouge

protoétoile

jets bipolaires
émission IR intense

100.000 ans

étoile T-tauri

émission IR du disque
émission X

10 millions d'années

étoile formée

émission X et UV
intense

< 100 Millions d'années

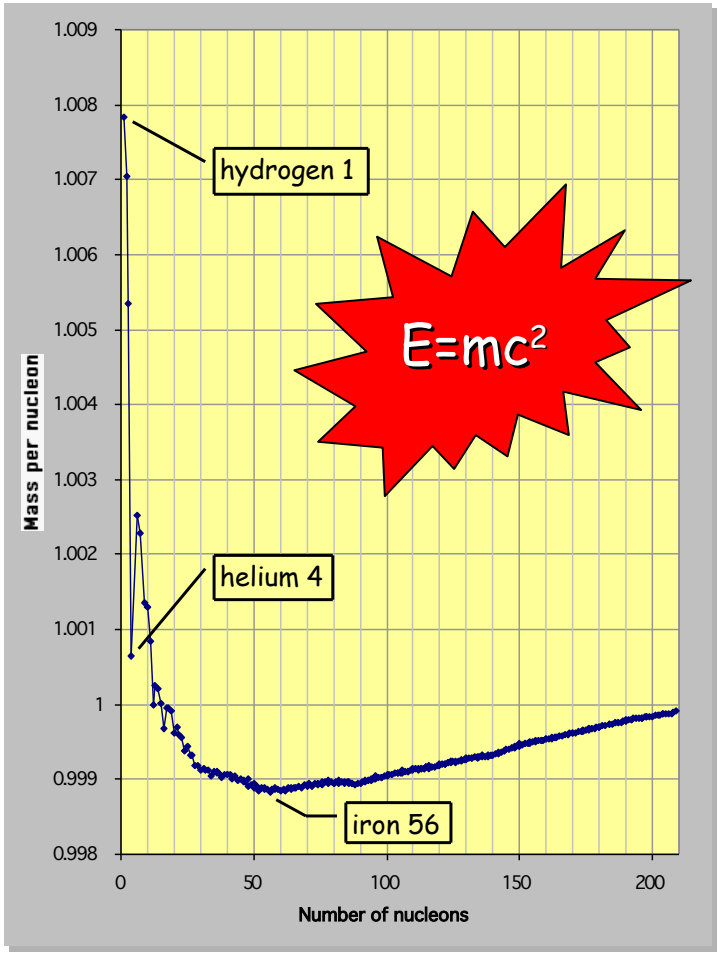
La vie adulte : la séquence principale

- Contraction du nuage sous l'effet de la gravitation
- A un moment donné: la température est assez chaude pour lancer des réactions nucléaires
- Equilibre hydrostatique: Pression de radiation gravitation
- Séquence principale du diagramme de Hertzsprung-Russel: 90% de sa vie! Son hydrogène se transforme alors en helium

La température de l'étoile est équivalente à sa couleur. L'étoile, ou du moins sa surface, se comporte - presque - comme un corps noir.

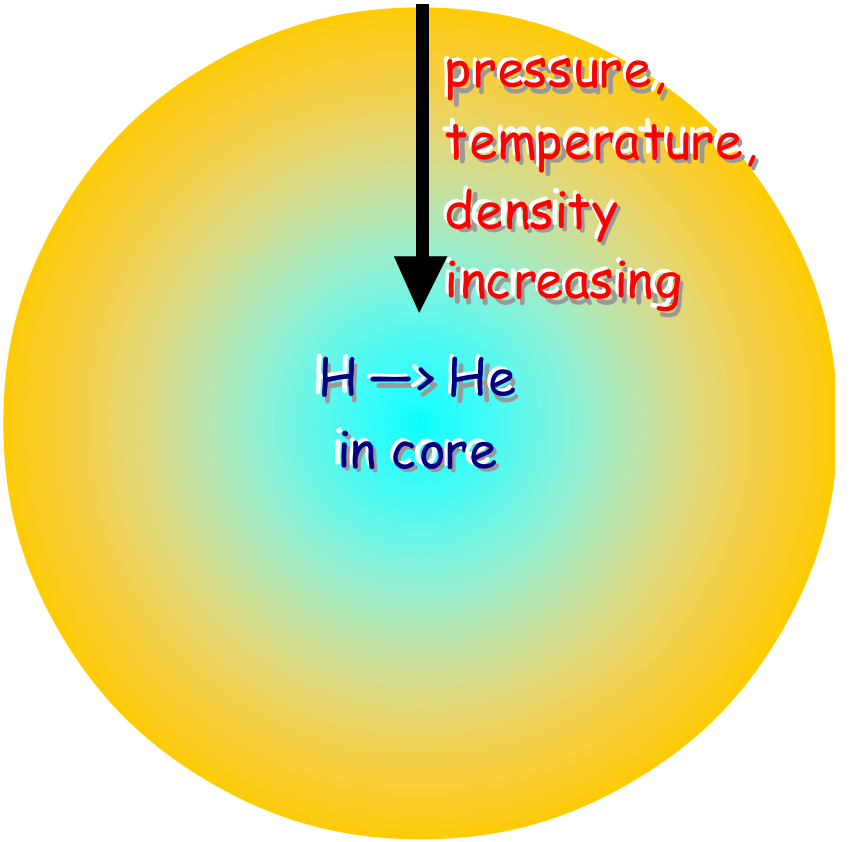
- Sa luminosité est directement dépendante de sa masse.
- Plus l'étoile est massive, plus son taux de réaction nucléaire augmente, l'étoile va brûler plus de carburant, et plus vite plus lumineuse mais sa durée de vie est plus courte.

- Generate energy up to iron
- But, need to get two positively charged nuclei close enough to fuse
  - need fast movement
  - high temperature (and high density)
- nverting hydrogen-1 to helium-4 is the easiest and most efficient fusion react
  - 0.7% of initial mass converted to energy



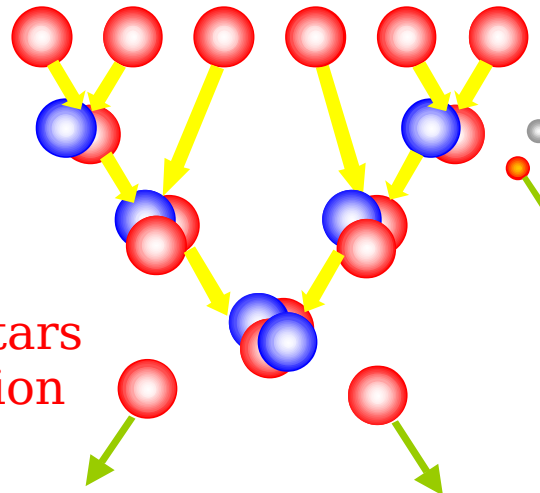
Stellar structure and fusion

- To keep star stable need pressure to increase
  - temperature increases
  - density increases
  - fusion most likely in central core of star
- **Stars are mainly hydrogen**
  - expect main sequence stars to fuse hydrogen to helium in core



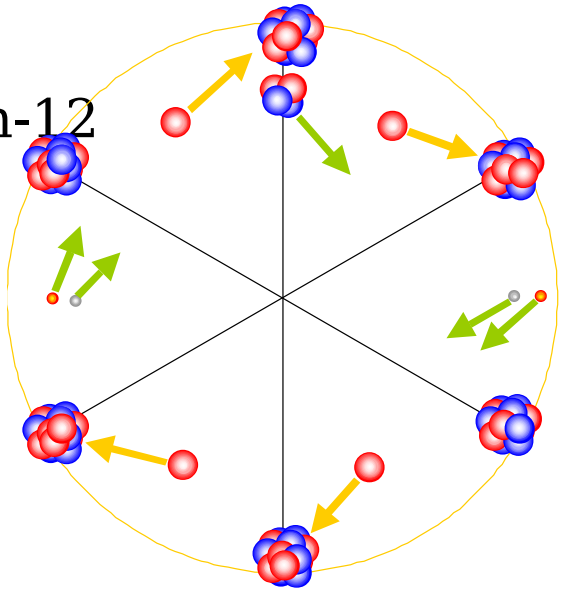
Hydrogene fusion reactions

- Reaction rate increases as temperature increases
  - more massive stars have higher fusion rates
- action can be direct or use carbon-12 as catalyst
  - this tends to increase abundance of nitrogen and oxygen



pp chain

CNO cycle



Chaine proton-proton:

La reaction pour former d'Hélium-4 à partir de quatre atomes d'Hydogen:

$$H_1^1 + H_1^1 \rightarrow H_1^2 + e_1^0 + \nu_0^0$$
$$H_1^2 + H_1^1 \rightarrow He_2^3 + \nu_0^0$$
$$He_2^3 + He_2^3 \rightarrow He_2^4 + H_1^1 + H_1^1$$

hydrogene

helium

Presence du neutrinos ==> quittent l'etoile et emportent de l'energie

La chaine pp est utilisé par les étoiles de faible masse M

La chaine CNO: Carbone-Azote-Oxygene

Ce cycle transforme aussi H en He mais en utilsant des elements lourds comme catalysator:

$$C_6^{12} + H_1^1 \rightarrow N_7^{13} + \nu_0^0$$
$$N_7^{13} \rightarrow C_6^{13} + e_1^0 + \nu_0^0$$
$$C_6^{13} + H_1^1 \rightarrow N_7^{14} + \nu_0^0$$
$$N_7^{14} + H_1^1 \rightarrow O_8^{15} + \nu_0^0$$
$$O_8^{15} \rightarrow N_7^{15} + e_1^0 + \nu_0^0$$
$$N_7^{15} + H_1^1 \rightarrow C_6^{12} + He_2^4$$

La chaine CNO est utilisé par les étoiles massives avec M > 3 M solaire!

Atomes et lumière d'étoiles

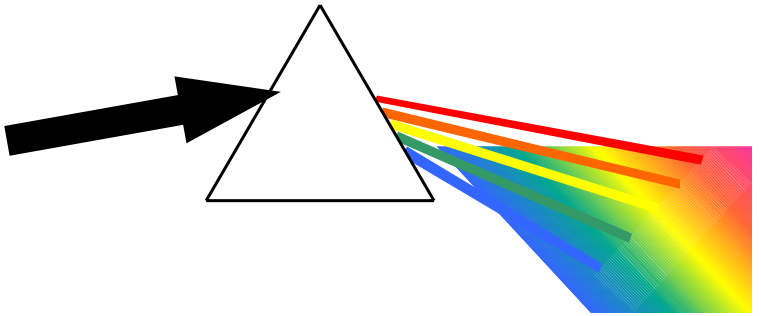
- Why do the stars shine
  - planets shine by reflected sunlight—but what generates the Sun’s light?
- What does starlight tell us about the stars?
  - their temperature
  - their chemical composition
  - their motion towards or away from us
  - sometimes, their age



Measuring light

- Two issues:
  - intensity
    - how bright is the source?
  - wavelength
    - what colour is the light?
- Use prism or grating to spread light into a spectrum

➡ our basic information: intensity *as function of wavelength*





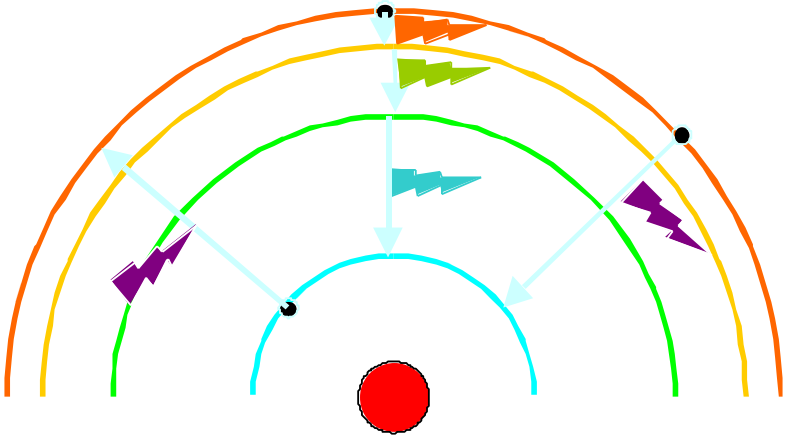
Light and atoms

- Light is an electromagnetic wave
  - wavelengths range from fm (gamma rays) to m (radio)
    - atmosphere transparent only to optical, some infra-red, and radio
    - depend on satellites to observe x-rays, UV, sub-millimetre

- Light is made of particles
  - called ***photons***
    - each carries energy hc/⌈ , where h is Planck's constant, c is speed of light, ⌈ is wavelength
    - this picture of light is vital in understanding how light and atoms interact

Atoms and light

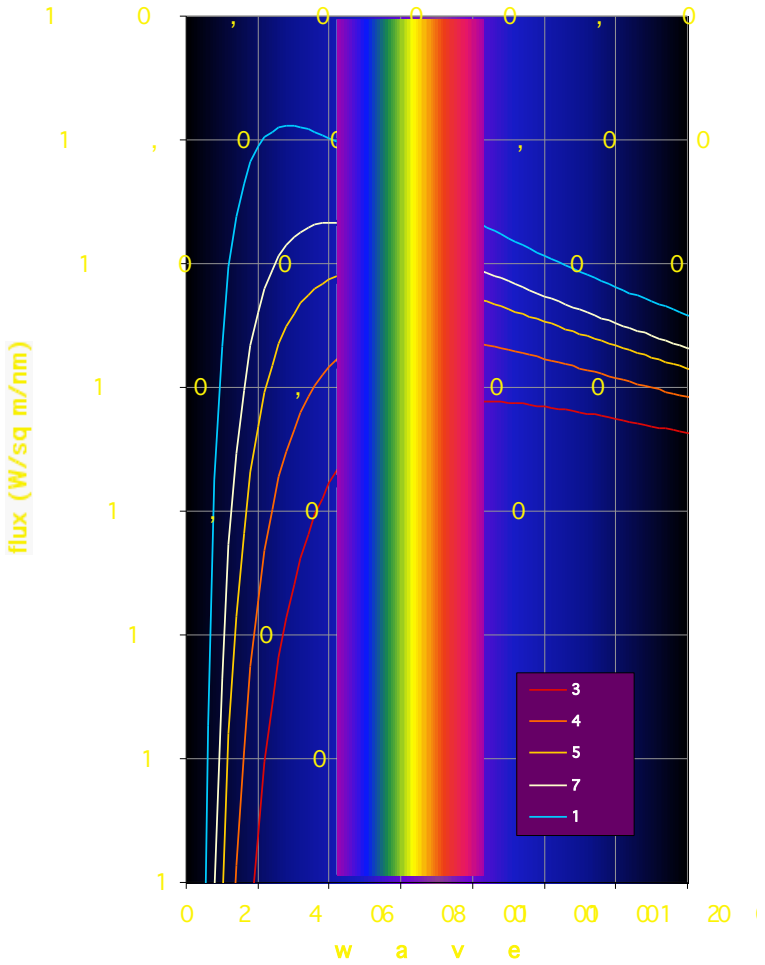
- Electrons in atoms occupy certain fixed energy levels (orbitals)
  - basis of chemistry
  - moving electron to higher level requires energy; moving to lower level releases energy
  - absorption or emission of photons of light of specific wavelength (energy)



these patterns of emission or absorption provide a "fingerprint" for any element

Corps noir (spectrum de Planck)

- Light from hot solid objects is not made up of emission lines
  - collisions between atoms and photons of light change photon energies
  - result is continuous spectrum
  - if object has no intrinsic colour (blackbody) spectrum depends only on its temperature
  - hotter = **bluer** and **brighter**



Le spectrum de soleil

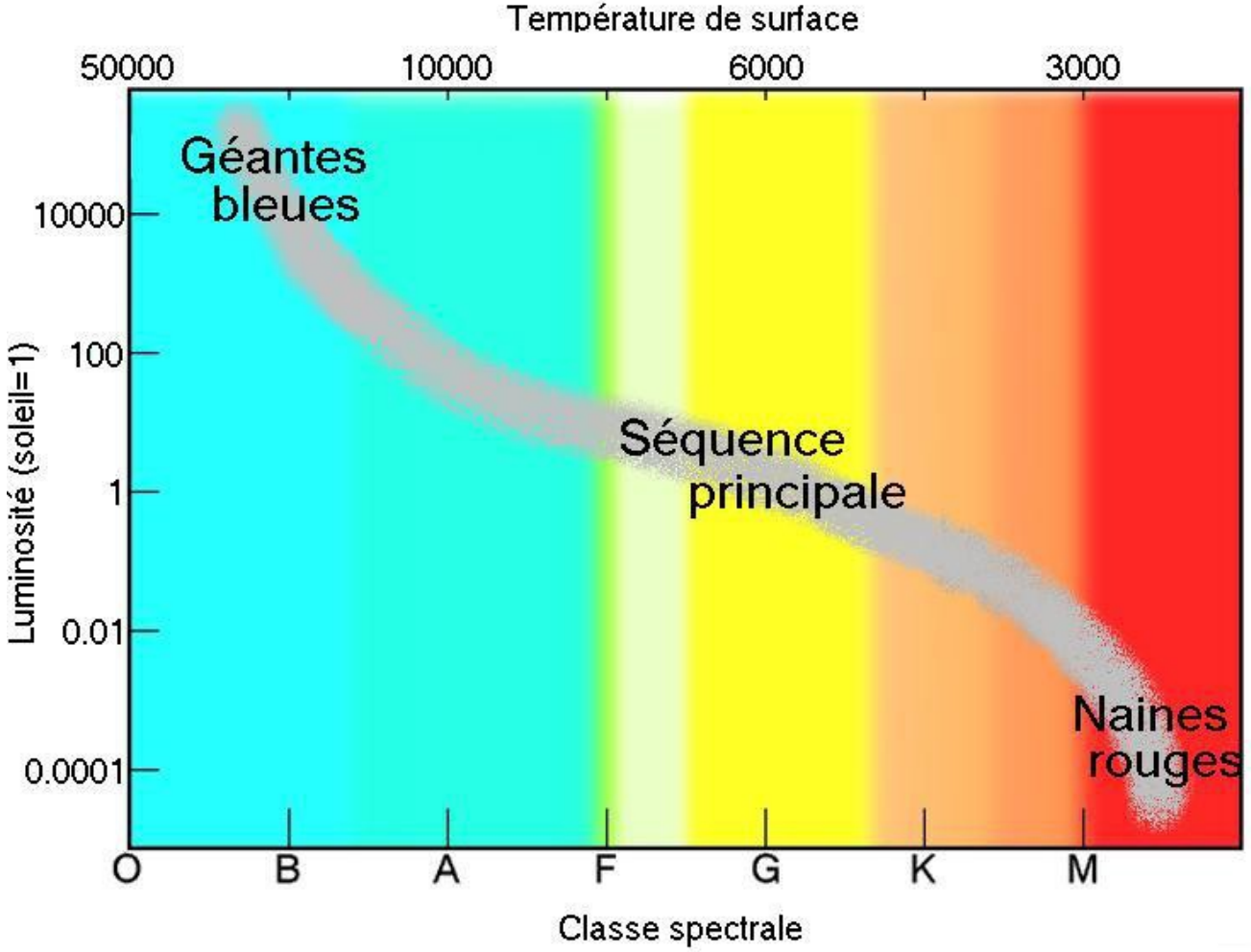


- Basically continuous, but with dark absorption lines
  - is the Sun solid?
    - no, because we know its rotation period varies with latitude
    - the Sun is a **dense** gas (about 1.3 times as dense as water)
  - does the Sun have an atmosphere?
    - yes, of cooler gas, to create absorption lines
- Colour of Sun tells us its temperature
  - so do absorption lines, because strength of lines for given element depends on temperature (though position does not)
- Lines tell us about chemical composition
  - as well as temperature and density

Afin de maintenir l' équilibre hydrodynamique, la luminosité L d'une étoile doit être proportionnelle à Mp , où M est sa masse. La valeur de p varie entre 3 pour des étoiles très massives, et 4 pour les étoiles de moins de 10 masses solaires.

La durée de vie de l'étoile est simplement le rapport entre le carburant disponible, et le rythme auquel elle le brûle, c'est à dire sa luminosité.

La durée de vie d'une étoile est donc proportionnelle à 1/Mp.



En positionnant les étoiles sur ce diagramme, on s'aperçoit qu'une grande majorité des étoiles se situe dans une bande qui va d'en haut à gauche (très chaud et très lumineux) vers le bas à droite (froid et peu lumineux). Cette bande est appelé la séquence principale.

Les étoiles de la séquence principale sont classées en 7 groupes principaux, appelés classes spectrales, des plus chaudes vers les plus froides : O, B, A, F, G, K, M.

A l'intérieur de chaque groupe, on subdivise encore en sous-groupes de 0 à 9, toujours d plus chaud vers le plus froid.

Pour vous rappeler les classes spectrales, il vous suffit d'apprendre la petite phrase suivante

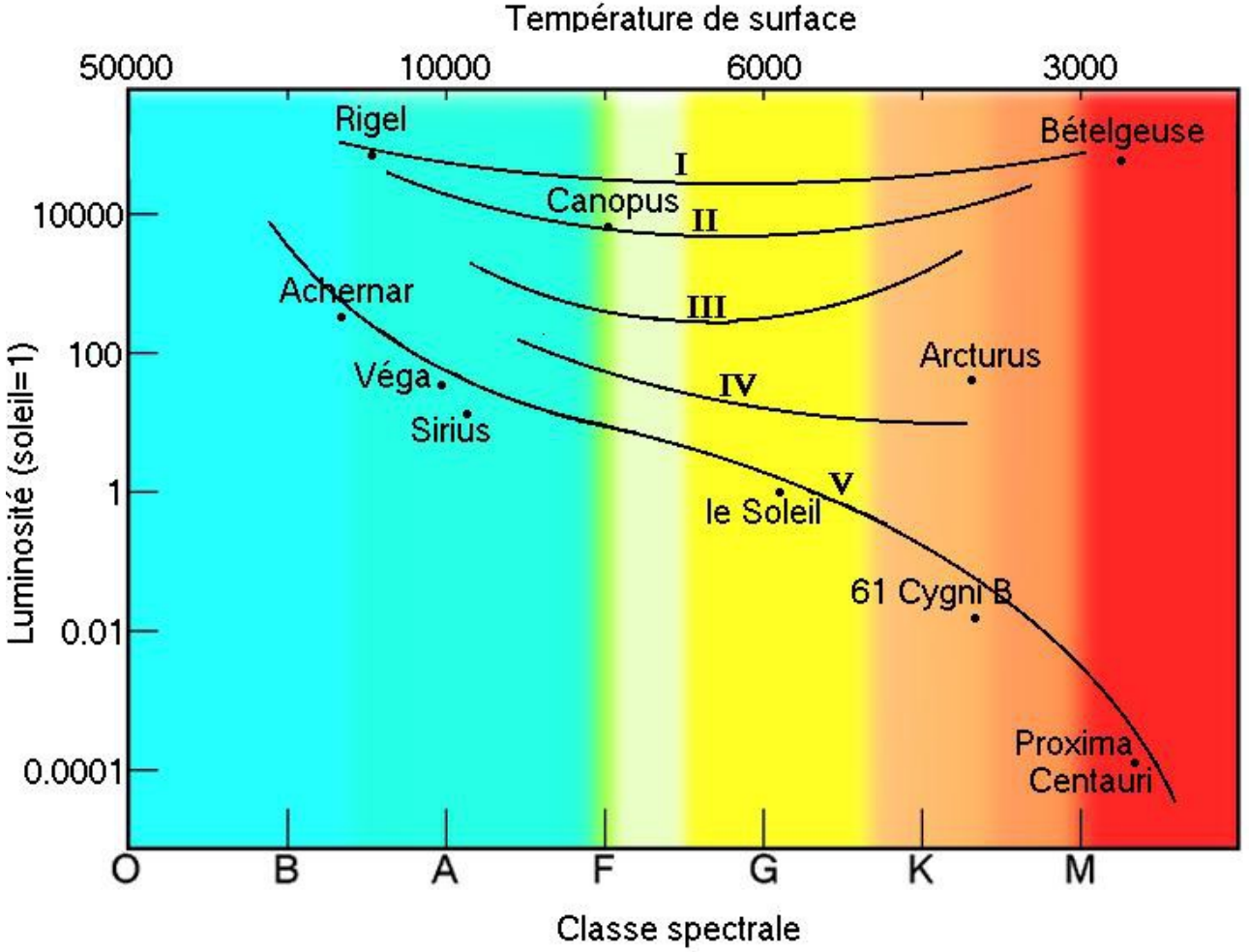
(adaptez le G selon votre désir) :

Oh, Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me.

Ainsi les étoiles les plus chaudes, O et B, sont bleues, tandis que les plus froides, du groupe M, sont rouges.

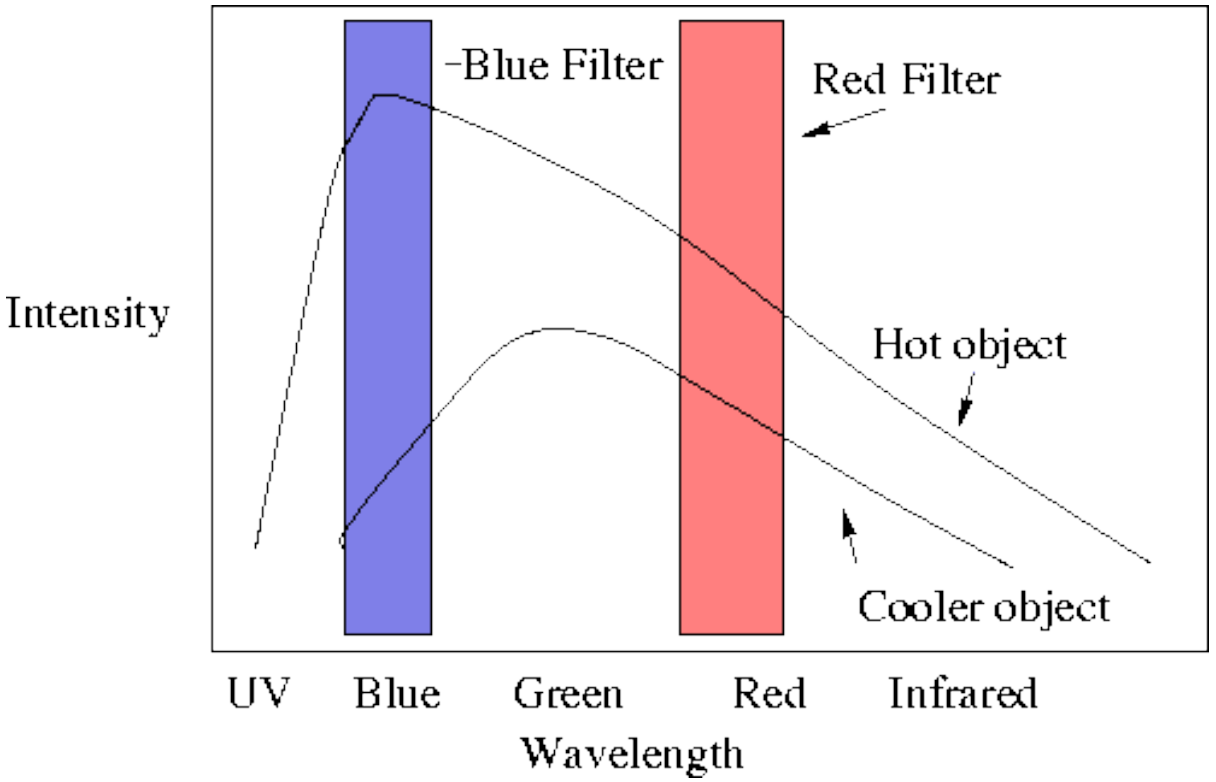
Notre soleil est une étoile de classe G2 □ température de surface d'environ 6000 K. Il rayonne donc principalement dans le jaune.

Pour définir le type spectral complet d'une étoile, on ajoute une classification indiquée en chiffres romains relative à la luminosité de l'étoile : de Ia, les supergéantes lumineuses, à V, les étoiles de la séquence principale.



Rigel B8 Ia
Bételgeuse M2 Iab
Canopus F0 Ib
Arcturus K3 III
Achernar B3 V
Véga A0 V
Sirius A1 V
le Soleil G2 V
61 du Cygne K5 V
Proxima du Centaure M5 V

Temperature



Rayon stellaire

$L \sim T^4 R^2$

Loi de Boltzmann

→ T double ➡ Luminosité 16 fois !

MAIS:

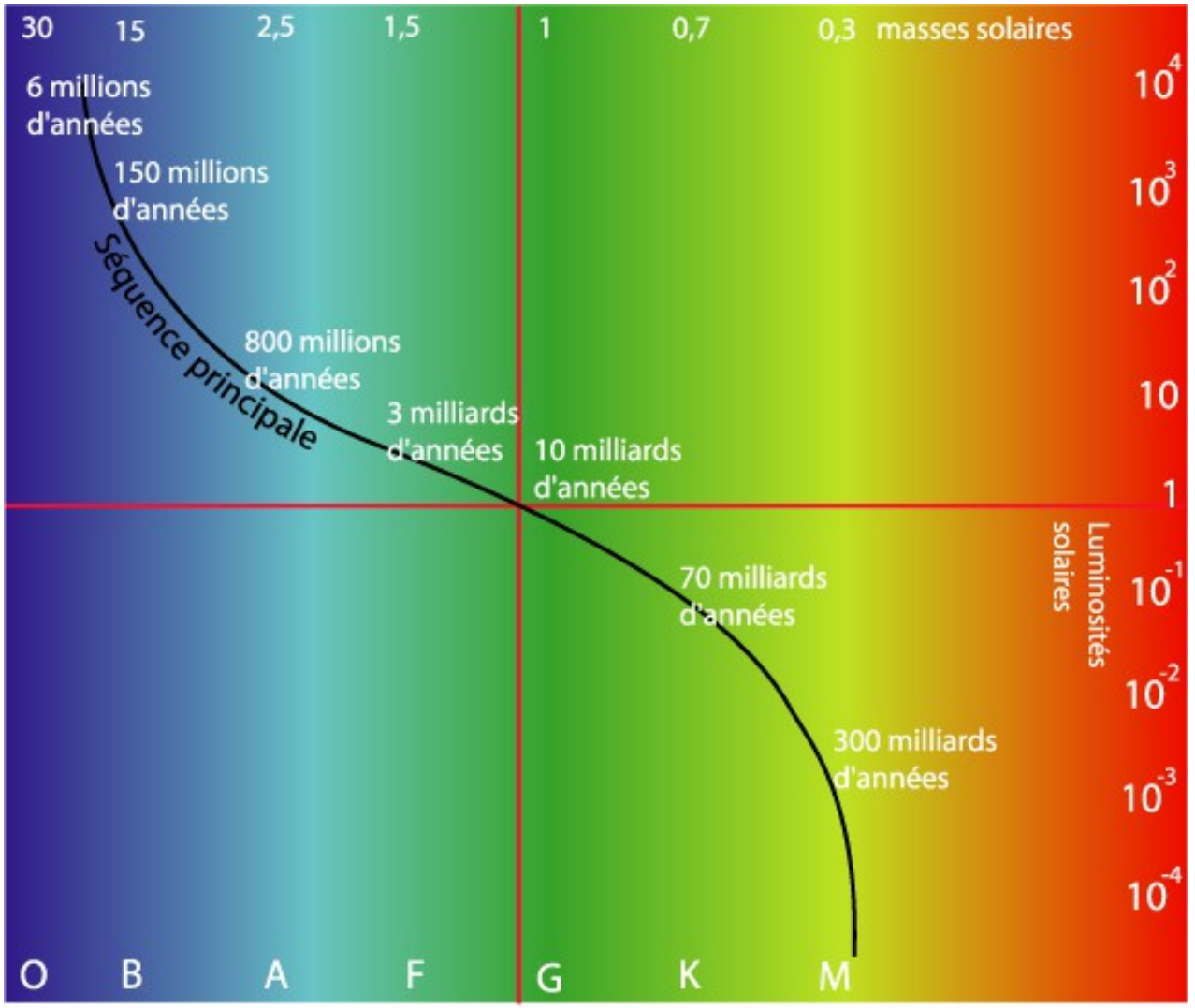
Soleil: 1 L , T =5500 K

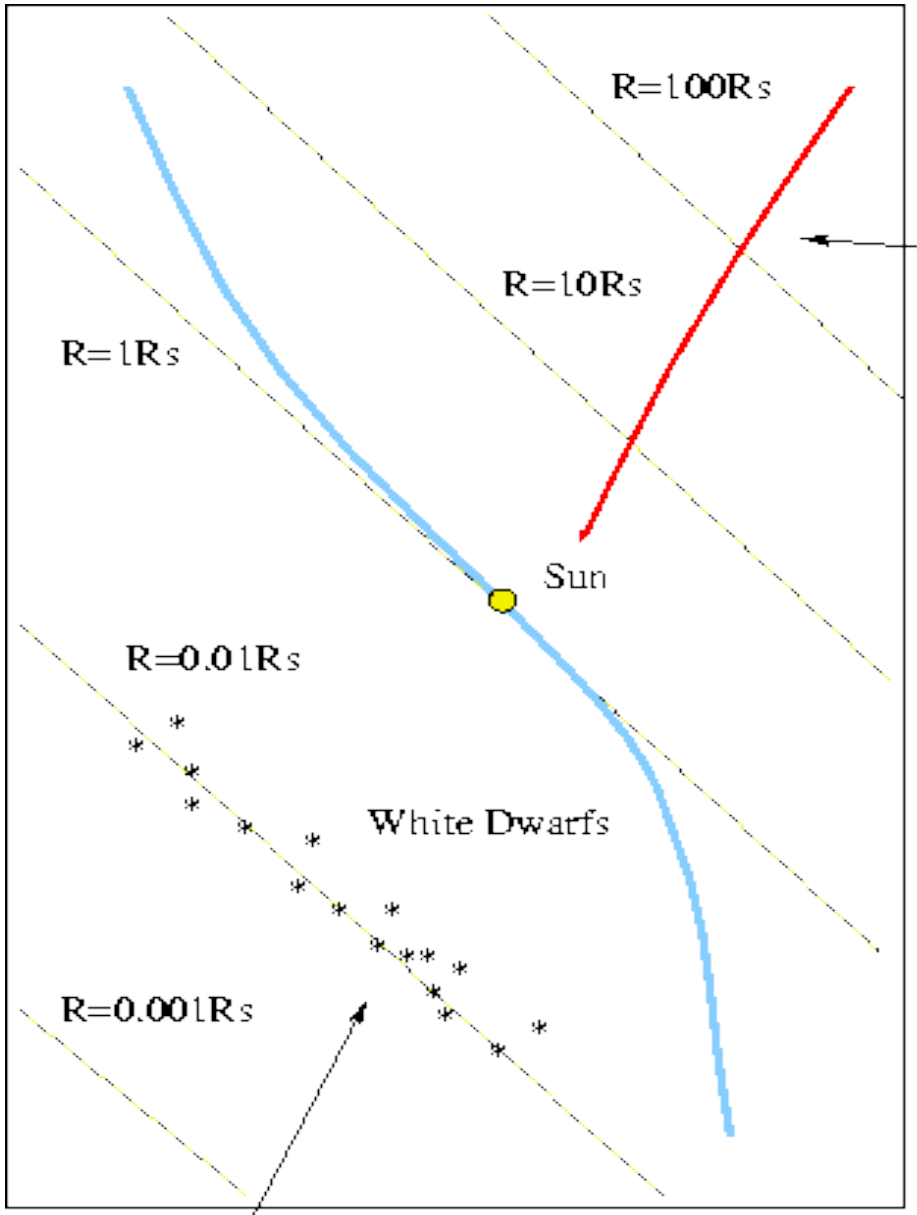
□ Ori: 27,500 L , T = 3400 K

➡ □ Ori:

Rayon ~400 Rsoleil

Temps de vie sur la séquence principale





Red Giants

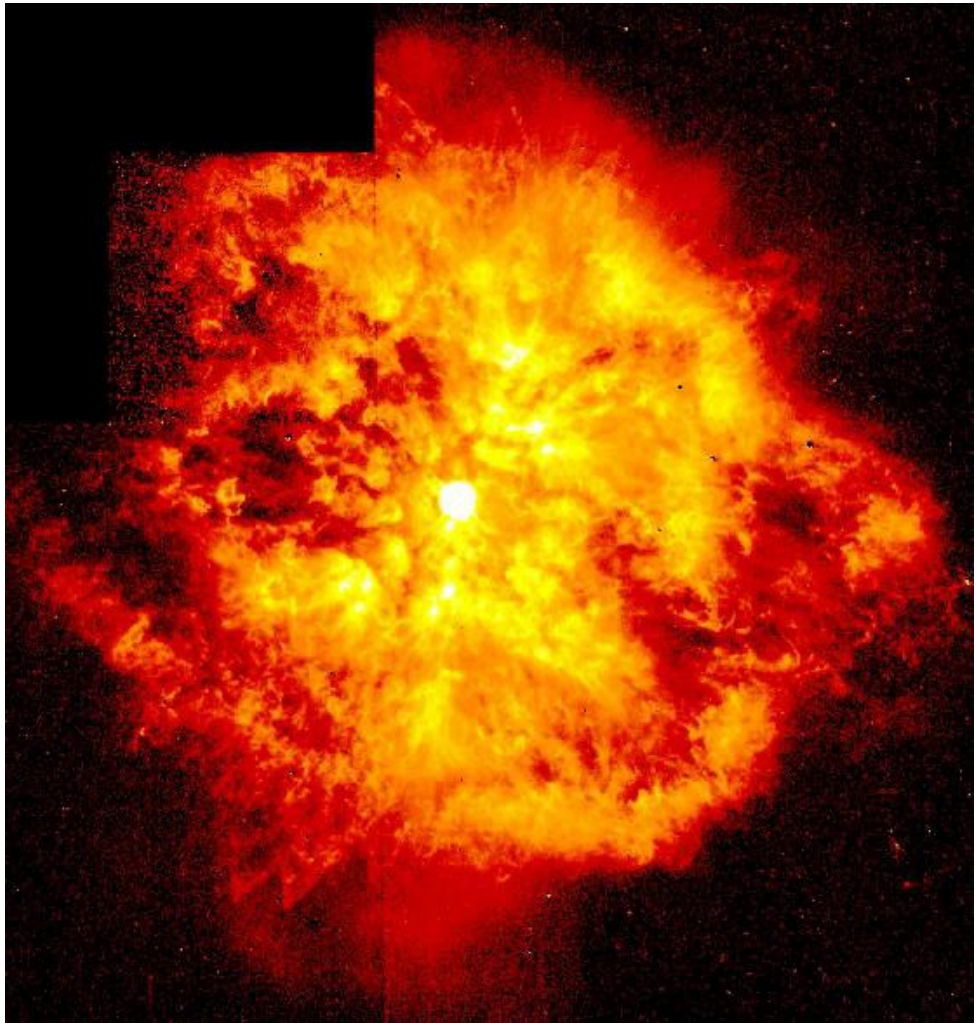
Cool = "Red", Low E/Area but large total L = "Giant"

Hot = "White", High E/area but low total L = "dwarf"

Les étoiles les plus massives, de type O ou B, produisent des vents stellaires intenses qui sont propulsés loin de l'étoile par le champ magnétique de celle-ci.

Le cas extrême est constitué des étoiles dites de Wolf-Rayet, dont la température de surface peut atteindre 50.000 K.

Ces étoiles sont caractérisées par une éjection de matière plus importante encore que pour une étoile de classe O.



Ci-contre, l'étoile WR124 du type Wolf-Rayet dans la constellation du Sagittaire.

(source NASA/HST)

The Deaths of Stars

- What happens to stars when the helium runs out?
  - do they simply fade into oblivion?
  - NO!
    - stellar deaths produce some of the most spectacular phenomen in the universe
    - and also play a vital ro in enriching with heav elements the material of which new stars are made

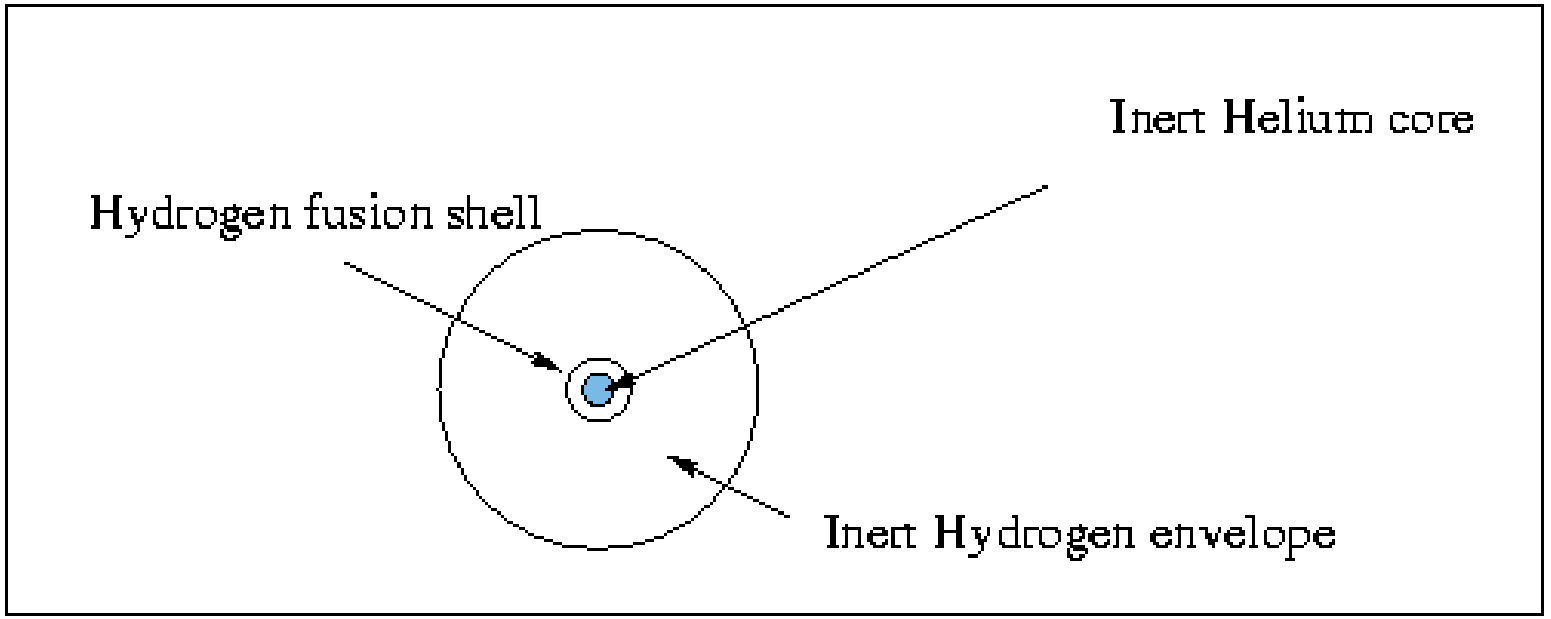


Le déclin : géantes rouges et naines blanches

Lorsqu'une étoile a brûlé entre 10% et 20% de son hydrogène, le coeur de celle-ci va se trouver à court de carburant.

A ce moment là, l'étoile entre dans **la fin de sa vie.**

Coeur d'une étoile: Helium



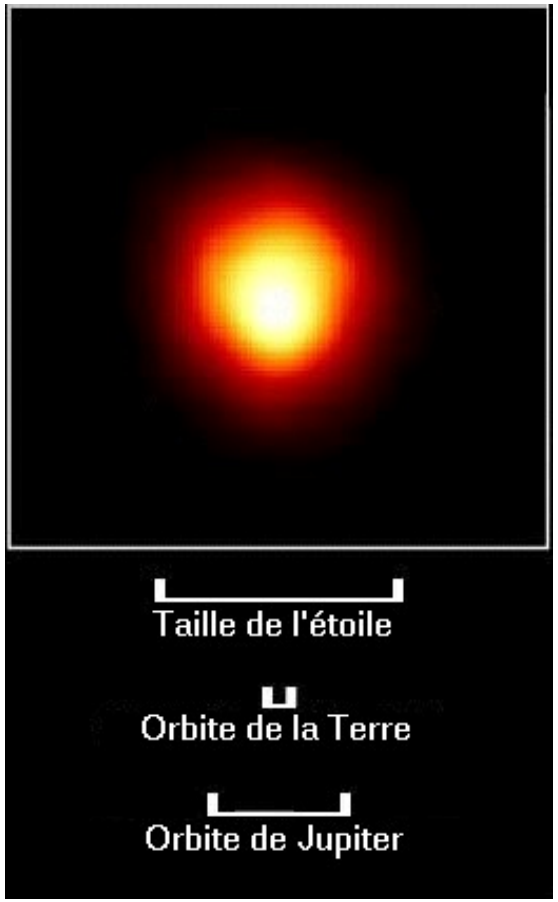
- L'étoile va se contracter □ la température augmente □ réactions nucleaires
- La réaction de fusion nucléaire dans une coquille est rapide (“shell burning”)
- Le coeur va continuer à se contracter sous l'effet de la gravitation
- Transfer de cette énergie à la surface de l'étoile □ l'étoile va gonfler
- Le diamètre de l'étoile peut être multiplié par un facteur 200
- MAIS temperature baisse!
- Baisse de température □ **une géante rouge.**



Comparaison entre le Soleil tel qu'il est maintenant, et en géante rouge d'ici 5 milliards d'années.

La vie sur Terre sera alors impossible.

Pour le soleil:
L ~ 2000 Lsol
T ~ 3200 K
R ~ 1 AU

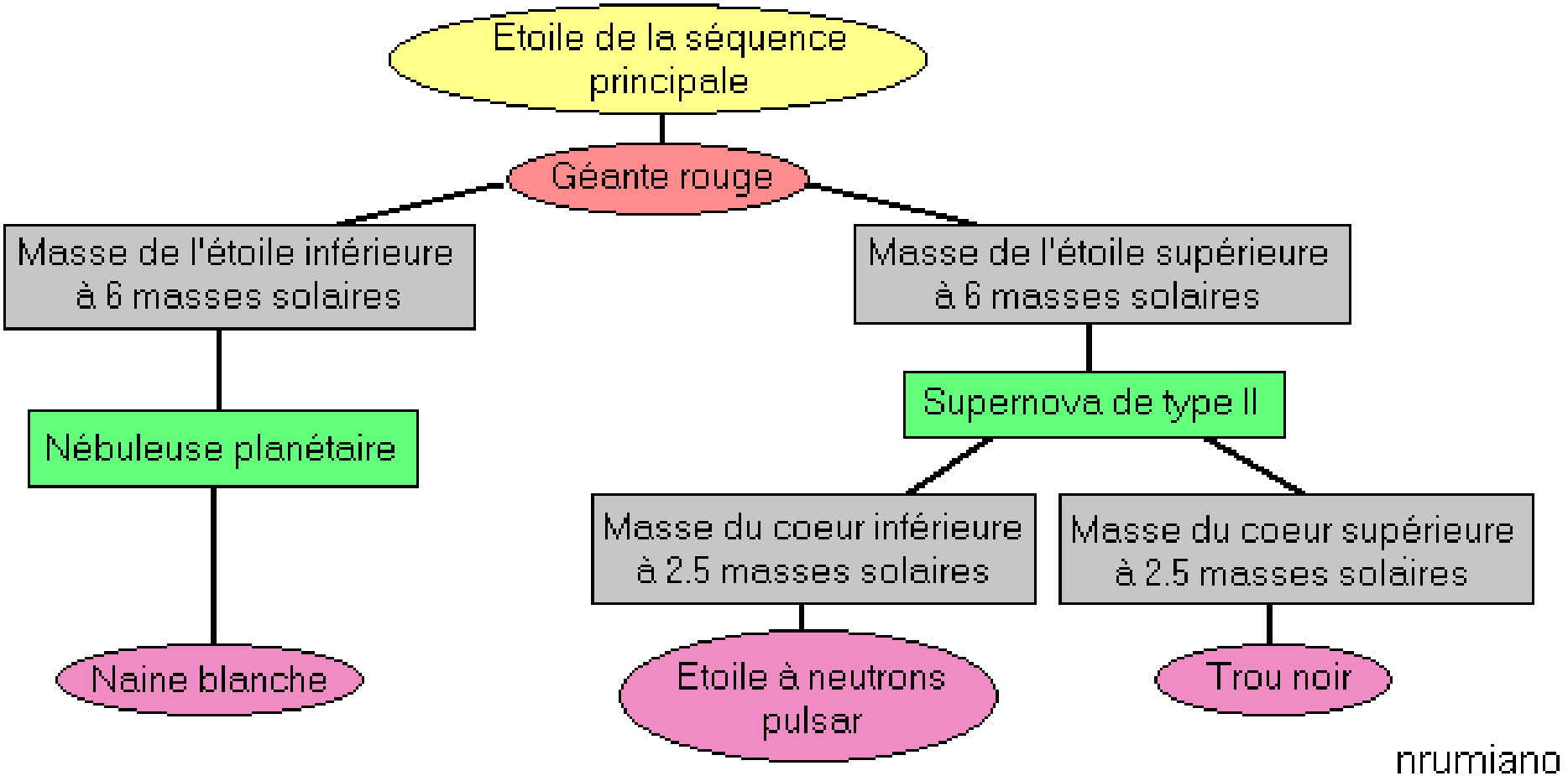


Une photographie de Bételgeuse, une géante rouge de la constellation d'Orion.

C'est une des rares étoiles dont on soit capable de voir la surface, en dehors du Soleil, bien entendu.

L'échelle de comparaison en dessous montre bien la taille gigantesque de cette étoile.

L'évolution finale d'une étoile n'est pratiquement fonction que de sa **masse initiale.**

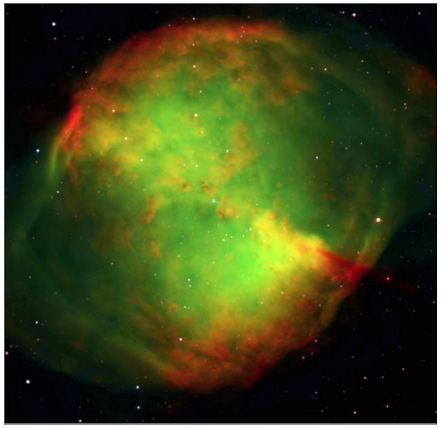


nrumiano

M < 6 fois celle du soleil

- Pour une étoile dont la masse du coeur est inférieure à 1.4 fois celle du soleil □ processus s'arrête car l'hélium est épuisé
- Le noyau de carbone devient inerte □ les processus de fusion ralentissent et l'étoile commence doucement à s'éteindre.
- L'enveloppe externe de l'étoile est alors arrachée par les vents stellaires causés par les pulsations du coeur de carbone en formation
- Etoiles AGB □ pulsation (Mira) □ poussière
- Nébuleuse planétaire □ **milieu interstellaire**
- **Naine blanche:**

la nébuleuse Dumbbell



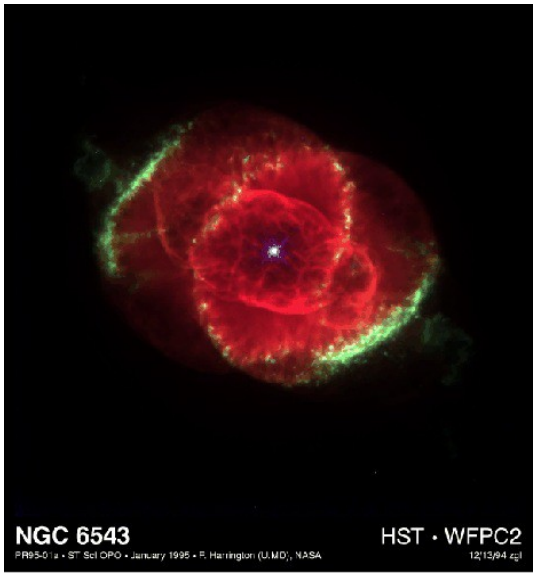
la nébuleuse de l'hélice



NGC3132



NGC6543



La nébuleuse Stingray



Naine blanche:

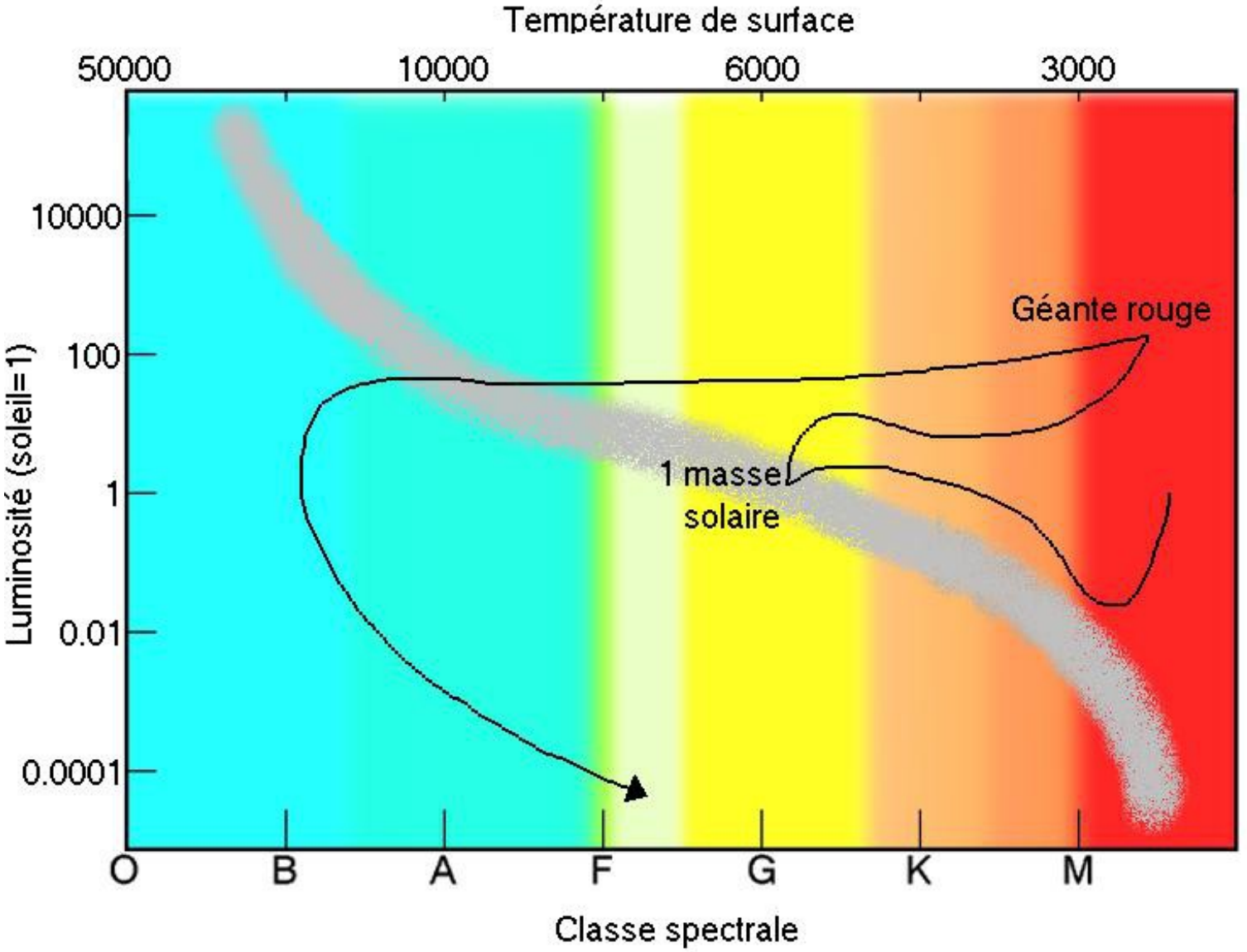
Le coeur de l'étoile, n'ayant plus de carburant pour fournir de l'énergie afin de contrecarrer la force de gravitation, va continuer à s'effondrer sur lui-même jusqu'à ce que la densité soit si grande qu'elle va obliger les électrons à quitter leurs orbites autour des noyaux.

En mécanique quantique, il existe un principe, appelé principe de Pauli, qui interdit à des électrons de se trouver tous dans le même état d'énergie. En les forçant à conserver des niveaux d'énergie tous différents, ce principe va créer une pression de dégénérescence qui va stopper l'effondrement de l'étoile en s'opposant à la gravitation.

Celle-ci est alors devenue une naine blanche, dont la température varie entre 5000 et 100.000 K. Ces naines blanches ne peuvent plus que rayonner leur chaleur résiduelle en se refroidissant irrémédiablement. Une fois leur température assez basse, elles deviendront invisibles.

Une naine blanche est typiquement **de la taille de la Terre**, pour une masse pratiquement égale à la masse initiale - l'expulsion des couches externes n'a concerné que très peu de matière. La densité y est donc très élevée :

un verre d'eau rempli de matière pèse plus de 50 tonnes !



Evolution d'une étoile de une masse solaire portée sur le diagramme d'Hertzsprung-Russel.

Après le stade géante rouge, l'étoile évolue rapidement vers le domaine des naines blanches, tout en bas du diagramme.

M > 6 fois celle du soleil

Fusion de carbon ==> T = 5×10^8 K

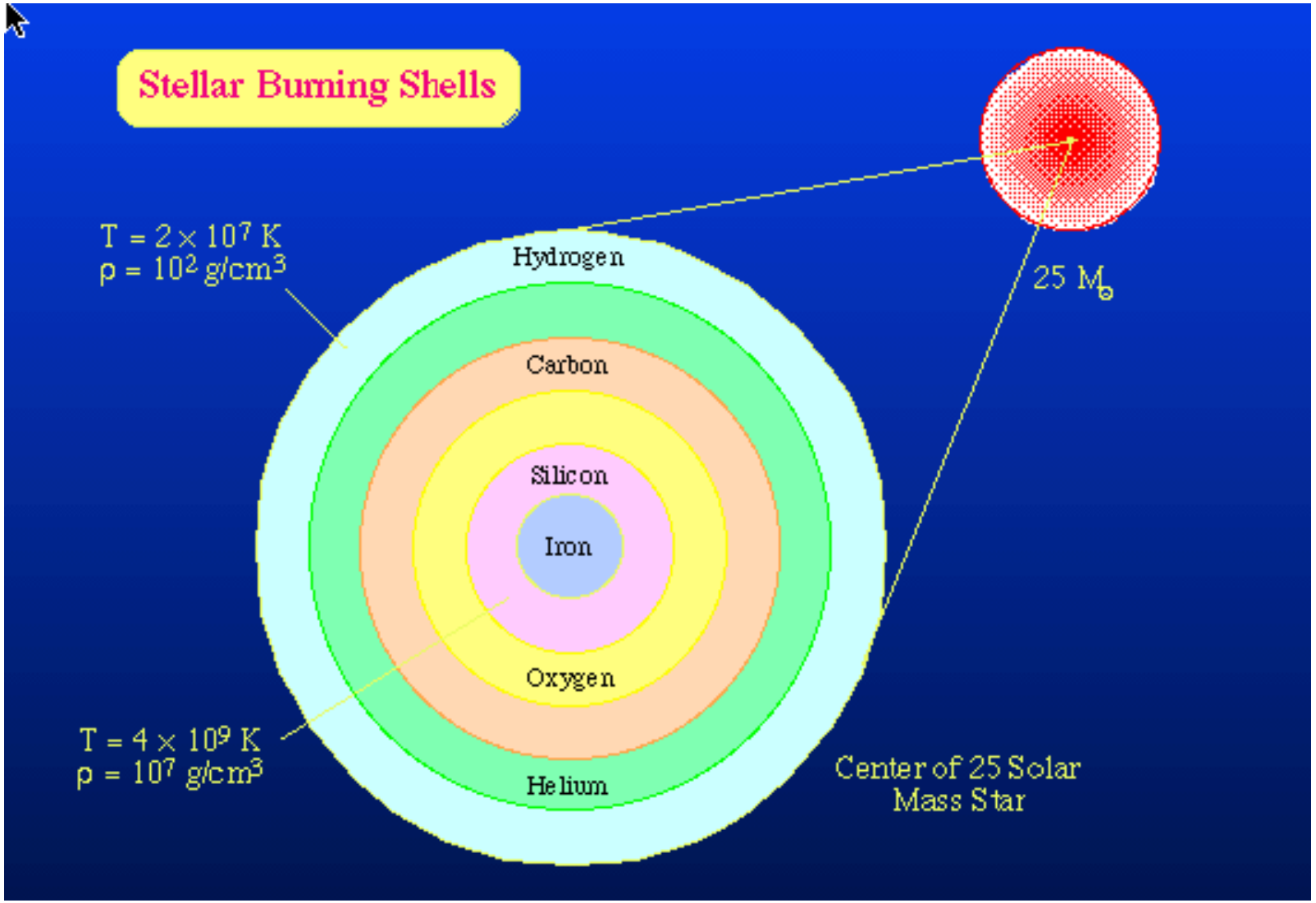
$$C^{12} + C^{12} \rightarrow Ne^{20} + He^4$$
$$C^{12} + C^{12} \rightarrow Na^{23} + p$$
$$C^{12} + C^{12} \rightarrow Mg^{23} + n$$
$$\downarrow$$
$$fusion\ de\ Ne, O, SI, etc... \rightarrow nucleosynthesis$$
$$\downarrow$$
$$Si^{28} + Si^{28} \rightarrow \ni^{56} \rightarrow Co^{56} + e + \nu \rightarrow Fe^{56} + e + \nu$$

Le noyau de Fe est très stable ==> point d'arrivée de ces chaines de nucleosynthèse:

Le cataclysme : les supernovae

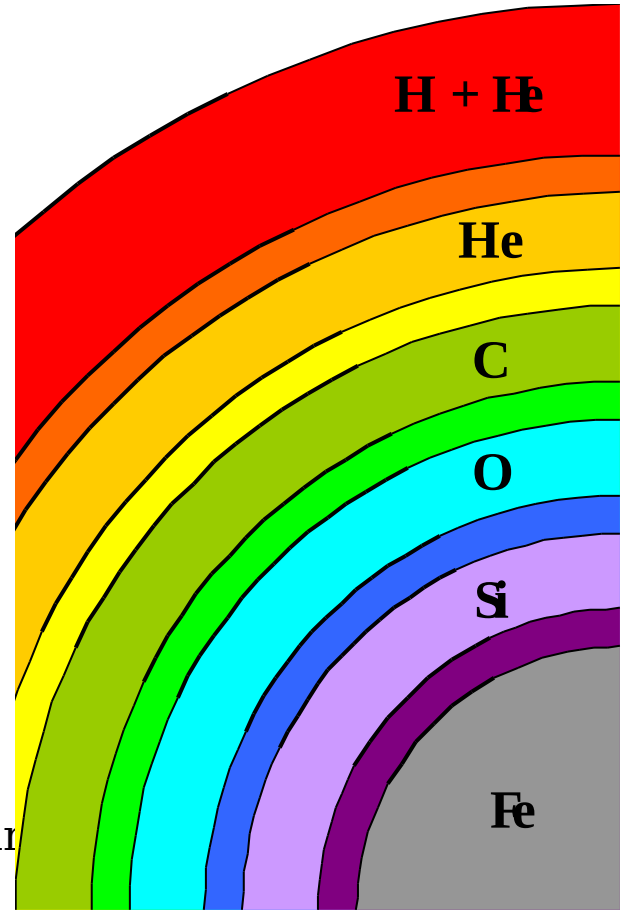
Reprenons notre voyage lorsque tout l'hélium du coeur a brûlé en carbone, mais cette fois-ci, l'étoile que nous suivons possède une masse initiale d'au moins 6 à 7 Masses solaire. Le coeur de carbone peut alors s'effondrer sous son propre poids, et les atomes de carbone commencer à fusionner pour former du magnésium. A ce moment-là, la température intérieure dépasse plusieurs centaines de millions de degrés.

L'étoile prend alors une structure en pelure d'oignon, où les différentes couches concentriques correspondent à des réactions de fusion différentes. Les couches externes brûlent de l'hydrogène (H) pour former de l'hélium(He), dans la couche suivante, c'est l'hélium qui se transforme en carbone(C), puis c'est de l'oxygène(O) qui est formé, et en se rapprochant encore du coeur, on trouve des éléments de plus en plus lourds : du néon(Ne), du sodium, du magnésium(Mg), du silicium(Si), du soufre(S), du nickel, du cobalt et enfin du fer(Fe).


Stellar Burning Shells
T = 2 × 10^7 K
ρ = 10^2 g/cm^3
Hydrogen
Carbon
Silicon
Iron
Oxygen
Helium
T = 4 × 10^9 K
ρ = 10^7 g/cm^3
25 M⊙
Center of 25 Solar Mass Star

Fusing heavy elements

- Massive stars have much hotter cores
  - successfully fuse elements up to iron
-
  - for a star of 20 solar masses,
    - hydrogen fusion lasts around 15 million years
    - helium fusion lasts around one million years
    - carbon fusion lasts 300 years
    - oxygen fusion lasts for 7 months
    - silicon fusion lasts for two days ar produces an iron core



The fate of massive stars

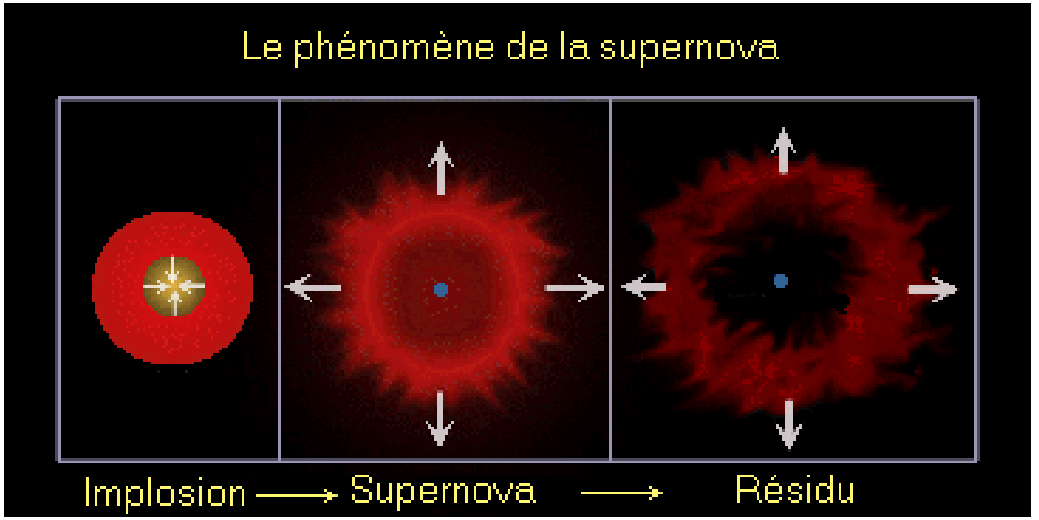
- Fusing iron requires (does
  - iron core cannot support itself against gravity
  - collapses to form ***neutron star***
    - neutron star is about 50% more massive than Sun, but is only 10 km across
    - basically a gigantic atomic nucleus: protons and electrons have combined to form neutrons
    - in extreme cases even this may not be stable, and a **black hole** is formed instead
  - outer layers expelled in massive explosion: a ***supernova***
    - or a few weeks star is nearly as bright as a whole galaxy





Le fer ne peut plus se transformer en aucun autre élément, simplement parce qu'il n'y a plus assez d'énergie : il s'accumule dans un coeur qui se remplit en même temps de matière électronique dégénérée.

Comme les couches externes continuent à s'effondrer, la masse du coeur continue d'augmenter, mais il ne dispose plus d'énergie pour contrebalancer l'effet de la gravitation. Quand sa masse atteint la masse critique dite de **Chandrasekhar**, du nom d'un physicien indien, qui correspond à 1.4 fois la masse du soleil, il s'effondre brutalement sur lui-même, en entraînant les couches externes de l'étoile.



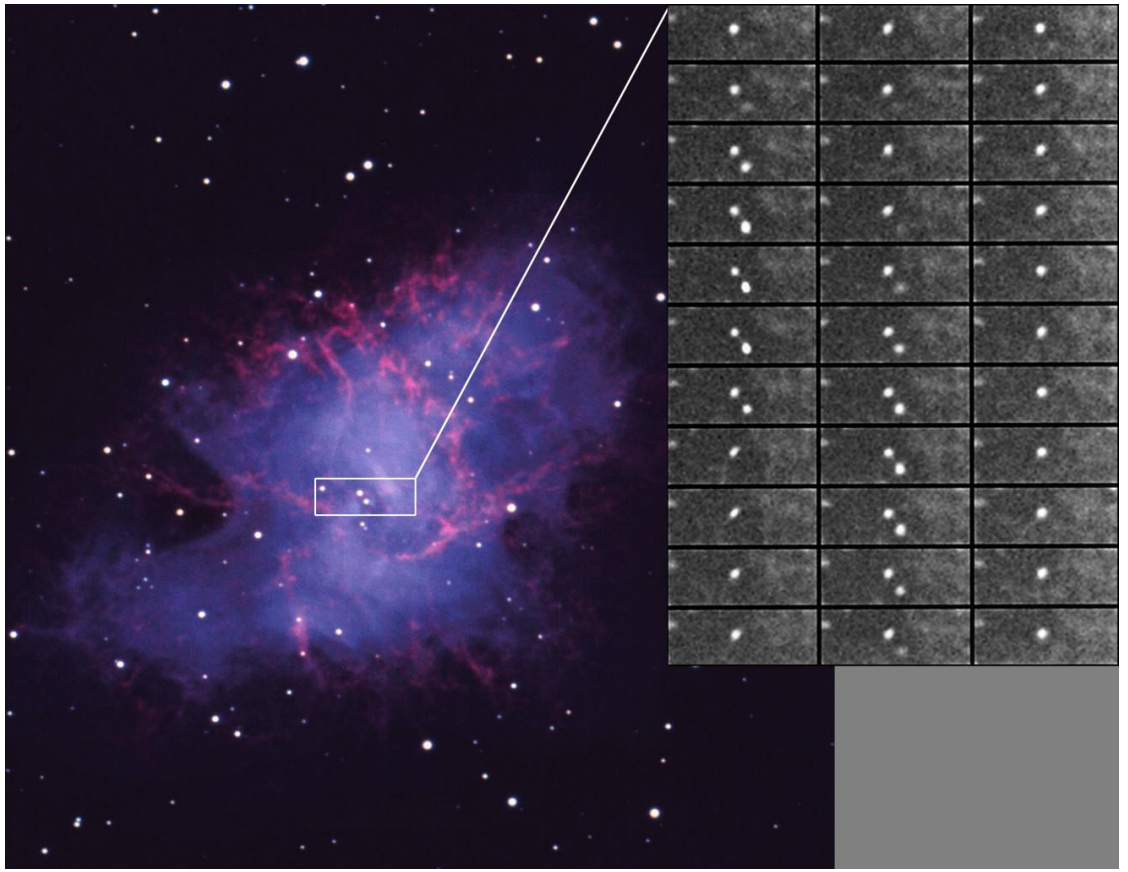
Cet effondrement produit une énergie mécanique énorme dont le transfert à travers les couches de l'étoile a pour résultat de faire exploser celle-ci, formant ainsi un des phénomènes les plus lumineux connus : la supernova.

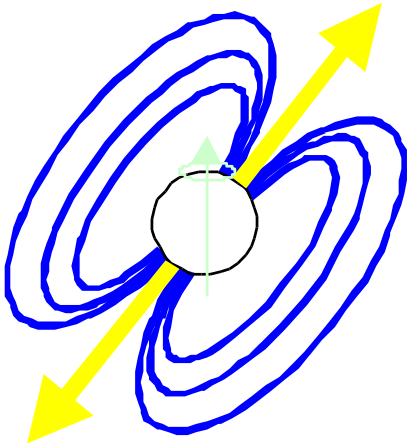
The legacy of massive stars

-
  - expanding gas cloud, formerly star's outer layers
- Pulsars
  - rapidly rotating neutron stars
    - observed by their "lighthouse beam" of radio emission (sometimes also optical) emitted from magnetic poles of star
- Heavy elements
  - formed in the core of the star as it implodes



The Crab pulsar



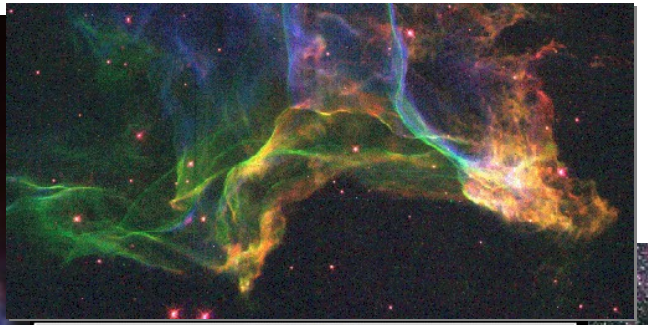


pin axis and magnetic axis misaligned: see pulse

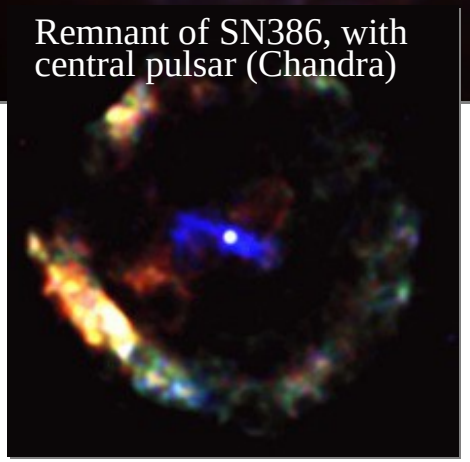
In Crab see 2 pulses/cycle: angle must be ~90°

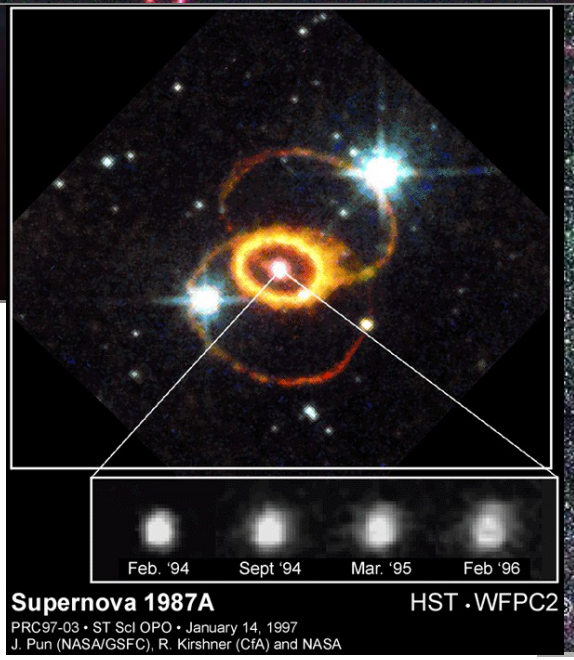
Supernova remnants





Cygnus Loop (HST): green=H, red=S^{+}, blue=O^{++}







Quelques étoiles curieuses

Les étoiles multiples

Il arrive qu'en regardant bien une étoile, on s'aperçoit qu'il y en a deux ou plus. Il peut s'agir d'une simple illusion d'optique : deux étoiles très distantes mais alignées par rapport à la Terre.

Parfois ces deux étoiles peuvent être réellement très proches l'une de l'autre : on dit dans ce cas qu'on a affaire à un système binaire. Dans un tel système, les deux étoiles en présence gravitent autour de leur centre de masse commun.

Ces étoiles sont véritablement des soeurs jumelles, nées ensemble au sein du même nuage moléculaire. Elles peuvent évoluer ensemble ou non, selon leurs masses initiales ; et lorsque l'une d'elles passe au stade de géante rouge, elle peut déborder de son lobe de Roche. La matière ainsi capturée par son compagnon va former un disque d'accrétion et accélérer l'évolution de cette dernière.

Il existe aussi des systèmes d'étoiles triples ou quadruples, mais plus le système contient d'étoiles, plus il est rare.

Plus de la moitié des étoiles que l'on voit dans le ciel sont des systèmes binaires ou plus.

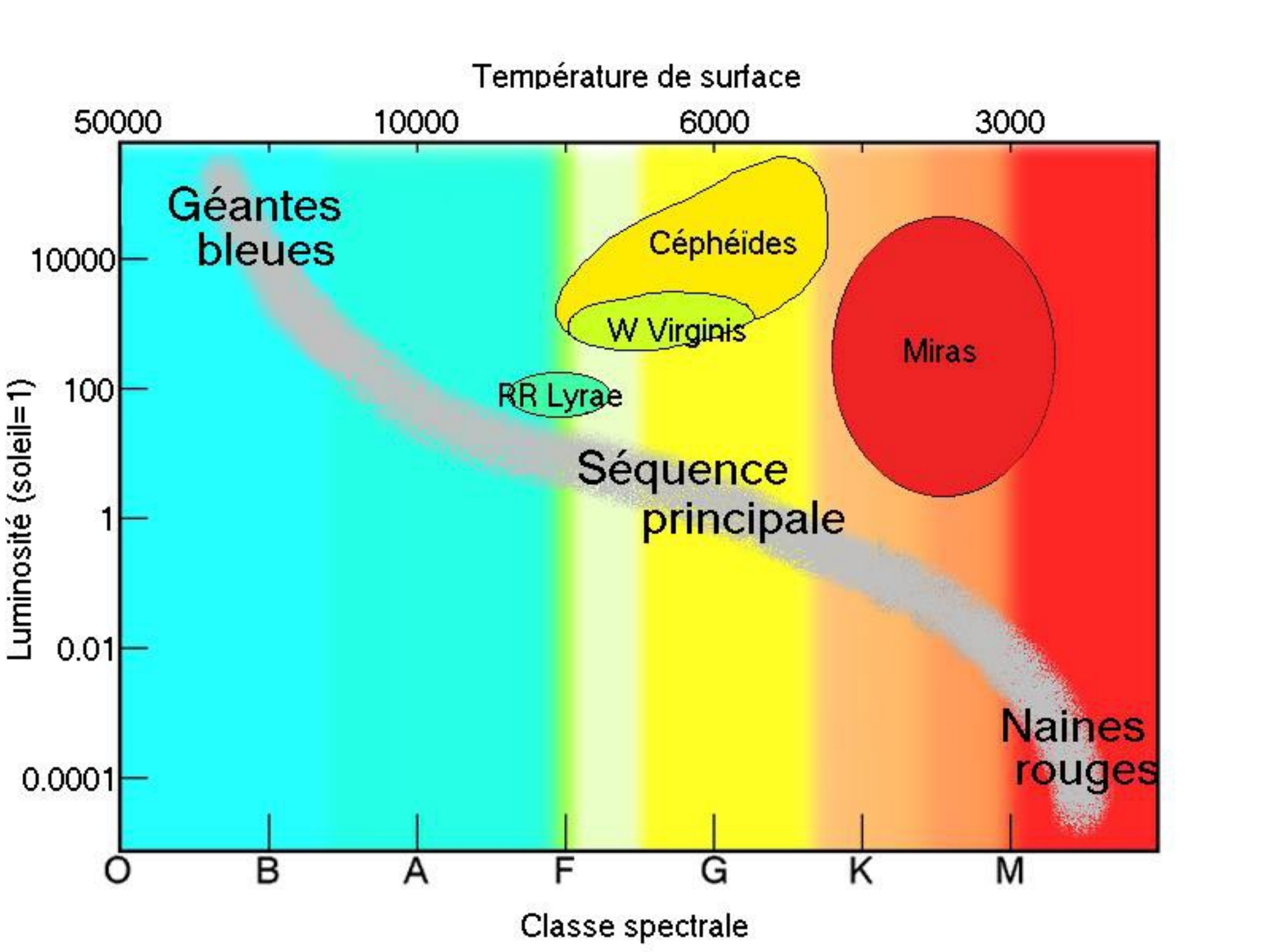
Les étoiles variables

Un certain nombre d'étoiles montrent une luminosité variable. Cette variation peut être relativement régulière avec une période comprise entre 1 jour et 1 an.

Parmi ces étoiles, les Céphéïdes sont très importantes pour les astronomes, parce que leur période de pulsation est directement reliée à leur magnitude . Elles peuvent ainsi servir de jalons pour mesurer la distance à laquelle se trouve la galaxie qui les abrite.

Les Céphéïdes sont des étoiles qui ont terminé leur séquence principale, et pulsent par instabilité en profondeur. Non seulement, leur magnitude varie d'environ 1 unité, mais leur température de surface varie aussi de 1500˚, et leur taille de 10 à 30 %.

Leur période de pulsation varie entre 3 et 50 jours. Cette période est une fonction préci de leur magnitude absolue.


Température de surface
50000
10000
6000
3000
Géantes bleues
Céphéïdes
W Virginis
RR Lyrae
Miras
Séquence principale
Naines rouges
Luminosité (soleil=1)
10000
100
1
0.01
0.0001
O
B
A
F
G
K
M
Classe spectrale

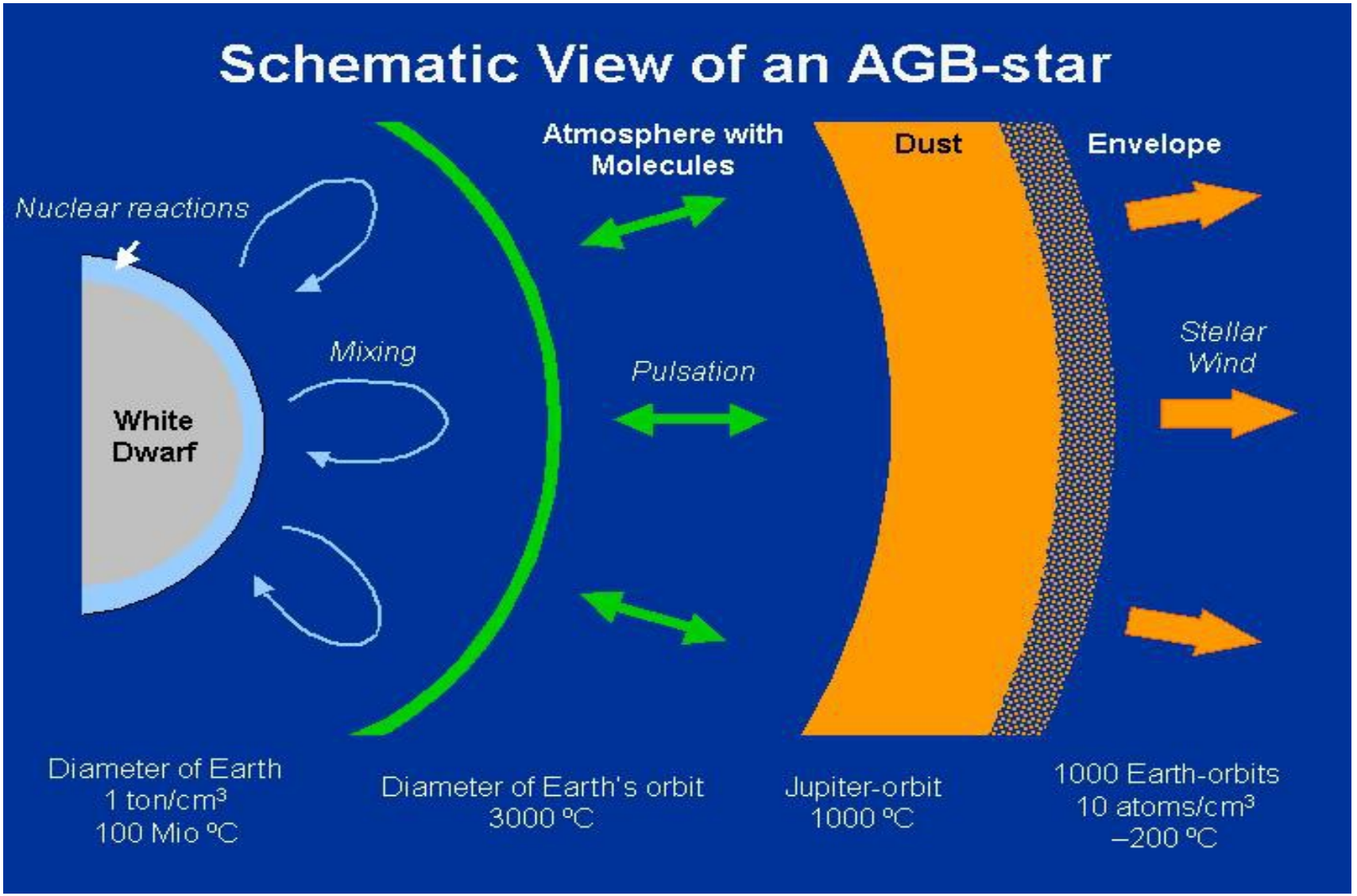
Les étoiles géantes froides

Il existe des étoiles géantes qui sont très froides : leur température de surface ne dépasse pas 2500 K, voir 2000 K;. Il s'agit d'étoiles au stade géante rouge dont le coeur de carbone est pratiquement mis à nu.

Leur enveloppe externe est arrachée par des vents stellaires très violents. Elles présentent de ce fait une couronne de gaz très importante, et subissent une forte perte de masse.

On les appelle étoiles carbonées, parce que leur couronne présente de nombreuses traces de carbone.

Ces étoiles étaient regroupées dans les classes spectrales R (2500 K) et N (2000 K). Cette classification a cependant tendance à tomber en désuétude, au profit des types C, lorsque leur spectre présente de nombreuses raies du carbone, ou S si c'est de l'oxyde de zirconium qui prédomine.


Schematic View of an AGB-star
Atmosphere with Molecules
Dust
Envelope
Nuclear reactions
Mixing
Pulsation
Stellar Wind
White Dwarf
Diameter of Earth
1 ton/cm3
100 Mio °C
Diameter of Earth's orbit
3000 °C
Jupiter-orbit
1000 °C
1000 Earth-orbits
10 atoms/cm3
–200 °C

Les naines brunes

La théorie actuelle de la formation stellaire indique qu'une étoile ne peut démarrer des réactions de fusion qu'à la condition que sa masse soit au moins égale à 0,084 de celle du Soleil.

Une étoile dont la masse est inférieure à environ 1/10ème de celle du Soleil va pouvoir initier ces réactions, mais celles-ci vont s'arrêter en quelques dizaines de millions d'années seulement.

Après ce stade, ces étoiles avortées vont continuer à rayonner grâce à la chaleur dégagée par une lente contraction gravitationnelle, essentiellement dans l'infra-rouge, leur température de surface étant typiquement de l'ordre de 1000 K.

Leur luminosité est bien sur très faible, de l'ordre de 1/100.000 ème de celle du Soleil, ce qui correspond à une magnitude absolue de 17.

On appelle ces étoiles des naines brunes. Elles sont évidemment difficiles à détecter, et on pensait voici peu qu'elles était rares.

De récentes observations ont au contraire montré qu'elles sont relativement abondantes, au moins au sein des nuages moléculaires où un télescope opérant dans l'infra-rouge parvient à les détecter.

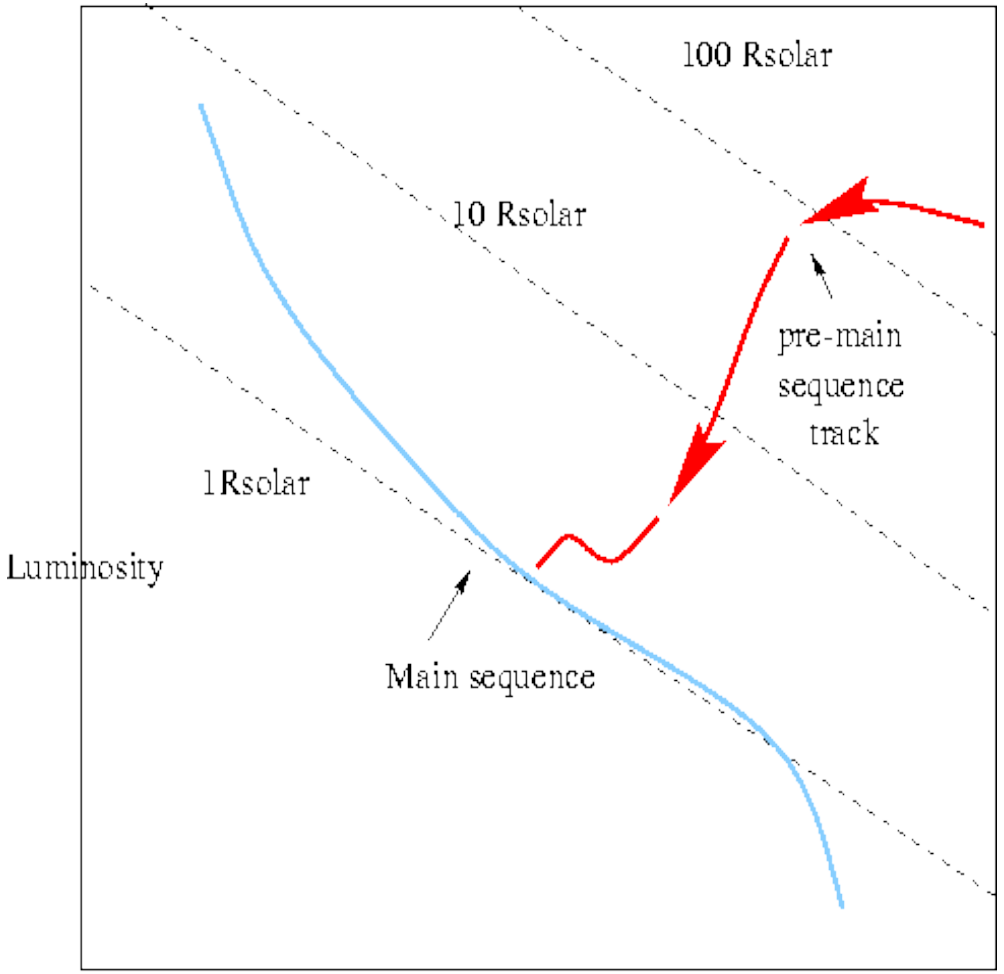
Une vue du Trapèze en infra-rouge, dans la nébuleuse d'Orion.

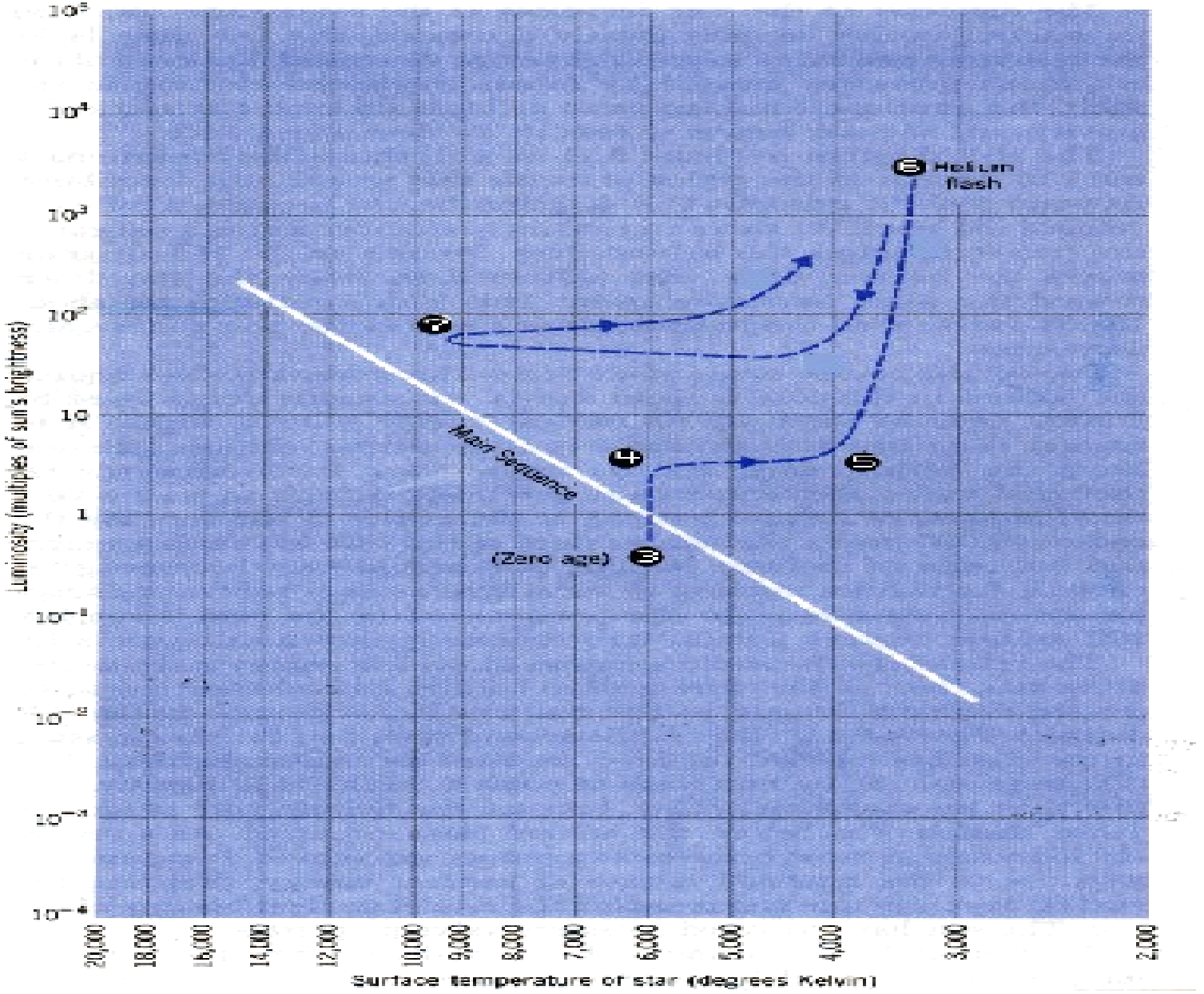
Les points lumineux, à l'exception des étoiles principales jeunes,
sont des naines brunes.

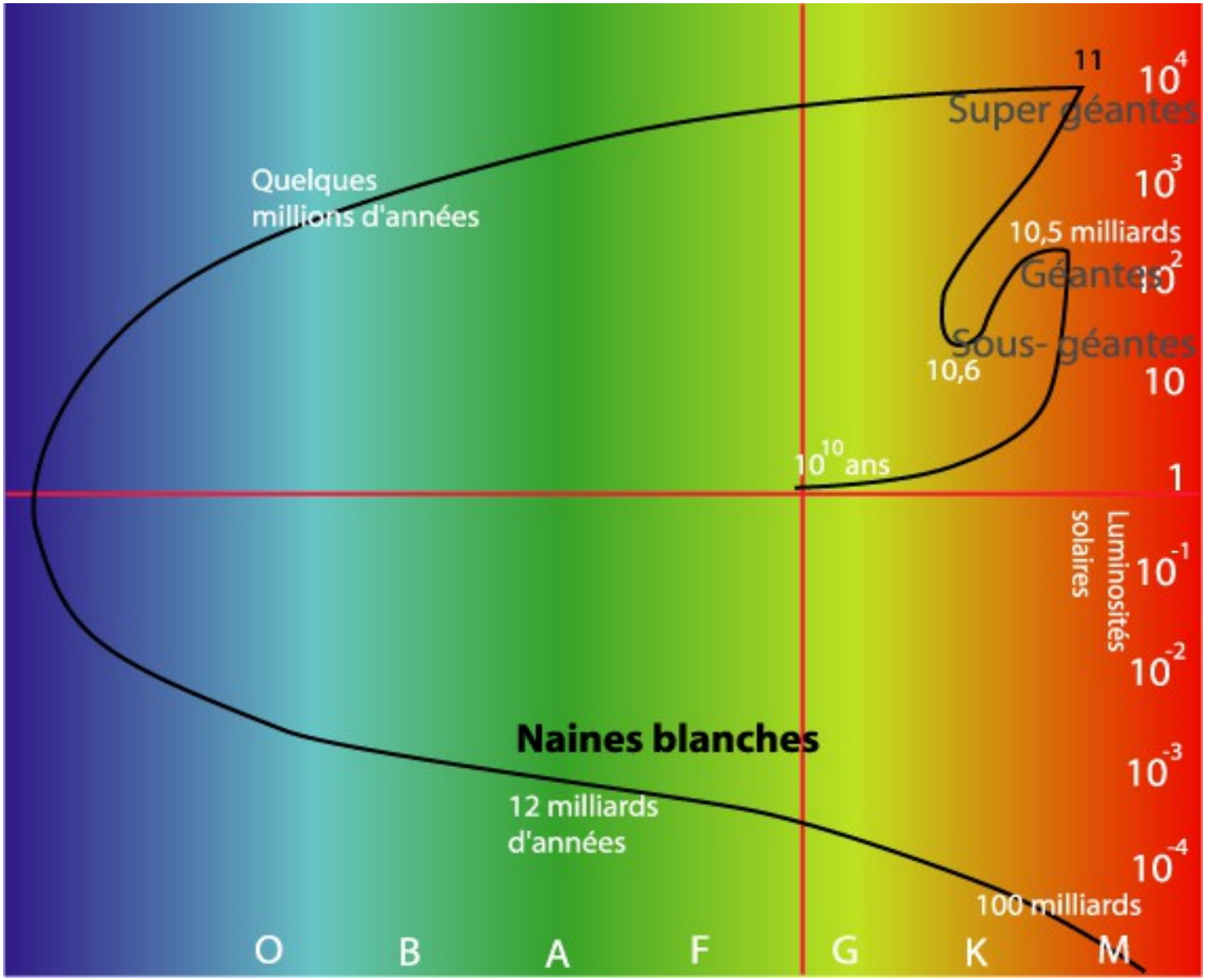
Celles-ci ressortent bien du nuage moléculaire relativement froid.

Source : NASA/HST




100 Rsolar
10 Rsolar
pre-main
sequence
track
1Rsolar
Luminosity
Main sequence
Surface Temperature


Luminosity (multiples of sun's brightness)
10^5
10^4
10^3
10^2
10
1
10^{-2}
10^{-4}
10^{-8}
10^{-4}
20,000
18,000
16,000
14,000
12,000
10,000
9,000
8,000
7,000
6,000
5,000
4,000
3,000
2,000
Surface temperature of star (degrees Kelvin)
Main Sequence
(Zero age)
3
4
5
7
8
Helium flash


11
10^4
Super géantes
10^3
Quelques
millions d'années
10,5 milliards
Géantes
10^2
Sous- géantes
10,6
10
10^{10} ans
1
Luminosités
solaires
10^{-1}
10^{-2}
Naines blanches
10^{-3}
12 milliards
d'années
10^{-4}
100 milliards
O
B
A
F
G
K
M

Known Interstellar Molecules (Total: 136 as of May 2002)

Number of Atoms

2	3	4	5	6	7	8	9
H_2	H_2O	NH_3	SiH_4	CH_3OH	CH_3COH	CH_3CO_2H	CH_3CH_2OH
OH	H_2S	H_3O^+	CH_4	NH_2CHO	CH_3NH_2	HCO_2CH_3	$(CH_3)_2O$
SO	SO_2	H_2CO	CHOOH	CH_3CN	CH_3CCH	CH_3C_2CN	CH_3CH_2CN
SO^+	HN_2^+	H_2CS	HCCCN	CH_3NC	CH_2CHCN	C_7H	$H(CC)_3CN$
SiO	HNO	HNCO	CH_2NH	CH_3SH	HC_4CN	H_2C_6	$H(CC)_2CH_3$
SiS	SiH_2?	HNCS	NH_2CN	C_5H	C_6H	C_8^-?	C_8H
FeO?	H_2D^+	CH_2D^+?	CH_2CN	C_5S?	I-H_2C_2HOH	CH_2OHCHO	C_9^-?
NO	NH_2	CCCN	H_2CCO	HC_2CHO	c-CH_2OCH_2	I-HC_6H	
NS	H_3^+	HCO_2^+	C_4H	CH_2=CH_2	C_7^-		
HCl	NNO	I-CCCH	c-C_3H_2	H_2CCCC			10
NaCl	HCO	c-CCCH	I-H_2CCC	HC_3NH^+			
KCl	HCO^+	CCCO	C_5	C_5N			CH_3COCH_3
AlCl	OCS	CCCS	SiC_4	C_6^-?			$CH_3(CC)_2CN$?
AlF	CCH	HCCH	H_3CO^+				$(CH_2OH)_2$?
PN	HCS^+	$HCNH^+$	HCCNC				11
SiN	c-SiCC	HCCN	HNCCC				
NH	CCO	H_2CN					$H(CC)_4CN$
SH	CO_2	c-SiC_3					12
HD	AlNC						
HF	SiCN						C_6H_6
CH	CCS						
CH^+	C						13

- Organic molecules in green
- Inorganic molecules in pink