

Les étoiles à neutrons



GAP 47 • Olivier Sabbagh • Novembre 2017 - Révision Mars 2023

Les étoiles à neutrons

Une **étoile à neutrons** est un astre principalement composé de neutrons maintenus ensemble par les forces de gravitation. De tels objets sont le résidu compact issu de l'effondrement gravitationnel du cœur d'une étoile massive quand celle-ci a épuisé son combustible nucléaire. Cet effondrement s'accompagne d'une explosion des couches externes de l'étoile, qui sont complètement disloquées et rendues au milieu interstellaire, phénomène appelé supernova. Le résidu compact n'a d'étoile que le nom : il n'est plus le siège de réactions nucléaires et sa structure est radicalement différente de celle d'une étoile ordinaire. Sa masse volumique est en effet extraordinairement élevée, de l'ordre de mille milliards de tonnes par litre, et sa masse comprise dans une fourchette très étroite, entre 1,4 et 3,2 fois la masse du Soleil (voir masse de Chandrasekhar). Ainsi, une étoile à neutrons est une boule de seulement 20 à 40 kilomètres de diamètre.

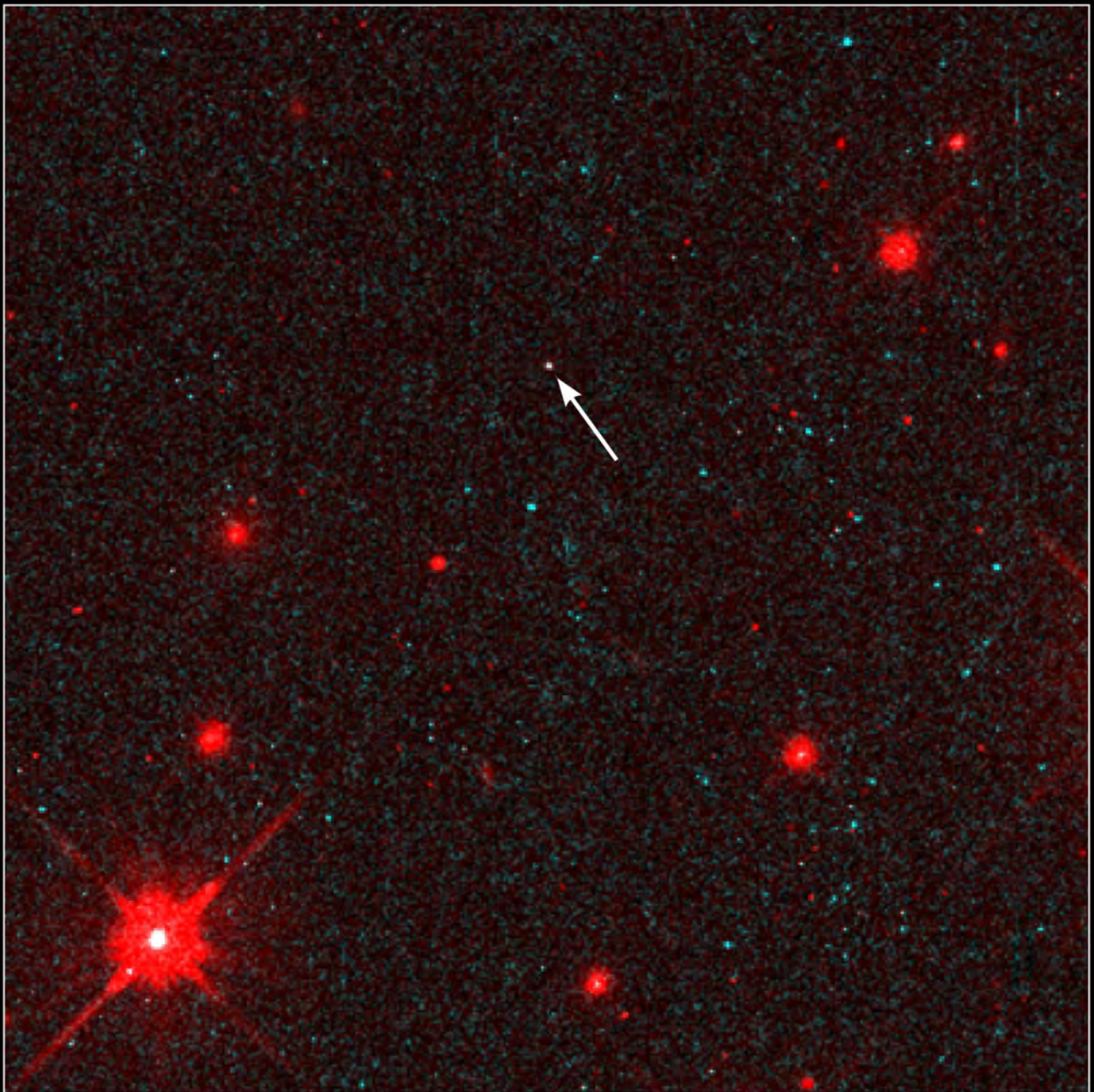
À leur naissance, les étoiles à neutrons sont dotées d'une vitesse de rotation très élevée, de plusieurs dizaines de tours par seconde. Elles possèdent également un champ magnétique très intense, allant jusqu'à 10^{11} teslas. Leur intérieur est également très atypique, étant principalement composé de neutrons dans un état superfluide. On y trouve également des proportions plus modestes de protons et d'électrons supraconducteurs. La région la plus centrale d'une étoile à neutrons est actuellement mal connue du fait de sa densité trop élevée. Elle peut être composée de neutrons ou de formes de matière plus exotiques.

Selon les circonstances, une étoile à neutrons peut se manifester sous divers aspects. Si elle tourne rapidement sur elle-même et qu'elle possède un puissant champ magnétique, elle projette alors le long de son axe magnétique un mince pinceau de radiations, et un observateur placé approximativement dans la direction de cet axe observera une émission pulsée par un effet de phare, appelée pour cette raison **pulsar**. Une étoile à neutrons située dans un système binaire peut arracher de la matière à son étoile compagnon et donner lieu à une émission pulsée ou continue dans le domaine des rayons X et gamma. Isolée et sans son émission pulsée, une étoile à neutrons est nettement plus difficile à détecter car seule l'émission thermique de sa surface est éventuellement décelable.

Historique

Le concept d'étoiles à neutrons est né immédiatement après la découverte du neutron en 1932 par James Chadwick. Le physicien Lev Landau proposa alors qu'il puisse exister des astres presque entièrement composés de neutrons et dont la structure serait déterminée par un effet de mécanique quantique appelé pression de dégénérescence, à l'instar d'une autre classe d'astres, les naines blanches dont la structure est déterminée par la pression de dégénérescence des électrons. Deux ans plus tard, en 1934, les astronomes Walter Baade et Fritz Zwicky eurent l'intuition que le passage d'une étoile ordinaire à une étoile à neutrons libérerait une quantité considérable d'énergie et donc de rayonnement électromagnétique, donnant l'illusion de l'allumage d'un astre nouveau. Ils proposèrent alors le terme de « super-nova » pour décrire ce phénomène, par opposition au phénomène de nova bien documenté et largement moins énergétique, terme finalement transformé en « supernova ».

L'étude des étoiles à neutrons n'a pris son essor qu'à partir de leur phénomène d'émission pulsée les révélant sous la forme de pulsar. Le premier pulsar découvert fut PSR B1919+21 en 1967, par Jocelyn Bell, alors étudiante d'Antony Hewish. Le lien entre pulsar et étoiles à neutrons fut fait presque immédiatement par l'identification d'un pulsar au sein de la Nébuleuse du Crabe, le rémanent de la supernova historique SN 1054, prouvant ainsi que les étoiles à neutrons étaient effectivement produites lors de l'explosion de supernovæ. Par la suite, de nombreux autres pulsars furent découverts au sein de rémanents de supernova. Cependant, la durée de vie d'un rémanent de supernova avant sa dispersion dans le milieu interstellaire est nettement plus brève que la durée pendant laquelle l'émission pulsée de l'étoile à neutrons est observable. Aussi la plupart des pulsars ne sont pas associés à un rémanent. Aujourd'hui (2008) près de 2 000 étoiles à neutrons sont connues, la majeure partie — plus de 1 500 — étant détectée sous la forme de pulsars, l'autre sous la forme de sources de rayons X (principalement binaires X ou plus rarement par leur émission de surface). Leur étude permet de reconstituer certains aspects de la physique des étoiles à neutrons.



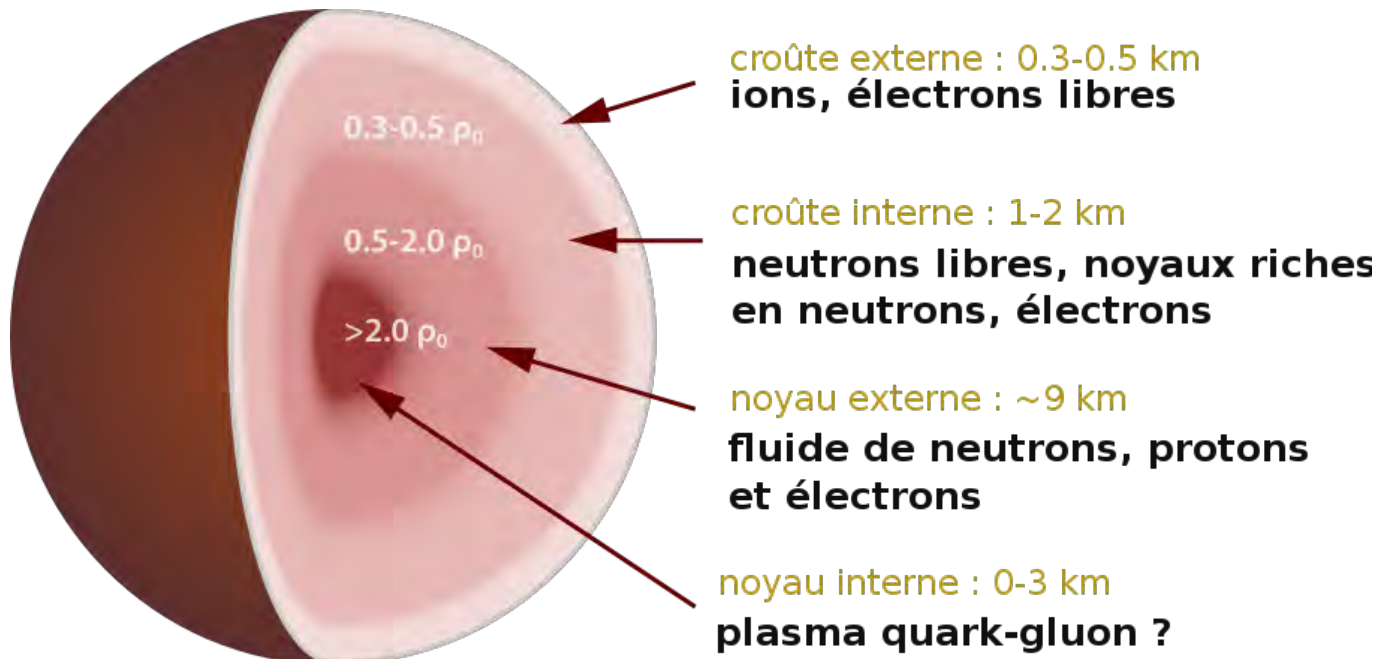
Isolated Neutron Star RX J185635-3754
Hubble Space Telescope • WFPC2

PRC97-32 • ST Scl OPO • September 24, 1997
F. Walter (State University of New York at Stony Brook) and NASA



RX J1856.5-3754, une étoile à neutrons isolée proche du Système solaire, dont l'émission de surface est vue par le télescope spatial Hubble.

Structure d'une étoile à neutrons



Comme dans tout astre, la densité d'une étoile à neutrons augmente à mesure que l'on s'approche du centre. On distingue ainsi dans une étoile à neutrons plusieurs couches, selon la densité et les propriétés de la matière qui les compose :

- À la surface, on parle d'**atmosphère** ou plus rarement d'**océan** pour désigner la couche de quelques centimètres où la matière est partiellement liquide, bien que de densité très élevée.
- En dessous existe la **croûte externe**, composée de la même matière que l'intérieur d'une naine blanche, c'est-à-dire des noyaux atomiques très fortement ou totalement ionisés et d'électrons libres. Quand la densité augmente, sont favorisées des réactions de fusion entre protons des noyaux atomiques et électrons libres qui forment des neutrons. Ceci a pour conséquence d'enrichir les noyaux atomiques en neutrons par rapport à leur état à basse densité. Ainsi peuvent se former des noyaux atomiques étranges tels le nickel-62 (à $2 \times 10^8 \text{ g cm}^{-3}$), du zinc-80 (à $5 \times 10^{10} \text{ g cm}^{-3}$), puis du krypton-118 (à $4 \times 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$).
- Au-delà d'une densité de $4,3 \times 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$, les noyaux deviennent trop riches en neutrons. Une partie de leurs neutrons s'échappe des noyaux, en formant un fluide supplémentaire. La matière est donc composée de noyaux très riches en neutrons, d'électrons de moins en moins nombreux et de neutrons libres. C'est la **croûte interne**.
- Au-delà d'une densité de $1,7 \times 10^{14} \text{ g cm}^{-3}$, les noyaux atomiques achèvent de se dissoudre. On a alors un mélange de fluides de neutrons, protons et électrons, ces derniers étant nettement minoritaires par rapport aux neutrons. Des muons peuvent également être présents en sus des électrons. Cette région est appelée **noyau externe**.
- Si la densité centrale dépasse les $3 \times 10^{15} \text{ g cm}^{-3}$, il devient difficile de connaître avec précision l'état de la matière. On est alors dans la région du **noyau interne**. Les modifications tiennent essentiellement à une réorganisation des constituants internes des neutrons et des protons, appelés quarks. Ces particules existent dans les protons et neutrons sous deux formes, appelées *u* (de l'anglais « *up* », doté d'une charge électrique égale aux $2/3$ de celle du proton) et *d* (pour « *down* », charge électrique de $-1/3$). Un proton possède trois quarks *uud* et un neutron trois quarks *udd*. Il est possible qu'à très haute densité d'autres états de quarks puissent exister de façon stable, comme sous la forme de condensats de pions ou de kaons (possédant chacun un quark et un antiquark), et un plasma de quarks libres de gluons (les gluons sont les particules véhiculant l'interaction forte, à laquelle sont soumis les quarks). Il est également possible qu'un autre type de quark, dit *s* (pour « *strange* ») existe dans des combinaisons de trois quarks, on parle alors d'hypérons. De telles configurations sont parfois appelées étoile étrange (quand le quark *s*, dit quark étrange joue un rôle) ou étoile à quarks (quand une phase de quarks libres se développe).

Il n'est bien sûr pas possible d'avoir un accès direct aux régions internes des étoiles à neutrons. Cependant, certaines propriétés peuvent être mises en évidence par l'observation, comme la mesure de la masse, du rayon d'une étoile à neutrons, ou d'une combinaison de ces deux quantités. D'autres phénomènes, comme le ralentissement des pulsars, et de brusques variations de leur vitesse angulaire (appelés *glitches*) permettent également de déterminer l'ordre de grandeur de leur champ magnétique, ainsi que de prouver que leur intérieur est superfluide.

Détermination des masses et rayons des étoiles à neutrons

Il est difficile de déterminer la masse d'une étoile à neutrons isolée. En revanche, si celle-ci fait partie d'un système binaire, il est possible de connaître sa masse par l'étude de son orbite. En pratique cela n'est faisable de façon robuste que si l'on a un système très serré de deux étoiles à neutrons et que l'on observe l'émission pulsée de l'une d'entre elles (voire les deux). De tels systèmes sont appelés pulsars binaires, ou pulsars doubles quand on observe l'émission pulsée des deux astres. Dans de telles configurations, il est possible de déterminer la masse des deux astres, en raison d'effets dus à la relativité générale qui dépendent de diverses combinaisons des deux masses. La prise en compte de ces effets relativistes appelés pour des raisons évidentes paramètres post-képlériens est ici indispensable, car en ne tenant compte que des effets de gravitation universelle, un seul paramètre appelé fonction de masse est déterminable, celui-ci ne donnant que peu d'information sur les deux masses. En tenant compte des corrections de relativité générale, les paramètres post-képlériens permettent de contraindre les masses de ces objets.

Récapitulatif

Plus d'une douzaine de couples d'étoiles à neutrons sont connus à ce jour, dont six ou sept permettent de déterminer assez précisément les masses des deux astres. Parmi ceux-ci, un seul est un pulsar double, PSR J0737-3039, les autres ne laissant voir qu'un pulsar et un compagnon sombre. La masse déduite du compagnon étant dans la même plage de masse (1,0 à 1,5 masse solaire), il est interprété comme étant une autre étoile à neutrons : il n'est ni assez massif pour être un trou noir, ni assez lumineux pour être une naine blanche.

Pulsar	Masse totale (M_{\odot})	Masse (M_{\odot})
PSR J0737-3039A	2,588(3)	1,337(5)
PSR J0737-3039B	2,588(3)	1,250(5)
PSR J1518+4904	2,62(7)	$1,56^{+0,13}_{-0,44}$
PSR J1518+4904 (compagnon)	2,62(7)	$1,05_{-0,11}^{+0,45}$
PSR B1534+12	2,6784	1,3332(10)
PSR B1534+12 (compagnon)	2,6784	1,3452(10)
PSR J1756-2251	2,58	1,40(3)
PSR J1756-2251 (compagnon)	2,58	1,18(3)
PSR J1811-1736	2,57(10)	<1,74
PSR J1811-1736 (compagnon)	2,57(10)	>0,93
PSR J1829+2456	2,5(2)	<1,38
PSR J1829+2456 (compagnon)	2,5(2)	<1,30(8)
PSR J1906+0746	2,61(2)	
PSR J1906+0746 (compagnon)	2,61(2)	
PSR B1913+16	2,8284	1,4408(3)
PSR B1913+16 (compagnon)	2,8284	1,3873(3)
PSR B2127+11C	2,712	1,349(40)
PSR B2127+11C (compagnon)	2,712	1,363(40)