

ETOILES A NEUTRONS ET PULSARS
DESCENTE AU SEIN D'UNE ETOILE A NEUTRONS

Les rares tentatives de reconstitution de la structure interne des étoiles à neutrons effectuées avant la découverte des pulsars, avaient pour seul but de trouver des caractéristiques observables qui puissent signaler ces objets sans équivoque possible. De nos jours, avec l'identification des pulsars aux étoiles à neutrons, avec l'afflux prévisible d'informations dans les toutes prochaines années grâce aux expériences spatiales, l'étude de la structure interne a évidemment changé d'objectif.

Essentiellement, il s'agit toujours de relier ce que l'on observe (le dehors) et ce que l'on imagine (le dedans) mais aussi d'évaluer les caractéristiques limites des étoiles à neutrons, afin de les distinguer des trous noirs, pour le moment hypothétiques. Ces derniers sont des objets dont l'existence est prédite par la relativité générale (et par presque toutes les autres théories relativistes de la gravitation) qui sont si massifs et si compacts que rien n'en peut sortir et, en particulier, pas la lumière: ils apparaissent noirs; on ne les voit donc pas! Ils constituent l'un des états finaux possibles de l'évolution stellaire. Pour les distinguer des étoiles à neutrons, il serait intéressant de pouvoir estimer leur masse maximale possible. Si l'on observe dans le ciel un objet très compact (c'est-à-dire massif et de petite taille), par exemple un objet de 20 masses solaires pour un rayon d'au plus 100 km, et si, en outre, on sait que la masse maximale d'une étoile à neutrons est de 3 masses solaires, alors l'objet en question sera peut-être un trou noir: il ne peut exister d'étoile stable ayant ces propriétés et la matière peut seulement s'effondrer sur elle-même jusqu'à former un trou noir. Il est donc crucial d'avoir une idée précise de ce qu'est cette structure interne.

Malheureusement, la physique dont on a besoin pour décrire l'intérieur d'une étoile à neutrons n'existe pas encore tant les conditions qui y règnent sont éloignées de ce qu'on a pu tester en laboratoire. Bien plus, il n'est même pas sûr que l'on dispose actuellement des théories physiques nécessaires à cette description. Aussi en est-on réduit à n'utiliser que des extrapolations plausibles de la physique du laboratoire (physique des solides, superfluidité, supraconductivité, hydrodynamique, physique nucléaire et des particules élémentaires) en espérant qu'elles ne seront pas trop éloignées de la réalité.

La première théorie dont on a besoin pour décrire l'équilibre hydrostatique d'une étoile à neutrons est une théorie relativiste de la gravitation et l'on utilise donc le plus couramment la relativité générale d'Einstein. En effet, le paramètre qui caractérise l'importance des effets relativistes est le facteur GM/Rc^2 où G est la constante de la gravitation, M la masse, R une dimension typique (comme le rayon de l'étoile) et c la vitesse de la lumière. En gros, GM/R est le carré d'une vitesse caractéristique pour un corps orbitant au voisinage de la surface et que l'on doit comparer à la vitesse de la lumière: lorsque les deux vitesses sont voisines, donc lorsque le rapport GM/Rc^2 est voisin de l'unité, la relativité est nécessaire pour la description de l'étoile; en revanche, lorsque ce rapport est très petit, la théorie newtonienne usuelle convient parfaitement. La théorie newtonienne convient d'autant mieux que ce paramètre est plus petit; plus il est voisin de l'unité et plus c'est la théorie relativiste de la gravitation qu'il convient d'adopter. Le tableau A donne la valeur de ce paramètre pour quelques systèmes courants; on constate que les étoiles à neutrons nécessitent l'usage de la relativité générale.

Sans qu'il soit nécessaire d'entrer dans les détails techniques, mentionnons seulement que l'on doit résoudre les équations d'Einstein compte-tenu de la répartition et du contenu énergétique de la matière dans l'étoile. En clair, cela signifie que l'on doit connaître également l'équation d'état qui régit ce contenu énergétique, c'est-à-dire une relation entre la pression et la densité d'énergie ou de particules en chaque point. On aboutit alors à un système d'équations assez simples (les équations

tions de Tolman-Oppenheimer-Volkov) dont la solution fournit directement (i) les profils de densité et de pression de l'étoile (figure 3), (ii) les masses et les rayons correspondant à une densité centrale donnée et, éventuellement (iii) le moment d'inertie de l'étoile, grandeur qui caractérise son énergie de rotation (son "inertie de rotation" si l'on préfère).

Malheureusement la "bonne" équation d'état de la matière nucléaire n'est pas connue avec précision et l'on ne sait même pas si tous les phénomènes envisagés théoriquement (condensation de mésons pi, excitation de particules élémentaires, superfluidité ou solidification de la matière neutronique, etc...) possèdent une existence réelle. Toujours est-il que l'on s'est formé une image plausible que nous allons expliquer (Figure 4). Naturellement, les nombres indiqués sont purement indicatifs et les structures présentées sont seulement les plus vraisemblables à l'heure actuelle.

On trouve d'abord une croûte de fer, cristalline, d'une masse volumique d'environ 10^6 g cm^{-3} de quelques dizaines de mètres d'épaisseur. On pense que cette croûte est constituée de fer 56 car ce métal n'est pas susceptible de "brûler" dans les réactions thermonucléaires; il est extrêmement stable car les réactions dans lesquelles il est susceptible d'intervenir absorbent de l'énergie au lieu d'en dégager. Ce fer 56 est disposé suivant un réseau cristallin qui est profondément affecté par l'existence du champ magnétique intense de l'étoile. Il constitue ce que l'on appelle un "solide magnétique" aux propriétés encore mal connues.

Puis la densité augmentant, les électrons vont être de plus en plus voisins des noyaux chargés positivement et des réactions de capture β (c'est-à-dire l'absorption des électrons par les protons des noyaux, ce qui fournit des neutrons et des neutrinos)

$$\text{proton} + \text{électron} \longrightarrow \text{neutron} + \text{neutrino}$$

se produisent donnant lieu à des noyaux de plus en plus riches en neutrons et, parallèlement, de plus en plus pauvres en protons. Quant aux neutrinos créés, leur interaction avec la matière est tellement faible qu'ils s'échappent de l'étoile pour la plupart, emportant avec eux une certaine énergie et contribuant par là à son refroidissement. On obtient par ce type de réactions toute une gamme de noyaux tels que du nickel 62 et 64, du germanium 82 etc, jusqu'au krypton 118. Ces noyaux sont généralement instables au laboratoire mais non au sein de l'étoile, leur produit de désintégration ne disposant pas de "place" (d'après le principe d'exclusion de Pauli) de la même manière le neutron qui est instable en laboratoire, est stable à l'intérieur du noyau atomique.

La croûte se dissout peu à peu (car les noyaux qui la composaient comportent de moins en moins de protons dont les interactions électrostatiques sont essentielles à la constitution d'un réseau cristallin) laissant la place à un fluide de neutrons comportant aussi des noyaux riches en neutrons, noyaux tout à fait hypothétiques tel le germanium 982 qui comporterait 950 neutrons!

Arrive alors une masse volumique (environ $10^{11} \text{ g cm}^{-3}$) où les noyaux qui subsistent sont tellement riches en neutrons qu'ils ne peuvent plus les conserver: l'interaction neutron-neutron est beaucoup moins attractive que celle entre un neutron et un proton. Ils prennent alors leur individualité à ce point de lâchage (drip point) et l'on a affaire à un fluide composé de neutrons, de protons, d'électrons et de quelques noyaux. En outre un petit nombre de mésons mu font partir de ce fluide neutronique.

Au delà de cette densité, la situation devient très incertaine tant les interactions entre nucléons (neutrons ou protons) ou entre particules plus lourdes (hypérons: lambda, sigma, delta, etc...) est encore mal connue, sans parler de difficultés de nature technique. La figure 4 représente une coupe typique d'une étoile à neutrons sur laquelle sont indiquées quelques possibilités théoriques concernant l'intérieur.

Arrêtons-nous un peu sur l'éventualité d'une étoile à neutrons comportant un coeur de quarks. Les quarks sont les constituants ultimes d'un grand nombre de particules élémentaires; ainsi les neutrons ou les protons sont composés de 3 quarks. C'est pourquoi si l'on augmente la densité de la matière au point que les neutrons soient

Tableau A : Le paramètre gravitationnel

Objet	Masse (g)	Rayon (cm)	GM / Rc ²
Noyau atomique	10 ⁻²³	10 ⁻¹³	10 ⁻³⁸
Atome	10 ⁻²³	10 ⁻⁸	10 ⁻⁴³
Etre humain	10 ⁵	10 ²	10 ⁻²⁵
Terre	6 x 10 ²⁷	6 x 10 ⁸	10 ⁻⁹
Naine blanche	2 x 10 ³³	10 ⁹	3 x 10 ⁻⁴
Étoile à neutrons	2 x 10 ³³	10 ⁵	0,3
Soleil	2 x 10 ³³	7 x 10 ¹⁰	10 ⁻⁶
Galaxie	10 ⁴⁴	10 ²³	10 ⁻⁷

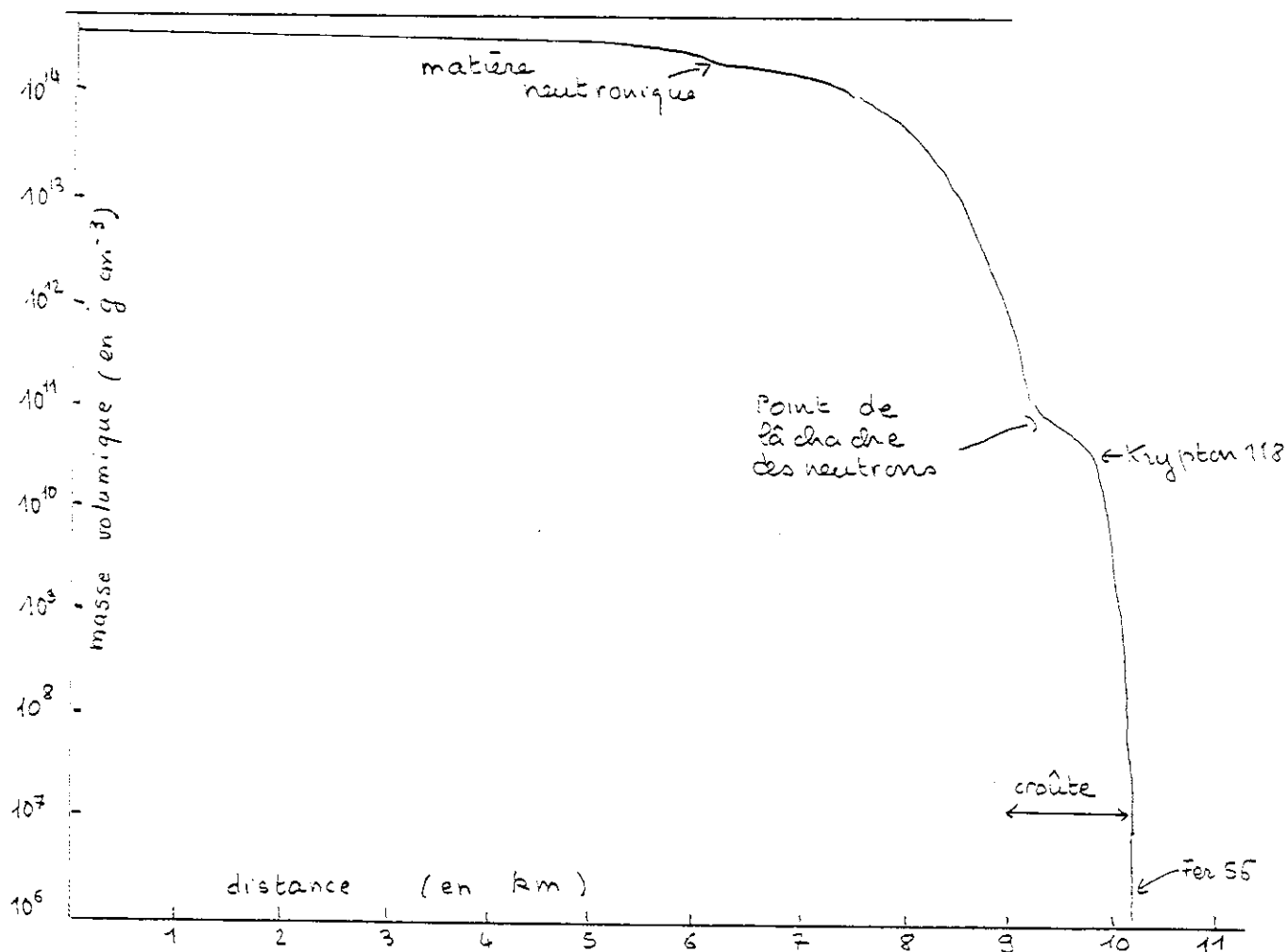


Figure 3 Profil de densité typique d'une étoile à neutrons. les profils de densité calculés sont généralement assez plats avec de brusques discontinuités correspondant à la transition d'un état de la matière à un autre.

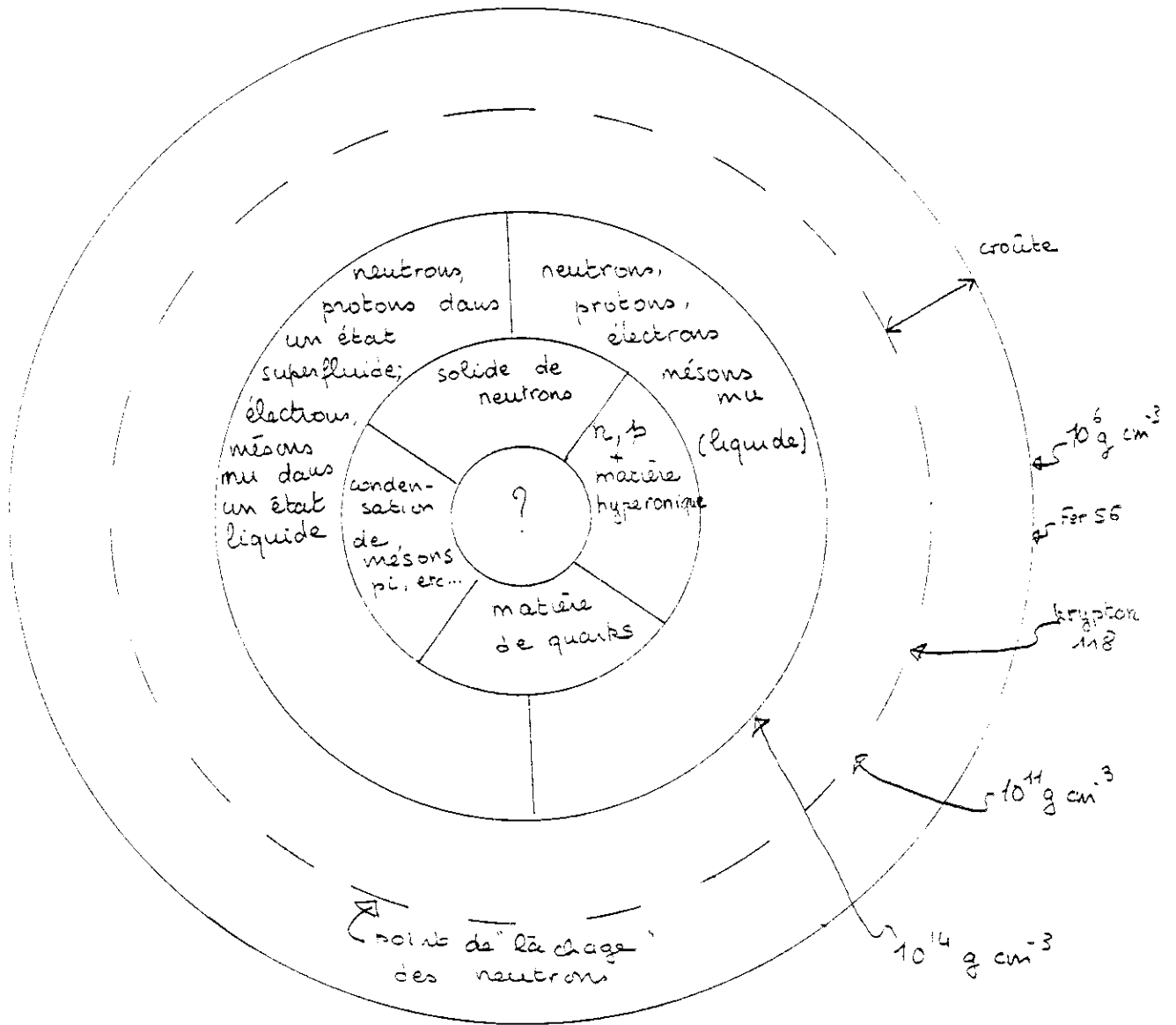


Figure 5 : coupes possibles d'une étoile à neutrons. Les incertitudes sur le comportement de la matière ultra-dense se reflètent sur les diverses structures internes possibles. On espère, dans les prochaines années, que seront levées ces ambiguïtés grâce aux progrès expérimentaux et théoriques de la physique des particules élémentaires et de la physique nucléaire. En l'état actuel des choses, la composition de la croûte semble admissible.

"empilés" les uns sur les autres (ceci arrive à moins de 10 fois la densité nucléaire) ou même davantage, les neutrons perdront leur individualité au profit d'un fluide de quarks. Des calculs théoriques placent cette éventualité à des densités comprises entre 0,1 et 10 fois la densité de la matière nucléaire, selon les modèles. En fait l'existence au sein de l'étoile d'un tel coeur de quarks n'affecte pas profondément, à ce qu'il semble, les propriétés observables des étoiles à neutrons. Par contre l'existence de la matière de quarks permet d'imaginer aujourd'hui l'existence d'étoiles de quarks, tout comme L. Landau imaginait en 1932 les étoiles à neutrons. C'est l'une des raisons pour lesquelles la matière de quarks, imaginée par plusieurs groupes dans le monde (Etats-Unis, Angleterre, URSS, France) est actuellement l'objet de recherches très actives.

(... à suivre)

Rémi Hakim

o o o o o o o o o o o o o p

LES POTINS DE LA VOIE LACTEE: LES ETOILES TRES PEU MASSIVES SONT-ELLES RARES ?

Les comptages systématiques d'étoiles dans notre voisinage solaire montrent qu'il contient des milliers d'étoiles peu lumineuses, à peine perceptibles, appelées naines qui constituent la population la plus abondante mais aussi la plus difficile à détecter.

Le Soleil est une étoile moyenne dont la luminosité (4×10^{26} W) correspond à une magnitude absolue visuelle égale environ à 5. Les étoiles deviennent progressivement plus abondantes aux luminosités plus faibles, avec une abondance maximale pour $M_V = 13,6$ et qui tend à diminuer au-delà. Pour chaque étoile analogue au Soleil, il y a ainsi environ 5 étoiles 2 000 fois moins lumineuse que lui. L'étoile connue la moins lumineuse, découverte récemment, a une magnitude apparente visuelle de 19,7 et une distance de 28 années de lumière, obtenue directement par la parallaxe trigonométrique. Cette dernière observation est particulièrement remarquable car elle a été obtenue avec une bonne précision sur une durée courte de quelques mois et pour un objet très faible. Il en résulte que la magnitude absolue visuelle de l'étoile vaut 20. La température effective de l'étoile est seulement de 1 950 K (alors qu'elle est de 6 000 K pour le Soleil). Il s'agit d'une étoile froide, qui émet l'essentiel de son rayonnement dans le domaine infra-rouge. Globalement cette étoile rayonne une puissance 4 500 fois plus faible que celle du Soleil: il s'agit d'une étoile très peu lumineuse. Ses caractéristiques conduisent à conclure que cette étoile particulière est une "naine noire", c'est-à-dire un objet formé à partir d'un nuage protostellaire de masse trop faible (inférieure à 0,05 fois environ la masse du Soleil) pour que les réactions thermonucléaires puissent se déclencher dans les régions centrales comme dans une étoile classique. Un tel objet peut rayonner de l'énergie en subissant une contraction gravitationnelle lente (environ 100 millions d'années) et se stabiliser ensuite sous l'action de la pression du gaz dégénéré d'électrons qui compose alors "l'étoile". Celle-ci se refroidit alors très lentement, en devenant moins brillante.

Un recensement de ce type d'objets très peu lumineux a été développé récemment en utilisant une technique originale consistant à explorer systématiquement un champ de 15" autour d'étoiles du voisinage solaire pour détecter un excès d'infra-rouge indiquant la présence de compagnons nains rouges. La limite de détection permettait d'atteindre la magnitude absolue visuelle 20,7. Sur 107 étoiles ainsi examinées, seulement 7 montrent la présence de tels compagnons. De plus ceux-ci ne sont pas particulièrement très faibles (la magnitude absolue du plus faible est 14,7). D'autres observations indépendantes confirment également que les naines extrêmement peu lumineuses sont rares. Cette faible abondance conduit à estimer que leur contribution à la masse de la Galaxie ne peut dépasser quelques %. Ces étoiles ne pourraient donc être à l'origine d'une part importante de la masse cachée dans l'Univers. Il faut noter cependant que les observations décrites ici fournissent les luminosités des étoiles et non leurs masses. Ces dernières résultent de l'utilisation d'une relation masse-luminosité mal connue et qui pourrait être sensiblement différente pour ces étoiles non classiques.

Lucette Bottinelli