

この研究会では、中性子ガスの超流動性、磁場の形成過程、パルサーの機構などが主題になるものと思われる。以上は、その議論の背景としての、中性子星の概要を述べたものである。

中性子星の冷却

京大理 伊藤直紀

§ 1. はじめに

中性子星は、最終的には温度零度の平衡状態におちつくだらうと考えられているが、形成時には高温状態にあるのだらう。したがって、中性子星の冷却の time scale を理論的に計算することが重要な問題となる。Pulsar の回転中性子星模型が正しいとすると、pulsar として観測される中性子は、まだ冷えきつていないと考えられる。それ故、中性子星の冷却の機構の理論的な研究は、pulsar の観測と密接に関連している。中性子星の質量と形成の時期が分れば、その中性子星の現在の温度を理論的に求めることができる。この温度と pulsar の観測とを比較することにより、理論の check も可能である。ここでは、冷却の素過程、その結果としての中性子星の冷却の time scale、および中性子星の外側の層の結晶化について、主に review を述べる。

§ 2. 冷却の素過程と冷却の time scale

中性子星の冷却は、高温時には主に neutrino loss によつており、ある程度温度が下つてからは表面からの photon の輻射によつている。中性子星の内部できく ν -loss の過程を次に示す。

2.1. 核子Urca ν -loss

この過程については, Bahcall およびWolf^{1), 2)} によつて計算されているが, Tsuneto と筆者はGreen 函数の方法を用いて定式化し, 計算し直している。これは

$$\begin{cases} n + n \rightarrow n + p + e^- + \bar{\nu}_e \\ n + p + e^- \rightarrow n + n + \nu_e \end{cases}$$

の反応によつて, ν_e , $\bar{\nu}_e$ を出すことにより冷却する過程である。核子同志の衝突によらない過程

$$\begin{cases} n \rightarrow p + e^- + \bar{\nu}_e \\ p + e^- \rightarrow n + \nu_e \end{cases}$$

は, 中性子星の内部では核子および電子が強く縮退しているために, 非常に小さい確率でしか起らない。計算すべきGraphはFig. 1. である。Fig. 2. のgraphは, 中間状態の中間子がFermi seaの上になければならないという条件を満足しないので, 寄与しない。

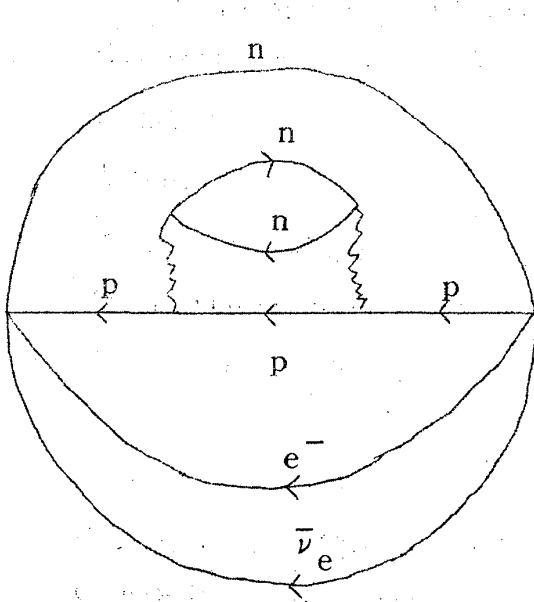


Fig. 1.

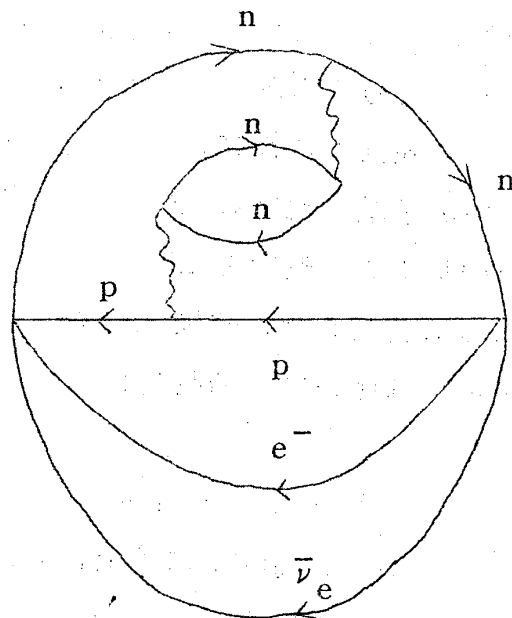


Fig. 2.

中性子，陽子がともに normal の場合について，Tsuneto と筆者が Green 関数の方法を用いて ν -loss の割合を計算したところ，Bahcall と Wolf の結果より factor $1/4$ だけ小さくなることが分つた。この違いは強い相互作用の行列要素の計算法の違いによるもので，模型の簡単さを考えるならば，この程度の違いは深刻に考えるほどのものではない。

核子が superfluid の場合についても，Wolf は彼の学位論文³⁾，および前述の論文²⁾において言及しているが，その取扱いは厳密なものではない。筆者たちは，この場合についても Green 関数の方法によつて ν -loss の割合を計算しようとしている。定性的には次のようなことが予想される。 $T < T_c$ では状態密度に energy gap ができる。この gap を越えて励起される核子の数は，energy gap を Δ とすると， $\exp(-\Delta/kT)$ という形で指数函数的に小さくなる。したがつて ν -loss の割合は $T \ll T_c$ では指数函数的に小さくなつてしまふであらう。

2.2. $(\bar{e}\nu_e)(\bar{\nu}_e e)$ 相互作用による ν -loss

普遍 Fermi 相互作用の $(\bar{e}\nu_e)(\bar{\nu}_e e)$ 相互作用が存在するならば，中性子星の内部では Fig. 3. の plasmon 崩壊，Fig. 4. の neutrino 制動輻射の過程がきく。

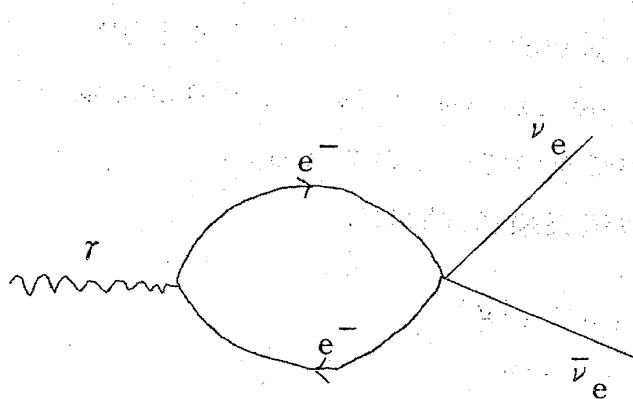


Fig. 3.

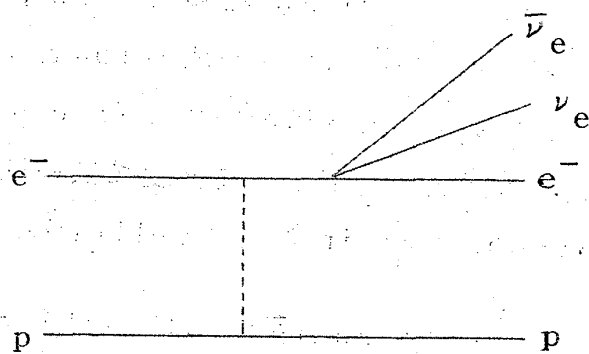


Fig. 4.

2.3. 冷却の time scale

中性子星の冷却を計算した仕事としては、Tsuruta の論文 4) がある。しかし、その論文においては、核子が superfluid になつた場合のことや、次に述べる外層部の結晶化が考えられていない。核子が superfluid になると、核子 Urca ν -loss の割合が小さくなる以外に、比熱が normal の場合と異なる。5), 6) したがつて、中性子星の冷却の time scale を正しく求めるには、これらのことをすべて考慮して計算しなければならない。これは今後の研究課題である。

§ 3. 外層部の結晶化

中性子星が冷えて来ると、外側の原子核の存在する部分は結晶化する。結晶化の criterion は、

$$\Gamma = \frac{1}{k T} \frac{(Z e)^2}{R}$$

を parameter として、 $\Gamma \sim 100$ で与えられる。7)

ここに R は平均 ion 間距離である。これから結晶化の温度を計算すると、ほぼ 10^{10} °K の温度が得られる。ところで、こういう高温の phase の冷却の time scale はきわめて短いから、pulsar として観測される中性子星の外側の原子核の存在する部分は結晶化してしまつていてと考えられる。

この結晶は Coulomb 結晶であるが、地上の結晶とはその様相を異にする。すなわち、裸の原子核から成る ion と、超相対論的な電子、さらに 3×10^{11} g cm^{-3} 以上の密度においては free neutron とから成つていて、圧力の大部分は、低密度では電子、高密度では中性子がになつているのである。

Brush, Sahlin および Teller⁸⁾ の数値実験によれば、

$$\delta U_{\text{coul}} \equiv U_{\text{coul}}(\text{sol}) - U_{\text{coul}}(\text{lig})$$

$$\approx \left(-\frac{3}{4} \pm \frac{1}{4} \right) k T_{\text{tr}}$$

したがつて、中性子星が冷えて来ると、 $k T_{\text{tr}}$ 程度の潜熱を伴つて、液相か

ら固相への相転移をする。

この結晶の物性論的研究課題の一つとして、伝導率の計算がある。電子が縮退している場合は、熱は主に電子によつて運ばれるが、この伝導率をきめるのが、電子と格子振動との散乱である。液相-固相転移点付近での伝導率を求めるためには、そのあたりでの pair correlation function を正しく求める必要があるが、この問題はまだ解決されていない。また、実際の結晶は理想的な結晶ではなくて、不純物や格子欠陥が存在するだろう。伝導率はそれらによつて大きく左右される。

§ 4. 終りに

中性子星の冷却の過程一つをとつてみても、そこには多体系量子論的に興味深い多くの問題があることが理解していただけたと思う。天体物理においては観測の精度が悪いこと、unknown factor が多いこと等の弱点はあるが、この分野は、極限状態の物理学として未開の沃野であるということができよう。残念ながら、日本においては、天体物理に興味をもっている物性理論家、素粒子・原子核理論家は多いとは言えない。この研究会を機会に、天体物性物理、天体核物理、天体素粒子物理等の境界領域の学問の研究が、専門を異にする多くの人たちの協力により盛んになることを、筆者は切に期待している。

参 考 文 献

- 1) J.N. Bahcall and R.A. Wolf, Phys. Rev. 140 (1965), B1452.
- 2) R. A. Wolf, Astrophys. J. 145 (1966), 834.
- 3) R. A. Wolf, Thesis, Calif. Inst. Techn. (1966).
- 4) S. Tsuruta, Canad. J. Phys. 44 (1966), 1863.
- 5) V. L. Ginzburg and D. A. Kirzhnits, JETP 20 (1965), 1346.
- 6) N. Itoh, Prog. Theor. Phys. 42 (1969), 1478.
- 7) H. M. Van Horn, Astrophys. J. 151 (1968), 227.

8) S. G. Brush, H. L. Sahlin and E. Teller, J. Chem. Phys. 45 (1966), 2102.

中 性 子 星 の モ デ ル

京大理 池 内 了

いわゆる中性子星の存在する(安定・不安定に関わらず、中性子が系の主な物質となつている)領域は、密度にして $10^{12} \sim 10^{16} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$ に渡つているが、この密度領域では、系の物質の状態は様々であり、従つて中性子星の構造、モデル、安定性も密度毎に違つている。

便宜的に、この密度領域を4つに分割し、各領域での物質の状態、中性子星のモデル、及びその系での物理の問題点をまとめると次のようになる。