

Nøytrinoemisjon i nøytronstjerner

Her følger en prosjektbeskrivelse samt litteraturliste til Sutharsan Arumugam's master oppgave ved Fysisk Institutt UiO.

Introduksjon til nøytronstjernefysikk

Nøytronstjerner utviser en rik og komplisert struktur. I de ytre lag består materien av kjerner i likevekt med en elektrongass, kjerner i en tilstand slik en kan finne her på jorda, dvs. atomkjernene har proton og nøytron tall som ikke avviker vesentlig fra hverandre. Etterhvert som en går innover i stjerna, og dermed også øker tettheten til materien, blir kjernene mere og mere nøytronrike pga. bla. β -henfall. Økes tettheten enda mere vil kjernene eksistere sammen med en nøytronvæske for til slutt å oppløses helt. Ved enda høyere tettheter har en muligheten for forekomsten av mere eksotiske former for materie, slik som pion-kondensat, kaon-kondensat, mere massive baryoner slik som Λ , Σ eller en fase av rein kvarkmaterie.

Viktige emner i slike nøytronstjernestudier blir da å beskrive teoretisk egenskapene til slik materie over tetthetsområder som kan variere med flere størrelsesordener. I tillegg kommer studier av stjernenes dynamiske egenskaper.

For å studere egenskapene til en nøytronstjerne slik som f.eks. total masse, radius eller treghetsmoment, trenger en tilstandslikningen for tett materie. Med tett materie meiner vi materie som er opptil 10 ganger tettere enn materien i atomkjerner slik vi kjenner dem fra eksperimenter her på jorda. For å nevne et eksempel, så er tettheten innerst inne i blyatomet målt til ca. 0.16 fm^{-3} hvor fm er femtometer, dvs. 10^{-15} meter. Dette svarer til en massetetthet på ca. $2.8 \times 10^{14} \text{ gcm}^{-3}$. Ved tettheter opp til 2-3 ganger 0.16 fm^{-3} , kan en anta at materien består hovedsakelig av nøytroner i β -likevekt med protoner og elektroner. Siden forholdet mellom antall nøytroner og protoner er på størrelsesorden med 10, er det i all hovedsak trykket som blir satt opp av denne nøytrongassen som motvirker gravitasjonskreftene (derav også navnet nøytronstjerner). Elektronene har en masse som er ca. 1000 ganger mindre enn nøytron- og protonmassen, og bidrar dermed lite til totaltrykket. Totaltrykket gir tilstandslikningen for nøytronstjerne-materie. Tar en også med at man ved enda større tettheter har mulighet for at materien vil undergå en faseovergang til rein kvarkmaterie, så kompliseres bildet dramatisk.

I mastergradsprosjektet skal vi ta som gitt (fra mange-legeme beregninger og modeller for det indre av ei stjerne) ulike tilstandslikninger og sammensetninger av partikler.

Med gitte partikkelkonsentrasjoner for ulike tettheter i det indre av stjernen, kan en beregne emisjonsraten for nøytrinoer. Disse prosessene er beskrevet nedenfor.

Nedkjøling av nøytronstjerner og emisjon av nøytrinoer

I en nøytronstjerne har alle fusjonsprosesser som forsyner en vanlig stjerne med energi opphørt, og den vil derfor kjøles raskt ned. Med utgangspunkt i satellitt-observasjoner er det mulig å bestemme overflatetemperaturen for enkelte nøytronstjerner. Hvis man samtidig kan bestemme alderen, som også er mulig i enkelte tilfeller, har man funnet et punkt på stjernens nedkjølingskurve. Dette kan gi viktig informasjon om stjernens indre. I store deler av nøytronstjernens liv er nemlig reaksjoner der nøytrinoer frigis det viktigste bidraget til nedkjølingen. Hva slags typer reaksjoner som foregår og hvor raskt de forløper avhenger blant annet av hvordan materien i stjernen er sammensatt og om man har superflytende faser til stede. For eksempel vil en stjerne med en indre kjerne av ren kvarkmaterie kjøles hurtigere ned enn en stjerne som utelukkende består av nøytroner, protoner og elektroner. Samspillet mellom observasjoner og teoretiske beregninger av nedkjølingskurver kan kanskje fortelle oss om man får dannet en kvarkfase i det indre av en nøytronstjerne.

Den termiske utviklinga av ei nøytronstjerne kan dermed gi oss en viss informasjon om materiens sammensetning i det indre av stjerna. I de siste år har det vært stor aktivitet for å måle overflatetemperaturer, spesielt via Einstein-observatoriet og ROSAT.

Den viktigste kjølningsmekanismen, dvs. hvordan energi avgis fra en nøytronstjerne, i tidlige stadier av stjernas liv antas å foregå via nøytrinoemisjon fra det indre av stjerna. Den viktigste

mekanismen for energitap er den såkalte direkte URCA prosessen (navnet er fra fysikeren Gamow, og har sin bakgrunn i navnet på et casino i Rio de Janeiro, et veritabelt pengesluk for den uinnvidde.)

$$n \rightarrow p + e + \bar{\nu}_e, \quad p + e \rightarrow n + \nu_e. \quad (1)$$

Dette er ikke annet enn reaksjonslikningene for β -henfall og elektroninnfangning. Men i de ytre lag av en stjerne, er ikke disse prosessene tillatt fordi tettheten er for lav til at bevegelsesmengden kan være bevart i prosessen.

I lang tid har man derfor ment at en av de dominerende prosessen for nøytrinoemisjon er klassen av såkalte modifiserte URCA prosesser, med f.eks. følgende prosesser

$$n + n \rightarrow p + n + e + \bar{\nu}_e, \quad p + n + e \rightarrow n + n + \nu_e. \quad (2)$$

Dette svarer til prosessene for β -henfall og elektron innfangning med protoner fra likning (1) men med den forskjell at vi har et ekstra nøytron for å øke faserommet. Jon Thonstad jobber med denne type prosesser i sin masteroppgave og blir ferdig H-2006. I tillegg finnes flere andre nøytrino emitterende prosesser, slik som f.eks. bremsestrålingsreaksjoner.

Denne siste type reknes også å være like viktig som prosessene i likning (2) og sammen danner disse prosessene det som kalles 'The standard cooling scenario for a neutron star'. Prosessen er da gitt ved

$$B_1 + B_2 \rightarrow B_1 + B_2 + \nu_i + \bar{\nu}_i, \quad (3)$$

hvor $B_{1,2}$ kan være nøytroner eller protoner og ν_i er enten elektron eller myon nøytrinoer.

Mål

I prosjektet skal vi ta for oss ei stjerne som består kun an nøytroner og protoner samt elektroner og myoner og fokusere i første omgang på modifiserte URCA prosesser som involverer nøytroner og nøytrino annihilasjonsprosesser.

Prosjektet her tar sikte på rekne ut analytiske uttrykk for likning (3) ved først å sette opp Feynman matrise og deretter rekne ut emissiviteten av nøytrinoer. Til det siste vil det måtte skrives et numerisk program. Vekselvirkningen mellom nukleoner tas fra en parametrisert form fra en Dirac-Brueckner-Hartree-Fock berekning av Malfliet og Boersma [17]. Litteratur om likning (3) finnes bla i Ref. [18, 19].

Oppgaven vil lett kunne utvides til en PhD. Dette er et svært aktuelt tema i nøytronstjerne fysikk og en skikkelig evaluering av disse prosessene basert på mer realistiske effektive vekselvirkninger i kjernematerie har ikke blitt gjort siden Friman og Maxwell sitt klassiske arbeid fra 1979, se Ref. [8]. I tillegg, vil Sutharsan Arumugam jobbe sammen med Jon Thonstad, som studerer prosessene i likning (2).

Framdriftsplan og delmål

Målsettinga er å bli ferdig V-2007.

- Ut Høst 2006 : Sette opp alle uttrykk, Feynman diagram og uttrykk for emissiviteten for prosessen gitt i likning (2). Start å bygge et program som kan sette opp integralet med gitt effektiv vekselvirkning.
- Vår 2007, Ferdigstillelse av kode, produksjon av resultat samt skriving av oppgave og avslutning.

References

- [1] S.L. Shapiro and S.A. Teukolsky, Black Holes, White Dwarfs and Neutron Stars, (Wiley, New York, 1983), Kap 2-4, 5, 8-11, appendiks F

- [2] M. Prakash, M. Prakash, J.M. Lattimer and C.J. Pethick, *Astrophys. J.* 390 (1992) L77.
- [3] C.J. Pethick, *Rev. Mod. Phys.* 64 (1992) 1133.
- [4] M. Prakash, *Phys. Rep.* 242 (1994) 191.
- [5] N. Iwamoto, *Ann. Phys.* 141 (1982) 1.
- [6] H.-Y. Chiu and E.E. Salpeter, *Phys. Rev. Lett.* 12 (1964) 413.
- [7] I. Itoh and T. Tsuneto, *Prog. Theor. Phys.* 48 (1972) 149.
- [8] B.L. Friman and O.V. Maxwell, *Astrophys. J.* 232 (1979) 541.
- [9] N.K. Glendenning, *Compact Stars*, (Springer, Berlin, 1997).
- [10] M. Prakash, I. Bombaci, M. Prakash, P.J. Ellis, J.M. Lattimer and R. Knorren, *Phys. Rep.* 280 (1997) 1.
- [11] S. Tsuruta, *Phys. Rep.* 292 (1998) 1.
- [12] L.B. Leinson and A. Pérez, *JHEP* 9 (1998) 20; S. Chakrabarty, D. Bandyopadachay and S. Pal, *Phys. Rev. Lett.* 78 (1997) 2898; *ibid.* 79 (1997) 2176.
- [13] H. Heiselberg and M. Hjorth-Jensen, *Phys. Rep.* 328 (2000) 237.
- [14] D. Page, *Astrophys. J.* 428 (1994) 250.
- [15] Ch. Schaab, D. Voskresensky, A.D. Sedrakian, F. Weber and M.K. Weigel, *Astron. Astrophys.* 321 (1997) 591; Ch. Schaab, F. Weber, M.K. Weigel and N.K. Glendenning, *Nucl. Phys. A* 605 (1996) 531.
- [16] Ch. Schaab, F. Weber and M.K. Weigel, *Astron. Astrophys.* 335 (1998) 596.
- [17] H.F. Boersma and R. Malfliet, *Phys. Rev. C* 49 (1994) 633.
- [18] Armen Sedrakian and Alex Dieperink, *Phys. Lett. B* 463 (1999) 145.
- [19] Armen Sedrakian, preprint nucl-th/0601086, <http://arxiv.org/abs/nucl-th/0601086>.