

دانشگاه زنجان

دانشکده علوم - گروه فیزیک

گرایش فیزیک نجومی

پایان نامه کارشناسی ارشد

بررسی فرایند چگالش کائون در ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی

مینا سادات زمانی علی‌آبادی

استاد راهنما

دکتر محسن بیگدلی

بهمن ۱۳۹۰

بِسْمِ اللَّهِ الرَّحْمَنِ الرَّحِيمِ

قدردانی

تقدیم به آنان که در زندگی
عشق را،
محبت را،
و تلاش را
برایم معنا کردند...

چکیده

چگالش کائون از موضوعات مورد علاقه‌ی بسیاری از اخترفیزیک‌دانان می‌باشد و کارهای بسیاری در این زمینه انجام شده است. در این پایان‌نامه ما نیز به بررسی چگالش کائون در ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی می‌پردازیم. برای این کار از روش $LOCV$ و از دو پتانسیل AV_{18} و AV_{14} برای برهمکنش نوکلئون-نوکلئون و مدل چیرال برای برهمکنش کائون-نوکلئون استفاده می‌کنیم. نتایج محاسبات ما نشان می‌دهند که چگالی آستانه‌ی چگالش کائون برای پتانسیل AV_{18} در بازه‌ی $\rho(5/07 - 2/63)$ و برای پتانسیل AV_{14} در بازه‌ی $\rho(5/88 - 2/72)$ قرار دارد که ρ چگالی اشباع هسته‌ای می‌باشد. بعد از حضور کائون‌ها در ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی، فراوانی ذرات تغییر پیدا می‌کند. محاسبات انجام شده نشان می‌دهند که بعد از چگالی آستانه، کسر پروتونی و کسر کائونی به شدت افزایش می‌یابند و در چگالی‌های بالاتر تقریباً ثابت می‌شوند. این در حالی است که کسر لپتونی بعد از چگالش کائون در سیستم، به‌طور ناگهانی کاهش می‌یابد. پس از آن معادله حالت ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی را با در نظر گرفتن چگاله‌ی کائون به‌دست می‌آوریم. معادله حالت حاصل شده در مقایسه با معادله حالتی که بدون در نظر گرفتن چگالش کائون به‌دست می‌آید، نرم‌تر است.

واژه‌های کلیدی: معادله حالت ستاره‌ی نوترونی، روش $LOCV$ ، چگالش کائون.

فهرست مطالب

ت	چکیده
پ	لیست تصاویر
۱	۱ مقدمه
۱	۱.۱ مقدمه
۱	۱.۱.۱ کلیاتی بر اجرام فشرده
۲	۲.۱.۱ شکل‌گیری اجرام فشرده
۳	۲.۱ ستارگان نوترونی
۳	۱.۲.۱ تاریخچه‌ی کشف ستاره نوترونی
۳	۲.۲.۱ خصوصیات کلی ستارگان نوترونی
۵	۳.۲.۱ ساختار ستاره‌های نوترونی
۹	۴.۲.۱ تشکیل و تحول ستارگان نوترونی
۱۲	۳.۱ مروری بر ذرات بنیادی
۱۲	۱.۳.۱ کلیات
۱۵	۲.۳.۱ کائون‌ها
۱۷	۲ آستانه‌ی چگالش کائون
۱۷	۱.۲ تاریخچه و اهمیت چگالش کائون
۱۸	۲.۲ انرژی تقارنی
۱۸	۱.۲.۲ روش تقریبی RMF
۱۹	۲.۲.۲ روش LOCV
۲۴	۳.۲ روند محاسبات

۲۴	بزرگی چگالش	۱.۳.۲
۲۷	وایشی‌ها و شرط تعادل بتا	۲.۳.۲
۲۹	شرط خنثایی بار	۳.۳.۲
۳۰	آستانه‌ی چگالش	۴.۲
۳۴	فرآوانی ذرات در ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی با در نظر گرفتن چگالش کائون	۳
۴۴	معادله حالت ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی با در نظر گرفتن چگالش کائون	۴
۴۴	چگالی انرژی ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی	۱.۴
۴۶	معادله حالت ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی	۲.۴
۴۸	خلاصه و نتیجه‌گیری	۳.۴
۵۰	پیشنهادات	۴.۴
۵۱	مراجع	

لیست تصاویر

۵	تصویر مقایسه‌ای ستاره‌ی نوترونی و شیکاگو [۱۲]	۱.۱
۱۰	شمایی کلی از ساختار ستاره‌ی نوترونی و مواد تشکیل دهنده‌ی آن [۲۳]	۲.۱
۱۱	مراحل تبدیل پیش ستاره‌ی نوترونی به ستاره‌ی نوترونی [۸]	۳.۱
۱۲	ذرات بنیادی سازنده‌ی مواد [۲۴]	۴.۱
۱۵	نخستین ذره‌ی شگفت. اشعه‌های کیهانی با یک ورقه‌ی سرب برخورد و یک ذره‌ی K^0 تولید می‌کند که واپاشی کرده و یک جفت پایون باردار تولید می‌شود [۲۵].	۵.۱
۱۲	نمودار انرژی تقارن هسته‌ای برحسب چگالی باریونی کل برای پتانسیل‌های AV_{14} و AV_{18}	۱.۲
۲۴	و انرژی تقارن هسته‌ای برحسب چگالی باریونی برای روش RMF .	۲.۴
۱۳	نمودار کسر پروتونی برحسب چگالی باریونی کل برای ماده‌ی $npe\mu K$ و $npe\mu$ با مقادیر مختلف $a_3 m_s$. نمودار بالا نتایج پتانسیل AV_{14} و نمودار پایین نتایج پتانسیل AV_{18} را نشان می‌دهند.	۱.۳
۳۵	نمودار کسر کائونی برحسب چگالی باریونی کل برای ماده‌ی $npe\mu K$ و $npe\mu$ با مقادیر مختلف $a_3 m_s$. نمودار بالا نتایج پتانسیل AV_{18} و نمودار پایین نتایج پتانسیل AV_{14} را نشان می‌دهند.	۲.۳
۳۷	نمودار کسر پروتونی، کسر کائونی و کسر لپتونی برای مقادیر مختلف $a_3 m_s$ و برای پتانسیل AV_{14} .	۳.۳
۳۸	نمودار کسر پروتونی، کسر کائونی و کسر لپتونی برای مقادیر مختلف $a_3 m_s$ و برای پتانسیل AV_{18} .	۴.۳
۴۰	نمودار پتانسیل شیمیایی برحسب چگالی باریونی کل برای ماده‌ی $npe\mu K$ و $npe\mu$ با مقادیر مختلف شگفتی پروتون. نمودار بالا نتایج پتانسیل AV_{14} و نمودار پایین نتایج پتانسیل AV_{18} را نشان می‌دهند.	۵.۳
۴۳	پتانسیل AV_{18} را نشان می‌دهند.	۴.۳

- ۱.۴ نمودار چگالی انرژی برحسب چگالی باریونی کل برای ماده‌ی $n\mu$ و $n\mu K$ با مقادیر مختلف $a_3 m_s$. نمودار بالا نتایج پتانسیل AV_{14} و نمودار پایین نتایج پتانسیل AV_{18} را نشان می‌دهند. ۴۵
- ۲.۴ نمودار فشار برحسب چگالی باریونی کل برای ماده‌ی $n\mu$ و $n\mu K$ با مقادیر مختلف $a_3 m_s$. نمودار بالا نتایج پتانسیل AV_{14} و نمودار پایین نتایج پتانسیل AV_{18} را نشان می‌دهند. ۴۷

فصل ۱

مقدمه

۱.۱ مقدمه

۱.۱.۱ کلیاتی بر اجرام فشرده

اگر سوخت هسته‌ای ستاره‌ای که در رشته‌ی اصلی قرار دارد تمام شود، اجرام فشرده به وجود می‌آیند [۱]. اجرام فشرده را می‌توان به سه دسته‌ی کوتوله‌های سفید، ستاره‌های نوترونی و سیاهچاله‌ها طبقه‌بندی کرد. دو ویژگی اصلی که این دسته از ستارگان را از ستارگان معمولی، که در رشته‌ی اصلی قرار دارند، متمایز می‌کند به شرح زیر است [۱]:

۱. اجرام فشرده مانند ستارگان معمولی در تعادل هیدروستاتیکی هستند. اما برخلاف ستارگان معمولی سوخت هسته‌ای نمی‌سوزانند و فشار حرارتی با رمبش گرانشی در تعادل نیست. بدین ترتیب که در مقابل رمبش گرانشی، کوتوله‌های سفید به وسیله‌ی فشار الکترون‌های تبهگن و ستاره‌های نوترونی به وسیله‌ی فشار نوترون‌های تبهگن به تعادل می‌رسند. این در حالی است که سیاهچاله‌ها ستارگان کاملاً رمبش یافته هستند.

۲. در مقایسه با ستارگان معمولی هم‌جرم، ستارگان فشرده دارای شعاع کوچکتر و در نتیجه میدان گرانشی سطحی قوی‌تر هستند. این موضوع در جدول ۱.۱ نشان داده شده است [۱]. در این جدول

$$M_{\odot} = 1.989 \times 10^{33} \text{ gr} \text{ و } R_{\odot} = 6.9592 \times 10^10 \text{ cm} \text{ می‌باشد.}$$

جدول ۱.۱: برخی خصوصیات اجرام فشرده [۱].

سیستم مورد بررسی	جرم (M)	شعاع (R)	چگالی متوسط ($\frac{\rho r}{cm^3}$)	پتانسیل سطحی ($\frac{GM}{Rc^2}$)
خورشید	M_{\odot}	R_{\odot}	۱	10^{-6}
کوتوله‌های سفید	$\leq M_{\odot}$	$\sim 10^{-2} R_{\odot}$	$\leq 10^7$	$\sim 10^{-4}$
ستاره‌های نوترونی	$\sim 1 - 3 M_{\odot}$	$\sim 10^{-5} R_{\odot}$	$\leq 10^{15}$	$\sim 10^{-1}$
سیاهچاله‌ها	دلخواه	$\frac{\sqrt{2GM}}{c}$	$\frac{M}{R^2}$	~ 1

به دلیل گستره‌ی وسیع چگالی در اجرام فشرده، آنالیز آن‌ها به فهم فیزیکی عمیق از ساختار ماده و طبیعت نیروهای بین ذره‌ای نیازمند است. هر چهار برهمکنش بنیادی (نیروهای هسته‌ای قوی و ضعیف، الکترومغناطیس و گرانش) در بررسی اجرام فشرده نقش دارند. در ضمن پتانسیل سطحی قوی در اجرام فشرده نشان می‌دهد که نسبت عام در تعیین ساختار اجرام فشرده بسیار اهمیت دارد [۱].

۲.۱.۱ شکل‌گیری اجرام فشرده

ستارگان فشرده محصول نهایی تحولات ستاره‌ای هستند. جرم ستاره‌ی اولیه، مهم‌ترین عامل دسته‌بندی

اجرام فشرده به سه گروه کلی کوتوله‌های سفید، ستارگان نوترونی و سیاهچاله‌ها می‌باشد.

۱. اگر جرم ستاره‌ی اولیه کوچکتر از $8M_{\odot}$ باشد، کوتوله‌ی سفید خواهیم داشت.

۲. اگر جرم ستاره‌ی اولیه از $8M_{\odot}$ بزرگتر و از $30M_{\odot}$ کوچکتر باشد، ستاره‌ی نوترونی خواهیم

داشت.

۳. و در نهایت اگر جرم ستاره‌ی اولیه از $30M_{\odot}$ بزرگتر باشد، سیاهچاله به وجود می‌آید.

۲.۱ ستارگان نوترونی

۱.۲.۱ تاریخچه‌ی کشف ستاره نوترونی

باده و زوییکي^۱ [۲] دو سال بعد از کشف نوترون، یعنی در سال ۱۹۳۴، ستاره‌های نوترونی را به عنوان نتیجه‌ی ممکن انفجارات ابرنواختری پیش‌بینی کردند [۳]. اما تا چهل و سه سال بعد از آن تاریخ فیزیک‌دانان نتوانستند هیچ ستاره نوترونی را رصد کنند. با این وجود نظریه‌پردازان از کار خود بازنایستادند. به عنوان مثال، در سال ۱۹۳۸ زوییکي [۴] بیشینه انرژی پیوندی و انتقال به قرمز گرانشی فوتون‌های ساطع شده از سطح ستاره نوترونی را تخمین زد. چند ماه بعد تولمن^۲ [۵]، اپنهايمر و وولکوف^۳ [۶] با استفاده از معادله‌ی TOV جرم حدی ستاره‌ی نوترونی (M_{max}) را به دست آوردند. سپس بررسی معادله حالت ماده‌ی هسته‌ای در سال‌های ۱۹۵۰ به طور گسترده‌ای شروع شد. در سال ۱۹۵۹ کامرون^۴ [۷] اولین تقریب واقعی از جرم ستاره‌ی نوترونی ($M_{max} \sim 2M_{\odot}$) و احتمال وجود هایپرون‌ها در هسته‌ی ستاره‌ی نوترونی را مطرح کرد. در اواخر پاییز ۱۹۶۸ دو پالسار کرب^۵ و ولا^۶ به طور هم‌زمان در بقایای ابرنواختری کشف شدند. این موضوع شاهدهی بود بر این‌که ستارگان نوترونی از انفجارات ابرنواختری به وجود می‌آیند.

۲.۲.۱ خصوصیات کلی ستارگان نوترونی

ستارگان نوترونی، فشرده‌ترین ستاره‌های موجود در کیهان، بدین علت به این نام شناخته می‌شوند که عمدتاً از نوترون تشکیل شده‌اند. آن‌ها آزمایشگاه‌هایی عظیم برای بررسی پدیده‌هایی که تنها در شرایط خاص به وقوع می‌پیوندند، هستند. در واقع این دسته از ستارگان شرایط و پدیده‌هایی را از خود نشان

^۱Baade and Zwicky

^۲Tolman

^۳Oppenheimer and Volkoff

^۴Cameron

^۵Crab

^۶Vela

می دهند که هیچ گاه در آزمایشگاه های زمینی نمی توان آن ها را به وجود آورد. از جمله این موارد می توان به ابرشارگی و ابرسانایی با دماهای بحرانی نزدیک به 10^{10} کلوین، ماده ی کواریکی آزاد، وجود ذرات شگفت، میدان های مغناطیسی متجاوز از 10^{15} گاوس، عدم شفافیت نسبت به نوترینوها و وجود ماده ی هایپرونی اشاره کرد. این اجرام چگال می توانند بین فیزیک هسته ای، اخترفیزیک و فیزیک ذرات بنیادی ارتباط برقرار کنند [۸]. بنابراین ستاره های نوترونی سیستم های ارزشمندی برای مطالعه به شمار می آیند. با بررسی این دسته از اجرام کیهانی امکان باز شدن دریچه های بسیار در زمینه های گوناگون فیزیک فراهم می شود. برخی خصوصیات و ویژگی های کلی ستارگان نوترونی را به صورت زیر می توان بیان کرد [۹، ۱۰، ۱۱].

$$M = (1 - 2)M_{\odot} \text{ - جرم:}$$

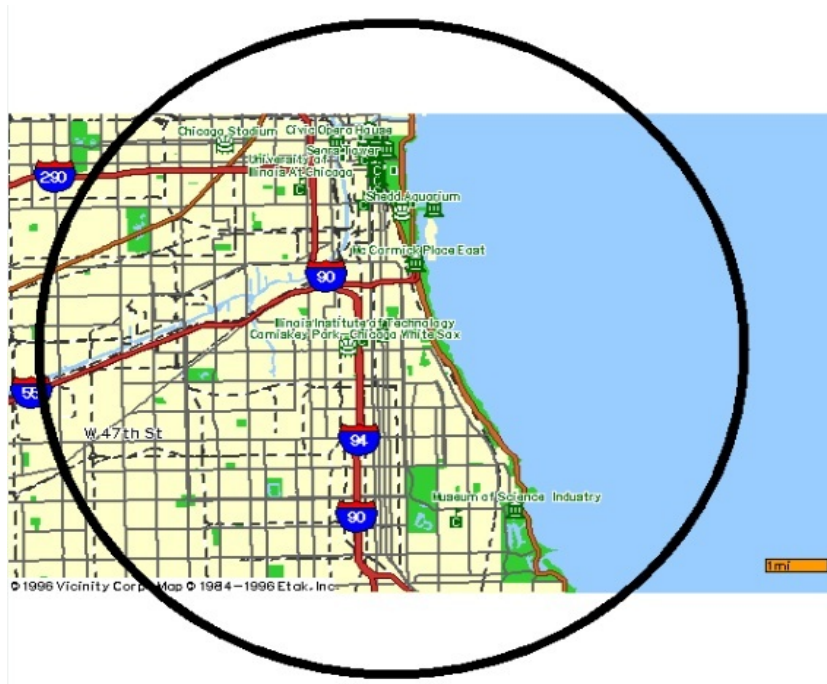
$$R = 10 - 14 \text{ Km} \text{ - شعاع:}$$

$$\rho = 7 \times 10^{14} \frac{\text{gr}}{\text{cm}^3} \text{ - چگالی جرمی متوسط:}$$

$$g = 7 \times 10^{14} \frac{\text{cm}}{\text{s}^2} \text{ - شتاب گرانشی سطح ستاره:}$$

می توان گفت که ستاره های نوترونی با جرمی بیش از ۱.۵ برابر جرم خورشید تنها به اندازه ی یک شهر فضا اشغال می کنند. تصویر مقایسه ای ستاره ی نوترونی و شیکاگو را در شکل ۱.۱ مشاهده می کنید.

علی رغم مطالعات بسیاری که در سال های گذشته بر روی ستارگان نوترونی انجام شده است هنوز ناشناخته های بسیاری در مورد این اجرام وجود دارد. چون ماده ی ستاره ی نوترونی تحت شرایط آزمایشگاهی نمی تواند حاصل شود، مدل های تئوری بسیاری به وجود آمده اند که خواص و ترکیبات ستاره ی نوترونی را بازگو کنند. از بین این مدل های تئوری با توجه به مشاهدات و اندازه گیری های انجام شده باید بهترین مدل را برگزید.



شکل ۱.۱: تصویر مقایسه‌ای ستاره‌ی نوترونی و شیکاگو [۱۲]

۳.۲.۱ ساختار ستاره‌های نوترونی

برطبق نظریه‌های موجود، ستاره‌ی نوترونی را می‌توان به ۵ ناحیه‌ی اصلی تقسیم کرد [۱۳].

۱. اتمسفر ۲. پوسته‌ی بیرونی ۳. پوسته‌ی درونی ۴. هسته‌ی بیرونی ۵. هسته‌ی

درونی

اتمسفر

اتمسفر یک لایه پلاسمای نازک است که منجر به طیف گرمایی تابش الکترومغناطیس ستاره‌ی نوترونی می‌شود. ضخامت اتمسفر می‌تواند از چند ده سانتی‌متر در یک ستاره‌ی نوترونی گرم (با دمای موثر سطحی $T_s \sim 3 \times 10^6 K$) تا کمتر از چند میلی‌متر در یک ستاره‌ی نوترونی سرد (با دمای موثر سطحی $T_s \sim 3 \times 10^5 K$) تغییر کند. اتمسفر ستاره‌ی نوترونی شامل مقداری ناچیز از جرم ستاره می‌شود. اما نقش بسیار مهمی در تشکیل طیف فوتون‌های گسیلی از سطح ستاره نوترونی دارد [۸]. گستره‌ی

گرمایی، تابش و قطبش پدیدار شده به طور نظری می‌تواند با حل مسئله گذار گرمایی در لایه‌های اتمسفر تعیین شود. تابش مشاهده شده از اتمسفر شامل اطلاعات ارزشمندی در تعیین پارامترهای لایه‌های سطحی (دمای موثر سطحی، گرانش سطحی، ترکیبات شیمیایی، شدت و هندسه‌ی میدان مغناطیسی سطحی) و هم‌چنین جرم و شعاع ستاره نوترونی می‌باشد.

پوسته

پوسته در حدود یک الی دو کیلومتر زیر سطح ستاره امتداد می‌یابد و هسته را دربرمی‌گیرد. در پوسته‌ی ستاره‌ی نوترونی ماده‌ی غیرعادی وجود ندارد. هسته‌های اتم‌ها به‌طور جداگانه در آن جا یافت می‌شوند. با این وجود این ماده نیز تحت شرایط خاصی تولید می‌شود که در آزمایشگاه‌های زمینی میسر نیست. بررسی این قسمت در فیزیک پلاسما [۱۴] انجام می‌پذیرد. پوسته را می‌توان به دو قسمت پوسته‌ی بیرونی و پوسته‌ی درونی تقسیم‌بندی کرد.

پوسته‌ی بیرونی از لایه‌ای زیر اتمسفر تا لایه‌ای با چگالی $\rho \sim 4 \times 10^{11} \frac{gr}{cm^3}$ گسترده شده است. ضخامت آن در حدود چند صد متر می‌باشد و مواد تشکیل دهنده‌ی آن عمدتاً الکترون‌ها و یون‌ها می‌باشد. در یک ستاره‌ی نوترونی داغ یک لایه‌ی سطحی نازک از این پوسته (حدود چند متر) شامل گاز الکترونی تبهگن می‌باشد. در لایه‌های عمیق‌تر، گاز تقریباً ایده‌آل و شدیداً تبهگن را تشکیل می‌دهند که در چگالی $\rho \gg 10^6 \frac{gr}{cm^3}$ فوق‌نسبیتی می‌شود. فشار در این ناحیه اساساً توسط الکترون‌ها فراهم می‌شود و در $\rho \geq 10^{14} \frac{gr}{cm^3}$ اتم‌ها توسط این فشار الکترونی کاملاً یونیزه می‌شوند. انرژی فرمی الکترونی با افزایش چگالی افزایش می‌یابد که باعث واپاشی گیراندازی بتا در هسته‌های اتمی می‌شود و سیستم را غنی از نوترون می‌کند. این در حالی است که در قسمت انتهایی پوسته‌ی خارجی، نوترون‌ها شروع به نشت از ساختار هسته‌ای به گاز نوترونی خالص می‌کنند.

پوسته‌ی درونی در حدود یک کیلومتر ضخامت دارد. چگالی در پوسته‌ی درونی ستاره‌ی نوترونی از

$\rho \sim 4 \times 10^{11} \frac{gr}{cm^3}$ در ناحیه مرزی بالایی تا تقریباً $\rho_0/5$ در قسمت انتهایی پوسته تغییر می‌کند که در

آن $\rho_0 = 2/8 \times 10^{14} \frac{gt}{cm^3}$ چگالی اشباع هسته‌ای می‌باشد. این پوسته شامل الکترون‌ها، نوترون‌های آزاد و هسته‌های اتمی غنی از نوترون می‌باشد. تعداد نوترون‌های آزاد با افزایش چگالی افزایش می‌یابد. نوترون‌های آزاد در پوسته‌ی درونی و نوکلئون‌هایی که در هسته‌ی اتمی محدود شده‌اند می‌توانند در حالت ابرشاره باشند.

هسته

بیشتر جرم ستاره‌ی نوترونی در هسته‌ی این ستاره متمرکز است. هسته به دو قسمت هسته‌ی بیرونی و هسته‌ی درونی تقسیم‌بندی می‌شود.

هسته‌ی بیرونی، چگالی‌های $2\rho_0 \leq \rho \leq 0.5\rho_0$ را دربرمی‌گیرد و در حدود چند کیلومتر ضخامت دارد. ماده‌ی موجود در این قسمت نوترون‌های ابرشاره و پروتون‌های ابرسانا می‌باشد. در ضمن الکترون‌ها و میون‌ها نیز در این قسمت یافت می‌شوند. تمام این ذرات به شدت تبهگن هستند [۱۵]. ویژگی‌های چنین ترکیبی با توجه به شرایط تعادل بتا، خنثایی بار و هم‌چنین مدل‌های میکروسکوپی بس‌ذره‌ای^۱ برهمکنش‌های هسته‌ای تعیین می‌شود. شرط تعادل بتا، تعادل را با در نظر گرفتن واپاشی‌های بتا و عکس بتا ایجاب می‌کند. الکترون‌ها و میون‌ها گاز فرمی ایده‌آل را تشکیل می‌دهند و نوکلئون‌ها به واسطه نیروهای هسته‌ای برهمکنش می‌کنند و مایع فرمی شدیداً برهمکنش‌کننده را به وجود می‌آورند.

هسته‌ی درونی دارای چگالی $\rho \geq 2\rho_0$ و ضخامت چندین کیلومتر می‌باشد. در ستاره‌های با جرم پایین، هسته‌ی بیرونی تا مرکز ستاره گسترده می‌شود که به فقدان هسته‌ی درونی منجر می‌شود. هسته‌ی درونی تنها در ستاره‌های نوترونی سنگین‌تر ($M \geq 1.4 - 1.5 M_{\odot}$) وجود دارد. ترکیبات و خواص ماده در هسته‌ی درونی کاملاً مشخص نیست. زیرا نتایج محاسبات به شدت به برهمکنش‌های بنیادی بستگی دارد. به همین دلیل است که مطالعه‌ی ستاره‌ی نوترونی نه تنها برای اخترفیزیک دانان، بلکه برای

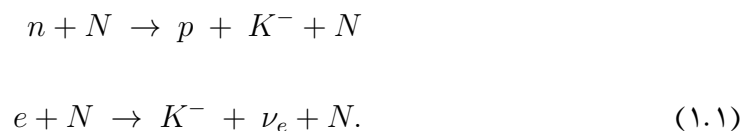
^۱ few-body

فیزیکدانان هسته‌ای و ذرات بنیادی نیز از اهمیت ویژه‌ای برخوردار است. مدل‌های تئوری موجود در مورد ساختار هسته‌ی درونی به صورت زیر می‌باشد.

۱. ماده‌ی هایپرونی: جاذبه‌ی گرانشی قوی در داخل ستاره‌ی نوترونی باعث می‌شود که نوکلئون‌ها به هایپرون‌ها تبدیل شوند. این تبدیل طی برهمکنش‌های ضعیف با تغییر شگفتی رخ می‌دهد. در شرایط عادی هایپرون‌ها در کسری از نانوثانیه واپاشی می‌کنند. اما در هسته‌ی ستاره‌ی نوترونی که شامل نوترون‌های تبهگن می‌باشد، هایپرون‌ها پایدار می‌شوند. باید به این نکته اشاره کرد که در حالت کلی با افزایش چگالی، الکترون‌ها و میون‌ها تبدیل به هایپرون‌های منفی می‌شوند. یکی از ضعف‌های این تئوری این است که توصیف خوبی برای برهمکنش نوکلئون-هایپرون و هایپرون-هایپرون ارائه نمی‌دهد.

۲. چگالش مزون: از اواسط دهه‌ی ۱۹۶۰ [۱۶] فیزیکدانان متوجه شدند که هسته‌ی ستاره‌ی نوترونی حاوی مزون‌ها و در درجه‌ی اول سبک‌ترین آن‌ها یعنی پایون می‌باشد. چگالش پایون در ماده‌ی هسته‌ای معمولاً به دلیل دافعه‌ی قوی پایون-نوکلئون رخ نمی‌دهد. بعد از چگالش پایون، فیزیکدانان به بررسی چگالش کائون پرداختند.

کائون‌ها سبک‌ترین مزون‌های شگفت هستند که در هسته‌ی ستاره‌های نوترونی طی واپاشی‌های زیر تولید می‌شوند.



که در آن N ، نوکلئون می‌باشد و حضور نوکلئون‌ها باعث تضمین بقای اندازه حرکت در ماده‌ی تبهگن می‌شوند. احتمال وجود چگاله‌ی کائون در چگالی‌های $\rho \geq 3\rho_0$ اولین بار در دهه‌ی ۱۹۸۰ بررسی شد

[۱۷] و بعد از آن کارهای بسیاری بر روی آن انجام شد [۱۸].

در این پایان‌نامه ما به بررسی چگالش کائون در ماده‌ی ستاره‌ی نوترونی می‌پردازیم و چگالی آستانه ظهور کائون‌ها را با توضیح مفصل به‌دست می‌آوریم.

۳. کوارک‌های آزاد: هادرون‌ها از کوارک‌ها ساخته شده‌اند. بنابراین نظریه‌ی وجود کوارک‌ها در هسته‌ی ستاره‌ی نوترونی نظریه‌ی احتمالی می‌باشد. در چگالی‌های پایین امکان به‌وجود آمدن کوارک آزاد وجود ندارد. در سال ۱۹۶۵ ایوانکو^۱ و کوردگلایدز^۲ پیشنهاد دادند که ستاره‌ی نوترونی دارای هسته‌ی کوارکی است [۱۹]. با کمک کرومودینامیک کوانتومی^۳، محاسبه‌ی خواص ماده‌ی کوارکی انجام گرفت. در این محاسبات از تئوری اختلال و مدل کوارک‌های غیر برهمکنش‌کننده به عنوان تقریب اولیه استفاده شد [۲۰، ۲۱]. اما استفاده از این تئوری برای انرژی‌های خیلی بزرگ‌تر از یک گیگاالکترون‌ولت کاربرد دارد که پتانسیل شیمیایی ذرات در ستاره‌ی نوترونی به این مقدار نمی‌رسد. بنابراین مدل‌های دیگری برای ماده‌ی کوارکی استفاده شد. این مدل‌ها ستاره‌های کوارکی^۴ و ستاره‌های هیبریدی^۵ را پیشنهاد کردند [۲۲].

شکل ۲.۱ شمایی کلی از ساختار یک ستاره‌ی نوترونی و مواد تشکیل دهنده‌ی آنرا نشان می‌دهد.

۴.۲.۱ تشکیل و تحول ستارگان نوترونی

در پایان عمر ستارگان سنگین که جرمشان تقریباً بزرگ‌تر از هشت برابر جرم خورشید است، هسته‌ی این ستارگان فرو می‌ریزد. این عمل موسوم به انفجار ابرنواختری^۶ نوع دوم است. در نتیجه‌ی این انفجار، ستارگان نوترونی شکل می‌گیرند. این ستاره‌ی تازه متولد شده پیش ستاره‌ی نوترونی^۷ نام

^۱Ivaneko

^۲Kurdgelaidze

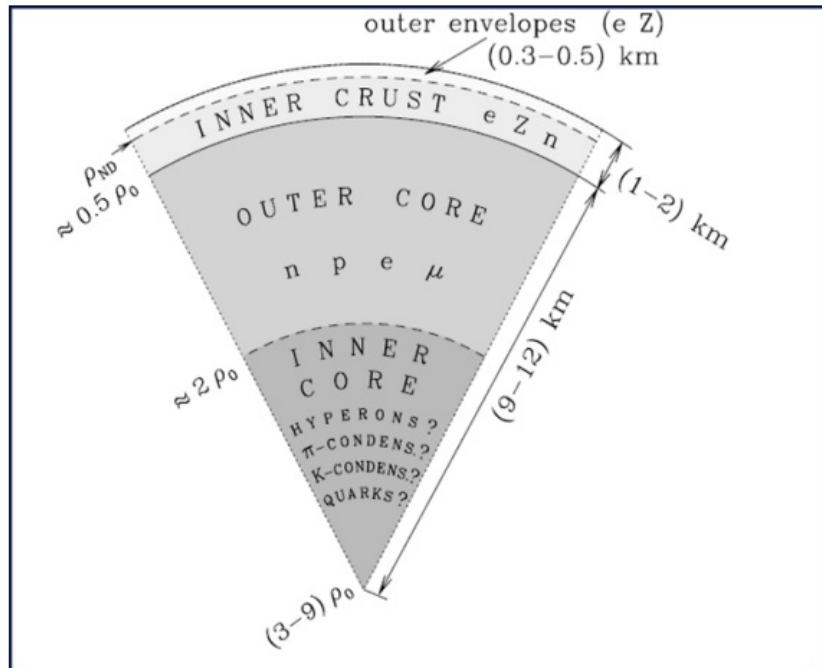
^۳QCD

^۴SQM

^۵Hybrid Star

^۶Supernova

^۷proto-neutron star

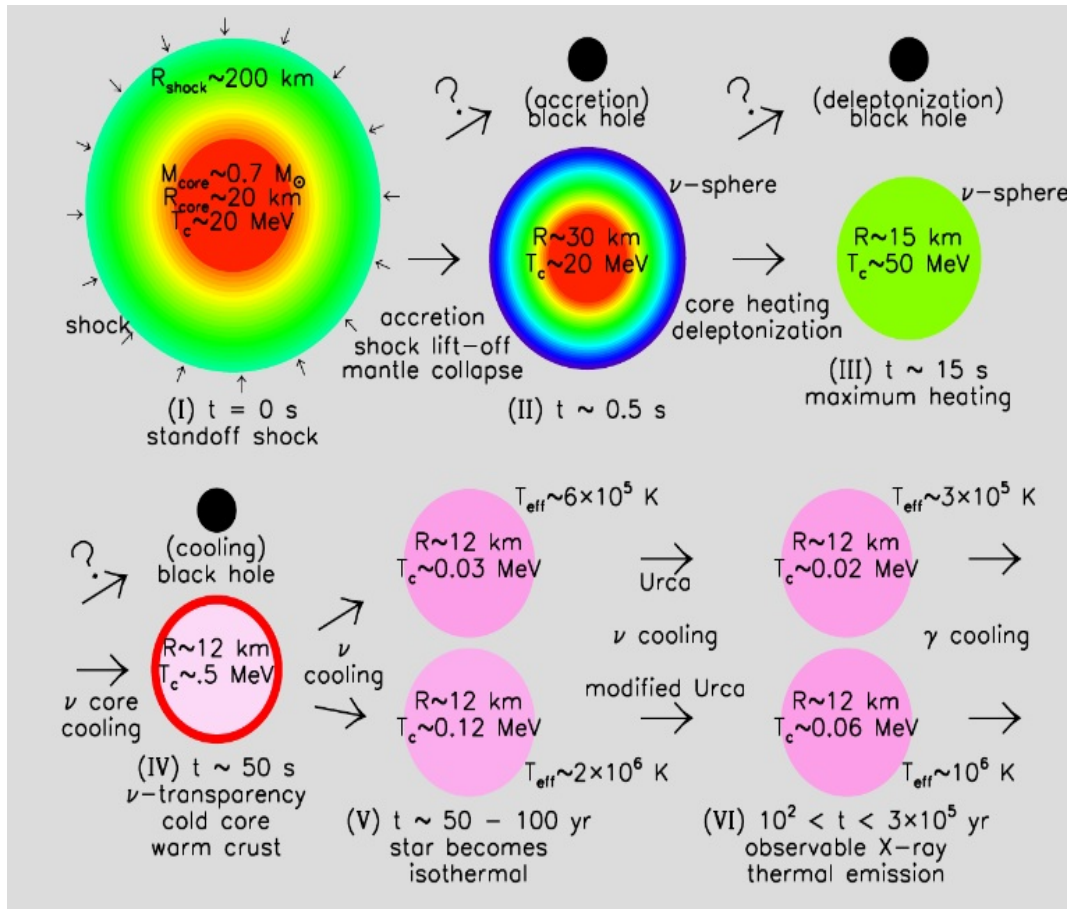


شکل ۲.۱: شمایی کلی از ساختار ستاره‌ی نوترونی و مواد تشکیل دهنده‌ی آن [۲۳]

دارد. رمبش هسته تا جایی ادامه می‌یابد که چگالی داخلی ستاره برابر با چگالی اشباع هسته‌ای شود. در این لحظه رمبش متوقف می‌شود و اصطلاحاً جهش صورت گرفته و موج شوکی^۱ ایجاد می‌شود. این عمل باعث جدا شدن پوسته‌ی خارجی ستاره می‌شود. انفجارهای ابرنواختی با آزادسازی مقدار قابل توجهی انرژی همراه می‌باشند که بیشتر انرژی انتشار یافته توسط نوترینوها حمل می‌شوند. به دلیل کاهش فشار ناشی از خروج نوترینوها مجدداً ستاره منقبض می‌شود که حتی احتمال تبدیل پیش‌ستاره به سیاهچاله نیز وجود دارد.

کاهش لپتونی و گرم شدن هسته تا دمای 50 MeV در مدت ۱۰ تا ۱۵ ثانیه اتفاق می‌افتد و در مدت ۲۰ تا ۳۰ ثانیه محیط برای خروج نوترینوها شفاف شده و سرد شدن ستاره شتاب می‌گیرد. در این حالت دمای داخل ستاره نسبت به پوسته، که به دلیل ترکیبات شیمیایی تشکیل دهنده‌ی آن مانند عایق عمل می‌کند، سردتر است. حدود ۵۰ الی ۱۰۰ سال طول می‌کشد که ستاره همدم شود. پس از

^۱shock wave



شکل ۳.۱: مراحل تبدیل پیش ستاره‌ی نوترونی به ستاره‌ی نوترونی [۸]

این مرحله، سرد شدن ستاره از طریق واکنش‌های بتا و عکس بتا به وسیله‌ی خروج گرمایی میسر است.

مراحل و تحول یک پیش ستاره‌ی نوترونی پس از انفجار ابرنواختری به صورت شماتیک از تولد تا پیری

در شکل ۳.۱ نشان داده شده است.