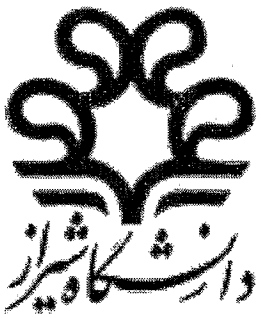
بسم الله الرحمن الرحيم

١١٨٣٨٠



دانشکده علوم

پایان نامه کارشناسی ارشد در رشته فیزیک (ذرات بنیادی)

محاسبه ساختار ستاره کوارکی در دمای معین

به وسیله:

علی زمانی

استاد راهنما:

دکتر غلامحسین بردبار

دکتر سید محمد زبرجد

۱۳۸۸/۷/۱۸

تهیه مدارک

تیر ماه ۱۳۸۸

۱۱۸۳۸۰

به نام خدا

اظهار نامه

اینجانب علی زمانی دانشجوی رشته ی فیزیک گرایش ذرات بنیادی دانشکده ی علوم اظهار می کنم که این پایان نامه حاصل پژوهش خودم بوده و در جاهایی که از منابع دیگران استفاده کرده ام، نشانی دقیق و مشخصات کامل آن را نوشته ام. همچنین اظهار می کنم که تحقیق و موضوع پایان نامه ام تکراری نیست و تعهد می نمایم که بدون مجوز دانشگاه دستاوردهای آن را منتشر ننموده و یا در اختیار غیر قرار ندهم. کلیه حقوق این اثر مطابق با آیین نامه مالکیت فکری و معنوی متعلق به دانشگاه شیراز است.

نام ونام خانوادگی:علی زمانی

تاریخ و امضاء: ۸۸/۵/۱۸

به نام خدا

ساختار ستاره کوارکی در دمای معین

به وسیله‌ی:

علی زمانی

پایان نامه

ارائه شده به تحصیلات تکمیلی دانشگاه به عنوان بخشی

از فعالیت‌های تحصیلی لازم برای اخذ درجه کارشناسی ارشد

در رشته‌ی:

فیزیک (ذرات بنیادی)

از دانشگاه شیراز

شیراز

جمهوری اسلامی ایران

ارزیابی شده توسط کمیته پایان‌نامه با درجه: عالی

دکترغلامحسین بردبار، استاد بخش فیزیک (رئیس کمیته) .....

دکترسید محمد زبرجد، دانشیار بخش فیزیک (رئیس کمیته) .....

دکتر محمود مرادی، استاد بخش فیزیک .....

دکترمهدی جهانمیری، دانشیار بخش فیزیک .....

تیر ماه ۱۳۸۸

سپاسگزاری

حال که در سایه الطاف پروردگار یکتا، تحقیق در مورد این پایان نامه به اتمام رسیده است، بر خود واجب می‌دانم که از زحمات کلیه کسانی که از آغاز تا به امروز، مرا تشویق و یاری نموده‌اند، کمال تشکر و قدردانی را به عمل آورم.

تقدیر و تشکر خاص خود را، تقدیم استاد گرامی، جناب آقای دکتر غلامحسین بردبار می نمایم. بی‌شک، بدون راهنمایی‌های ارزشمند و حمایت‌های همه جانبه ایشان، پیمودن این راه پر مشقت میسر نبود.

همچنین از پدر و مادر عزیزم که مشوق اصلی من در طی این مسیر بوده‌اند، کمال تشکر را به عمل می‌آورم. در ضمن از دوستان عزیزم جناب آقای قاسم صفرپور، مجتبی جنگجو، عنایت یزدانکیش و فاضل قاضی اردکانی نهایت تشکر را دارم.

چکیده

محاسبه معادله حالت ستاره کوارکی در دمای معین

به وسیله :

علی زمانی

در این پژوهش ستاره کوارکی را بصورت ماده کوارکی خالص در نظر میگیریم. برای محاسبه معادله حالت ماده کوارکی ازمدل کیسه ای MIT استفاده میکنیم. در این مدل انرژی واحد حجم برای ماده کوارکی، بصورت انرژی جنبشی ذرات تشکیل دهنده (کوارکهای آزاد) به اضافه یک ثابت B (ثابت کیسه) در نظر گرفته میشود. دو حالت برای B داریم که یکی مقدار ثابت و دیگری یک مقدار وابسته به چگالی است.حالت دوم با توجه به داده های اخیر سرن مربوط به تشکیل پلاسمای کوارک-گلوان بدست آمده است. B اختلاف انرژی محیط اختلال یافته و فضای واقعی میباشد و از نظر دینامیکی مانند فشار عمل میکند، که گاز کوارکی را در چگالی و پتانسیل ثابت نگه می دارد. برای محاسبه انرژی جنبشی، چگالی کوارکها را بر حسب چگالی باریونی، با در نظر گرفتن دو شرط تعادل بتا و خنثایی باربدست می آوریم. در آخر با استفاده از معادله حالت، معادلات TOV را حل کرده و ساختار ستاره کوارکی را در دماهای مختلف محاسبه میکنیم.

فهرست مطالب

عنوان **صفحه**

فصل اول : مقدمه ۱

۱-۱- تحول ستارگان ۱

۱-۱-۱- تولد ستارگان ۲

۱-۱-۲- مراحل اولیه تحول ستارگان ۳

۱-۱-۳- مراحل بعدی تحول ستارگان ۴

۱-۱-۴- مبحث تکمیلی تحول ستارگان ۵

۱-۱-۵- مراحل نهایی تحول ستارگان..... ۶

۱-۲- ستاره نوترونی ۸

۱-۳- ستاره های کوارکی ۱۰

۱-۴- کوارکها و خصوصیات آنها ۱۱

۱-۵- ماده کوارکی ۱۲

فصل دوم : محاسبه انرژی کل ماده کوارکی ۱۵

۲-۱- مقدمه ۱۵

۲-۲- مدل کیسه ای (*Bag*) ۱۶

۲-۳- محاسبه انرژی جنبشی کوارکهای آزاد ۱۶
۲-۳-۱- چگالی کوارکها در ماده کوارکی ۱۷
۲-۳-۲- انرژی جنبشی در دمای معین ۱۹
۲-۴- ثابت کیسه ۲۱
۲-۵-نتیجه محاسبه انرژی ماده کوارکی ۲۴
۲-۶- معادله حالت ماده کوارکی در دمای معین ۳۰
فصل سوم : ساختار ستاره کوارکی در دمای معین ۳۲
۳-۱- ساختار ستاره ۳۲
۳-۲- حد جرمی ستاره های کوارکی ۳۵
۳-۳- چرا دانستن جرم ماکزیموم اهمیت دارد؟ ۳۶
۳-۴- نتایج محاسبات ساختار ستاره کوارکی ۳۷
۳-۵- خلاصه و نتیجه گیری ۵۰
مراجع ۵۳

فهرست جدولها

عنوان و شماره **صفحه**

جدول ۱- ۱- مشخصات کوارکهای موجود ۱۲

جدول ۳- ۱- نتایج مربوط به $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^۳}$ در دمای $T = ۰ \text{ MeV}$..... ۴۰

جدول ۳- ۲- نتایج مربوط به $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^۳}$ در دمای $T = ۳۰ \text{ MeV}$..... ۴۱

جدول ۳- ۳- نتایج مربوط به $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^3}$ در دمای $T = ۷۰ \text{ MeV}$..... ۴۲

جدول ۳- ۴- نتایج مربوط به $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^3}$ در دمای $T = ۸۰ \text{ MeV}$ ۴۳

جدول ۳- ۵- نتایج مربوط به $\boldsymbol{B}$ وابسته به چگالی در دمای $T = ۰ \text{ MeV}$..... ۴۴

جدول ۳- ۶- نتایج مربوط به $\boldsymbol{B}$ وابسته به چگالی در دمای $T = ۳۰ \text{ MeV}$..... ۴۵

جدول ۳- ۷- نتایج مربوط به $\boldsymbol{B}$ وابسته به چگالی در دمای $T = ۷۰ \text{ MeV}$..... ۴۶

جدول ۳- ۸- نتایج مربوط به $\boldsymbol{B}$ وابسته به چگالی در دمای $T = ۸۰ \text{ MeV}$..... ۴۷

جدول ۳- ۹- ماکزیمم جرم، شعاع و چگالی انرژی برای B ثابت ۵۱

جدول ۳- ۱۰- ماکزیموم جرم، شعاع و چگالی انرژی برای B وابسته به چگالی..... ۵۲

فهرست شکل ها

عنوان **صفحه**

شکل ۲- ۱- نمودار چگالی کوارکها بر حسب چگالی

کل ماده کوارکی در دماهای مختلف ۲۶

شکل ۲- ۲- نمودار فرکشن کوارکها بر حسب چگالی

کل ماده کوارکی در دماهای مختلف ۲۶

شکل ۲- ۳- نمودار انرژی تک ذره ای بر حسب چگالی

باریونی برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^3}$ در دماهای مختلف ۲۷

شکل ۲- ۴- نمودار انرژی واحد حجم بر حسب چگالی

باریونی برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^3}$ در دماهای مختلف ۲۷

شکل ۲- ۵- نمودار آنتروپی تک ذره ای بر حسب چگالی

باریونی برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^3}$ در دماهای مختلف ۲۸

شکل ۲- ۶- نمودار انرژی آزاد هلمهولتز بر حسب چگالی

باریونی برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^3}$ در دماهای مختلف ۲۸

شکل ۲- ۷- نمودار انرژی تک ذره ای بر حسب چگالی

باریونی برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۲۹

شکل ۲- ۸- نمودار انرژی واحد حجم بر حسب چگالی

باریونی برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۲۹

شکل ۲- ۹- نمودار آنتروپی تک ذره ای بر حسب چگالی

باریونی برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۳۰

شکل ۲- ۱۰- نمودار انرژی آزاد هلمهولتز بر حسب چگالی

باریونی برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۳۰

شکل ۲-۱۱- نمودار فشار بر حسب چگالی

باریونی برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^3}$ در دماهای مختلف ۳۲

شکل ۲-۱۲ نمودار فشار بر حسب چگالی باریونی

برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۳۲

شکل ۳- ۱- نمودار جرم گرانشی بر حسب چگالی

انرژی برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^۳}$ در دماهای مختلف ۴۸

شکل ۳- ۲- نمودار جرم گرانشی بر حسب چگالی

انرژی برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۴۸

شکل ۳- ۳- نمودار شعاع بر حسب چگالی

انرژی برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^۳}$ در دماهای مختلف ۴۹

شکل ۳- ۴- نمودار شعاع بر حسب چگالی انرژی

برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۴۹

شکل ۳- ۵- نمودار جرم گرانشی بر حسب شعاع

برای $B = ۹۰ \frac{MeV}{fm^۳}$ در دماهای مختلف ۵۰

شکل ۳- ۶- نمودار جرم گرانشی بر حسب شعاع

برای B وابسته به چگالی در دماهای مختلف ۵۰

شکل ۳-۷- نمودار جرم گرانشی بر حسب شعاع

برای پتانسیل ریچاردسون در دماهای مختلف ۵۲

۱- مقدمه

۱-۱- تحول ستارگان

ستارگان نقشی اساسی در تحولات کیهانی ایفا میکنند. یک ستاره معمولی بنابر طبیعتش آنقدر داغ و گرم است که باید بطور کامل گاز باشد. مطالعه تغییرات فیزیکی که در ستارگان به هنگام تغییر ترکیبشان در اثر واکنشهای گرما هسته ای رخ میدهند موضوع تحول ستاره ای است. تمام ستارگان یک روند کلی و عمومی را در تحولشان دنبال میکنند:

۱- پیش ستاره

۲- پیش از رشته اصلی

۳- رشته اصلی

۴- پس از رشته اصلی

در اصل، تحول یک ستاره در ابتدا توسط جرم آن تعیین می شود. هدف تحول ستاره ای، درک چگونگی تغییر تابندگی و دمای سطحی با زمان است.

۱-۱-۱-تولد ستارگان

ستاره ها از انقباض گرانشی ابرهای گاز و گرد و غبار میان ستاره ای متولد میشوند. همانطور که یک ابر میان ستاره ای متراکم می شود، بخشی از انرژی پتانسیل گرانشی به انرژی گرمایی و بخشی نیز به انرژی تابشی تبدیل می شود. در واقع وقتی ستاره انرژی تابش میکند، منقبض می شود تا انرژی از دست رفته را جبران کند. انقباض ستاره منجر به گرم شدن آن میشود. سرانجام هسته مرکزی آنقدر داغ می شود که به دمای اشتعال واکنشهای جوش میرسد و یک ستاره بزاستی متولد می شود.

قبل از این واقعه، ستاره مراحل پیش ستاره و پیش از رشته اصلی را پشت سر میگذارد. ابر منقبض شونده قبل از آنکه به تعادل هیدرواستاتیکی برسد یک پیش ستاره است. تعادل هیدرواستاتیکی زمانی حاصل میشود که جاذبه گرانشی به سمت داخل، دقیقا با نیروی فشار به سمت خارج در هر نقطه داخل ستاره به حالت تعادل درآید، که این فشار رو به بیرون بوسیله انرژی گرمایی زیادی که از واکنشهای جوش هسته ای آزاد میگردد ایجاد میشود (فشار گرمایی). بین این مرحله و اشتعال واکنشهای جوش، یک ستاره پیش از رشته اصلی (***PMS***) نامیده میشود.سیر دنبال شده بر روی نمودار[۱] ***H-R*** قبل از اینکه به رشته اصلی برخورد کند **مسیر تحولی *PMS*** نامیده میشود.مسیر تحولی برای ستارگانی که جرم آنها متفاوت است فرق میکند. به همین دلیل، بحث پیرامون پیش ستارهها به دو قسمت تقسیم میشود:

۱- پیش ستارههای با جرم خورشیدی

۲- پیش ستارههای سنگین (ده برابر جرم خورشید یا بیشتر)

۱- نمودار دو بعدی قدر مطلق بر حسب نمونه طیفی را نمودار هرتسپرونک-راسل (H-R) مینامند.

با وجود تفاوتهایی که بخاطر متفاوت بودن اجرام حاصل میشود، همگی این خصوصیات مشترک را دارند؛ (الف) فروپاشی با سقوط آزاد آغاز میشود؛یعنی تنها توسط گرانش کنترل میشود (همراه با فشار داخلی ناچیز). (ب) این فرآیند بطور غیر یکنواخت پیش میرود، زیرا قسمتهای مرکزی خیلی سریعتر از قسمتهای بیرونی فرو میریزد. (ج) از لحظه ای که هسته مرکزی شکل میگیرد ماده را از پوشی که به سمت درون سقوط میکند با هم متحد میسازد. (د) ستاره بوسیله جذب و یکتاسازی ماده دوروبر بروی خودش و یا پراکنده ساختن آن به نوعی برای ما قابل رویت میشود [۱].

۱-۱-۲- مراحل اولیه تحول ستارگان

واکنشهای هسته ای در هسته ستارگان، ترکیب شیمیایی هسته را تغییر میدهد. این تغییرات آرام و پیوسته در ستاره های رشته اصلی تا جایی ادامه میابد که هیدروژن هسته تمام شود. در ستاره های کم جرم، که هسته آنها تابشی است (یعنی انتقال انرژی در آنها بوسیله تابش صورت میگیرد) در مرکز ستاره، جایی که نرخ واکنش هسته ای بیش از سایر نقاط است زودتر از سایر نقاط هیدروژن تمام میشود.

ستاره های سنگین هسته همرفتی دارند و اختلاط همرفتی به هسته یکنواختی منجر میشود که در آن غلظت هیدروژن همراه با زمان، بطور یکنواخت کاهش میابد. هنگامی که هیدروژن هسته تمام میشود، مرحله رشته اصلی از عمر ستاره به پایان میرسد. ستاره های سنگین هیدروژن مرکزی خود را در مدت زمان کوتاهتری میسوزانند. در مورد ستاره ای با

جرم حدود $5M_{sun}$[1] انقباض ستاره به هسته هلیوم سوزی منجر میشود که توسط یک پوسته هیدروژن سوز احاطه شده است. ستاره های هلیوم سوز تا زمانی که در حال تولید هلیوم هستند، از شاخه غول سرخ در نمودار ***H-R*** بالا میروند.

۱-۱-۳- مراحل بعدی تحول ستارگان

سوختن هلیوم در هسته بسیار سریع رخ میدهد و هلیوم هسته در مدت زمان نسبتا کوتاهی (در حدود 10^7 سال برای ستاره ای به جرم $5M_{sun}$) به اتمام میرسد. پس از آن، هلیوم سوزی در لایه ای در اطراف هسته (که اکنون از جنس کربن-اکسیژن است) ادامه میابد. پوسته همرفتی عمیقی در ستاره بوجود می آید و به خاطر افزایش مساحت ستاره درخشندگی آن چندین برابر میشود. پوسته هلیوم سوز در ستاره های کم جرم ناپایدار است و دچار ناپایداری حرارتی[2] میشود. در این ستاره ها ضربانهای حرارتی[3] هنگامی ظاهر میشوند که در پوسته هلیوم سوز در بازه های زمانی حدود 3×10^5 سالی، فورانهای مختصری از واکنشهای هلیوم سوز رخ میدهند. انرژی آزاد شده در این ضربانها موجب میشود که لایه های بیرونی، از ستاره به بیرون رانده شوند. کسر قابل توجهی از جرم ستاره میتواند از این طریق به بیرون پرتاب میشود. ستاره های سنگین پیش از آنکه به یک ستاره فشرده تبدیل شوند، ممکن است بخش عمده ای از جرم خود را به این صورت از دست بدهند.

۱- M_{sun} جرم خورشید میباشد

۲ -Thermal Runaway
۳ -Thermal Pulses

چگونگی تحولات پسا رشته اصلی ستاره، به جرم آن بستگی دارد. یک غول سرخ بطور عمده از یک هسته چگال و تبهگن از جنس هلیوم و یک پوسته همرفتی گسترده تشکیل میشود. لایه واسط بین این دو ناحیه شامل هلیوم ناتبهگن، پوسته هیدروژن سوز و لایه ای با انتقال انرژی تابشی میشود. چگالی هسته تبهگن بیش از ده برابر بزرگتر از چگالی پوسته همرفتی بیرونی است. بنابر این روشن است که غولهای سرخ اجرام شدیدا ناهمگنی هستند [۱].

۱-۱-۴- مبحث تکمیلی تحول ستارگان

ستاره های سنگین رشته اصلی هیدروژن را طی چرخه **CNO** میسوزانند. اگر ستاره خیلی سنگین باشد ($M > ۲۰ M_{sun}$) پوسته آن بصورت یک پوسته ناپایدار تپنده در خواهد آمد که منجر به اتلاف جرم میشود. به عبا رت دیگر در صورتی که درخشندگی ستاره از حد ادینگتون[۱] تجاوز کند، در لایه های بیرونی ستاره فشار تابشی بر نیروی گرانشی غلبه میکند که به نوبه خود به جدا شدن پوسته منجر میشود. این امر به کاهش جرم ستاره، تا زمان تشکیل یک ستاره با جرم کمتر ولی پایدارتر منتهی میشود. نرخ کاهش جرم ستاره های سنگین میتواند به $۱۰^{-۴} M_{sun} . yr^{-۱}$ یا حتی بیشتر از آن برسد. اتلاف جرم تاثیر مهم و بسزایی بر سیر تحولی ستاره های سنگین در نمودار ***H-R*** دارد.

در طول مراحل بعدی تحول ستاره های سنگین، فرآیند سنتز عناصر بطرف عناصر سنگین و سنگینتر، تا عناصر گروه آهن پیش میرود. انتظار میرود که یک ستاره سنگین

---

۱ -$L_{edd} \approx ۱.۳ \times ۱۰^{۳۶} \frac{M}{M_{sun}} erg.s^{-۱}$

متحول شده، لایه ای بیرونی متشکل از هیدروژن داشته باشد وهمچنان که به طرف مرکز میرویم اجزای تشکیل دهنده اصلی آن به ***Si ،C ،O ،He*** و در نهایت عناصر گروه آهن در هسته تبدیل شوند. در دماهای بسیار بالا، فوتونهای پر انرژی هسته ها را به پروتون، نوترون و ذرات α تجزیه میکنند. برخی از این ذرات بلافاصله با هم پیوند خورده و هسته هایی با بیشترین انرژی بستگی بر نوکلئون (عناصر مجاور آهن) تشکیل میدهند. ترکیب نهایی ماده ستاره ای، با شرط تعادل میان عناصر گوناگون تعیین میشود. عناصری که در این حالت بیشترین فراوانی را دارند $Ni^{۵۶}$ یا $Fe^{۵۴}$ خواهند بود. $Ni^{۵۶}$ ناپایدار است و در شرایط عدم تعادل به $Fe^{۵۴}$ معمولی واپاشی میکند.

دلیل توقف نهایی در ماهیت کاملا خاص آهن نهفته است. وقتی که چرخه تولید عنصر در هسته ستاره به آهن میرسد، بر خلاف سابق که عنصرهای سبکتر شکل میگرفتند و انرژی آزاد میکردند، شرکت آهن در چنین واکنش هسته ای انرژی آزاد نمیکند بلکه انرژی جذب میکند. بنابر این هنگامی که آهن شکل میگیرد بجای تامین انرژی بیشتری برای هسته ستاره انرژی آن را مصرف میکند. از اینرو آهن عنصر نهایی است. هسته اتمهای آهن دارای بیشترین انرزی بستگی در هر نوکلئون هستند. بنابر این آهن با روش همجوشی سنگینترین و با روش شکافت اتمی سبکترین عنصری است که بصورت گرمازایی تولید میشود [۱].

۱-۱-۵- مراحل نهایی تحول ستارگان

ستاره ای به جرم $۲۵M_{sun}$ حدود ۷×۱۰^{۶} سال را به عنوان یک ستاره رشته اصلی سپری میکند که در هسته خود با دمایی در حدود ۴×۱۰^{۷} k هیدروژن میسوزاند. پس از

اتمام هیدروژن هسته، هلیوم سوزی و بدنبال آن دورههای کوتاهی از کربن سوزی، نئون سوزی و اکسیژن سوزی پیش می آید و انتظار میرود که ستاره در نهایت دچار رمبش گرانشی شده بصورت ابرنواختر نوع II در آید.

رمبش هسته در ابرنواخترهای نوع II با انفجار لایه های خارجی که در مدت چندین ثانیه رخ میدهد همراه است. هسته رمبنده میتواند بسته به جرم خود به یک ستاره نوترونی یا یک سیاه چاله تبدیل شود.تحت شرایط خاصی انفجار ابرنواختری میتواند ستاره را بدون برجای گذاشتن هیچ باقیمانده فشرده ای به کلی از هم متلاشی کند.

در مورد ستاره های کم جرم، پرتاب لایه های بیرونی با شدت و قدرت کمتری رخ میدهد و هسته تبهگن با پشتیبانی فشار تبهگنی الکترونها از رمبش بیشتر محفوظ می ماند و به یک کوتوله سفید تبدیل میشود، که شعاعی در حدود شعاع کره زمین خواهد داشت. هنگامی که یک کوتوله سفید شکل میگیرد، ابتدا بسیار داغ است و همچنان که سرد میشود، در صورتی که جرم آن از یک حد معین (حد چاندراسخار[1]) بیشتر باشد دچار ناپایداری گرانشی میشود. یک چنین کوتوله سفیدی، دچار رمبش شده و یک ابرنواختر نوع I شکل میگیرد. بنابر این کوتوله های سفید پایدار، تنها زمانی میتوانند وجود داشته باشند که جرم آنها کمتر از حد چاندراسخار باشد.

اگر هسته در حال رمبش یک ابرنواختر، خیلی سنگینتر از جرم حدی ستاره نوترونی باشد در این صورت، دیگر هیچ فشاری وجود ندارد که بتواند ستاره را از رمبش به یک نقطه منفرد موسوم به تکینگی باز دارد، که به حاصل این فزآیند سیاه چاله گفته میشود. بر خلاف ستاره های نوترونی و کوتوله های سفید سیاه چاله ها جرم حدی ندارند [۱].

---

۱ - ۱/٤ M_{sun}