

T.C.
BALIKESİR ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
FİZİK ANABİLİM DALI



**ÜÇLÜ ALFA VE CNO REAKSİYON ORANLARININ KÜÇÜK
KÜTLELİ YILDIZLARIN EVRİMİ ÜZERİNDEKİ ETKİLERİ**

SALİH ELÇİ
YÜKSEK LİSANS TEZİ

Jüri Üyeleri : **Dr. Öğr. Üyesi Gülay İNLEK (Tez Danışmanı)**
Doç. Dr. Aysun BÖKE
Dr. Öğr. Üyesi Cengiz AKAY

BALIKESİR, OCAK - 2024

ETİK BEYAN

Balıkesir Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Tez Yazım Kurallarına uygun olarak tarafımda hazırlanan “**Üçlü Alfa ve CNO Reaksiyon Oranlarının Küçük Kütleli Yıldızların evrimi Üzerindeki Etkileri**” başlıklı tezde;

- Tüm bilgi ve belgeleri akademik kurallar çerçevesinde elde ettiğimi,
- Kullanılan veriler ve sonuçlarda herhangi bir değişiklik yapmadığımı,
- Tüm bilgi ve sonuçları bilimsel araştırma ve etik ilkelere uygun şekilde sunduğumu,
- Yararlandığım eserlere atıfta bulunarak kaynak gösterdiğimi,

beyan eder, aksinin ortaya çıkması durumunda her türlü yasal sonucu kabul ederim.

Salih ELÇİ

(imza)

Bu tez çalışması Balıkesir Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeler Birimi tarafından BAP 2022/081 nolu proje ile desteklenmiştir.

ÖZET

**ÜÇLÜ ALFA VE CNO REAKSİYON ORANLARININ KÜÇÜK KÜTLELİ
YILDIZLARIN EVRİMİ ÜZERİNDEKİ ETKİLERİ
YÜKSEK LİSANS TEZİ
SALİH ELÇİ
BALIKESİR ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
FİZİK ANABİLİM DALI**

(TEZ DANIŞMANI: DR. ÖĞR. ÜYESİ GÜLAY İNLEK))

BALIKESİR, OCAK - 2024

Bu çalışmada, Üçlü Alfa ve CNO nükleer reaksiyonlarının enerji oluşum oranlarının $0.65- 1.2 M_{\odot}$ aralığında kütleyle sahip olan ana kol yıldız modellerinin evrimleri üzerindeki etkileri araştırılmıştır. Metal oranları, $Z=0.003$, $Z=0.02$ ve $Z=0.03$ olarak alınmıştır. Her bir model için Paczynski'nin GOB, SCH ve HB7 yıldız model programları kullanılmıştır. Yıldızların yaşları orjinal NACRE (Nuclear Astrophysics Compilation of Reactions) enerji oluşum oranları ve yüzde on oranında azaltılmış NACRE oranları kullanılarak hesaplanmıştır. Güncel olan IT Cas ve V 636 Cen yıldızlarının yaşları hesaplanmıştır ve literatürdeki sonuçlar ile karşılaştırılmıştır. Üçlü Alfa reaksiyonlarının karasal laboratuvarlarda gerçekleştirilmesi çok zor olduğu için bu teorik model çalışmasının, küçük kütleli ve hatta büyük kütleli yıldızların gözlemsel çalışmalarına ışık tutacaktır.

ANAHTAR KELİMELER: Nükleer enerji oluşum oranları, küçük- kütleli yıldızlar, yıldızların evrimi.

Bilim Kod / Kodları : 20202

Sayfa Sayısı : 21

ABSTRACT

THE EFFECTS OF TRIPLE ALPHA AND CNO REACTION RATES ON THE EVOLUTION OF LOW-MASS STARS

MSC THESIS

SALİH ELÇİ

BALIKESİR UNIVERSITY INSTITUTE OF SCIENCE

PHYSICS

(CO-SUPERVISOR: ASSIST. PROF. DR. GÜLAY İNLEK)

BALIKESİR, JANUARY - 2024

In this study, the effects of the energy generation rates of Triple Alpha and CNO nuclear reactions on the evolution of Main sequence star models with masses in the range of $0.65-1.2 M_{\odot}$ were investigated. Metal ratios were taken as $Z = 0.003$, $Z = 0.02$ and $Z = 0.03$. Paczynski's GOB, SCH and HB7 star model programs were used for each model. The ages of stars were calculated using the original NACRE (Nuclear Astrophysics Compilation of Reactions) energy evolution rates and NACRE rates reduced by ten percent. The ages of the current IT Cas and V 636 Cen stars were calculated and compared with the results in the literature. Since Triple Alpha reactions are very difficult to perform in terrestrial laboratories, this theoretical model study will shed light on observational studies of low-mass and even massive stars.

KEYWORDS: Nuclear energy generation rates, low- mass stars, stellar evolution.

Science Code / Codes : 20202

Page Number : 21

İÇİNDEKİLER

Sayfa

ÖZET	i
ABSTRACT	ii
İÇİNDEKİLER	iii
ŞEKİL LİSTESİ	iv
TABLO LİSTESİ	v
SEMBOL LİSTESİ	vi
ÖNSÖZ	vii
1. GİRİŞ	1
2. YILDIZ MODEL PROGRAMLARI	5
2.1 GOB, SCH VE HB7 Programları	5
2.2 Yıldız Yapı Denklemleri	6
3. NÜKLEER REAKSİYONLAR	8
3.1 Proton-Proton Zinciri	9
3.2 Karbon Döngüsü (CNO)	10
3.3 Üçlü alfa süreci	11
3.4 Enerji Oluşum Oranları	12
4. ELDE EDİLEN VERİLER	13
5. SONUÇLAR VE TARTIŞMA	18
6. KAYNAKLAR	19
ÖZGEÇMİŞ	21

ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa

Şekil 3.1: Sıcaklığın fonksiyonu olarak nükleer enerji oluşum oranları [7].	9
Şekil 4.1: V 636 Cen yıldızının yarıçap –yaş eğrisi.	14
Şekil 4.2: $0.8 M_{\odot}$ kütleli yıldız modeli için parlaklığın etkin sıcaklık ile değişimi	15
Şekil 4.3: $Z= 0.003$ metal değerinde $0.8 M_{\odot}$ modeli için merkezi sıcaklık-yoğunluk değişimi.	16

TABLO LİSTESİ

	<u>Sayfa</u>
Tablo 4.1: Yıldız modelleri için elde edilen yaşlar ($Z=0.02$).	13
Tablo 4.2: IT Cas yıldızı için farklı metal oranları ile hesaplanan yaşlar.....	14
Tablo 4.3: $0.8 M_{\odot}$ modeli için merkezi yoğunluk ile sıcaklığın değişimi	16

SEMBOL LİSTESİ

M_{\odot}	:Güneş Kütlesi
ϵ	:Enerji oluşum oranı ($\text{erg g}^{-1}\text{s}^{-1}$)
m	:Kütle (g)
c	:Işık hızı (m/s)
T	: Sıcaklık (K)
T_{eff}	:Etkin sıcaklık (K)
T_{C}	:Merkezi Sıcaklık (K)
σ	:Stefan-Boltzman sabiti ($\text{erg K}^{-4}\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$)
P	:Basınç (Pa)
L	:luminositiy (erg s^{-1})
G	:Evrensel çekim sabiti($\text{Nm}^2\text{kg}^{-2}$)
r	:Yıldızın yarıçapı (cm)
ρ	:Yıldızın yoğunluğu (g cm^{-3})
ρ_{C}	:Yıldızın merkez yoğunluğu (g cm^{-3})
a	:Karışım uzunluğu parametresi
κ	:Donukluk (cm^2g^{-1})
k	: Boltzman sabiti (JK^{-1})

ÖNSÖZ

Bu tez, "Üçlü Alfa ve CNO Reaksiyon Oranlarının Küçük Kütleli Yıldızların Evrimi Üzerindeki Etkileri" konusunda gerçekleştirilen araştırmanın sonucunda ortaya çıkmıştır. Bu çalışma, bilimsel bir araştırmanın tüm adımlarını içermektedir ve bu süreç boyunca birçok kişi ve kaynak tarafından desteklenmiştir. İlk olarak, bu çalışmanın gerçekleşmesinde önemli bir rol oynayan ve araştırma sürecimde bana rehberlik eden danışman hocam Dr. Gülay İNLEK'e teşekkürlerimi iletmek istiyorum. Sizin değerli önerileriniz ve bilgi birikiminiz olmadan bu tez tamamlanamazdı.. Ayrıca, tez çalışmamın başlangıcından sonuna kadar beni her zaman destekleyerek sürekli teşvik ve sabırla yanımda olan sevgili eşim Sevda ELÇİ' ye sonsuz teşekkürlerimi sunmak istiyorum. Özellikle ilham kaynaklarım olan sevgili kızlarım: Nudem ELÇİ , Tuba ELÇİ ve Ravza Mira ELÇİ her zaman yanımda olduğunuz için size minnettarım. Bu tez, Balıkesir Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü'nde eğitim alırken edindiğim bilgi ve deneyimleri yansıtmaktadır. Bu çalışma, bilim dünyasına katkıda bulunma amacı taşımaktadır ve umarım gelecekteki araştırmacılar için bir kaynak olur. Tezimin sonuçlarının "Üçlü Alfa ve CNO Reaksiyon Oranlarının Küçük Kütleli Yıldızların Evrimi Üzerindeki Etkileri" alanında yeni perspektifler sunmasını umuyorum. Bu çalışma, bilgi ve anlayışımızı daha da derinleştirmemize katkıda bulunabilir.

Saygılarımla,

Balıkesir, 2024

Salih ELÇİ

1. GİRİŞ

Elmas gibi parlak yıldızlar, evrenin en büyüleyici olgularından biridir. Gökyüzünün karanlık örtüsünde parlayan bu ışıklar, insanoğlunun binlerce yıldır göz kamaştırıcı gözlemcileri ve anlatıcısıdır. Yıldızlar, evrenin fiziksel yasalarının ötesine geçen varoluşun temsilcileridir. Onlar, ışık hızını aşan galaksilerin dansını izlerken, bizlere evrenin sırlarını açan anahtarlar sunarlar. Bu tez, evrenin bu büyümlü aktörlerinden bazılarını, özellikle de küçük kütleli yıldızları daha yakından incelemekte ve yıldızların yaşamlarını şekillendiren önemli nükleer reaksiyonların rolünü ele almaktadır.

Yıldızların doğuşu ve evrimi, evrenin en karmaşık ve derin süreçlerinden birini oluşturur. Bu süreç, binlerce yıl boyunca insanların merak konusu olmuş ve bilim insanlarının büyülenmesine yol açmıştır. Ancak 20. yüzyılın başlarına kadar, yıldızların doğuşu ve evrimi, gözlem ve teorilerin sınırlarını aşan bir sır olarak kalmıştır. Fakat teknoloji ve bilimdeki ilerlemeler, yıldızların iç dünyasına bakma yeteneğimizi büyük ölçüde artırmıştır. Bu keşifler, yıldızların içindeki sıcaklık, basınç, yoğunluk ve bileşim gibi faktörlerin, nükleer reaksiyonların nasıl çalıştığını ve yıldızların nasıl evrimleştiğini göstermiştir.

Evrenin bu büyümlü sahnesinin merkezinde, yıldızların kendi benzersiz hikayeleri bulunmaktadır. Her yıldız, kütlesi, bileşimi ve yaşam döngüsü açısından farklıdır. Bu farklılıklar, yıldızların doğumlarından ölümlerine kadar olan zaman içindeki evrimsel süreçlerini şekillendirir. Bu tezde özellikle, küçük kütleli yıldızlar üzerine odaklanılmaktadır. Bu yıldızlar, Güneş gibi görünürler ve evrenin yıldız popülasyonunun önemli bir bölümünü oluştururlar. Ancak, her biri benzersiz bir hikayeye sahiptir ve yaşamları, içlerinde gerçekleşen nükleer reaksiyonların hızı tarafından büyük ölçüde belirlenir. Küçük boyutları, oluşumları sırasındaki düşük yerçekimi kuvvetlerinin bir sonucudur. Bu yıldızlar ağırlıklı olarak hidrojen ve helyumdan ve eser miktarda daha ağır elementlerden oluşur. Kompozisyonlarının sadeliği, uzun ve istikrarlı varoluşlarına zemin hazırlar. Küçük kütleli yıldızlara güç veren birincil mekanizma, hidrojen atomlarının helyum oluşturmak üzere birleştiği ve süreçte çok büyük miktarda enerji açığa çıkardığı süreç olan nükleer füzyondur. Daha karmaşık füzyon reaksiyonlarına giren büyük yıldızların aksine, düşük kütleli yıldızlar yakıtlarını çok daha yavaş yakarlar. Bu yavaş yanma, bazı kırmızı cücelerin trilyonlarca yıl boyunca parlama kabiliyetine sahip

olmasıyla, yaşamlarının uzamasına katkıda bulunur. Bu yıldızlar, nispeten düşük parlaklıklarıyla bilinir ve daha büyük yıldızların ürettiği enerjinin yalnızca bir kısmını yayarlar. Düşük parlaklıkları, daha düşük sıcaklıklara ve kırmızımsı görünümlerine yansır ve bu da onlara "kırmızı cüceler" takma adını kazandırır. Zayıf parlaklıklarına rağmen kırmızı cüceler, evrendeki önemli oyuncular; çünkü onların çokluğu, galaksilerin evrimini ve dinamiklerini etkilemelerini sağlar. Düşük kütleli yıldızların uzun ömürlülüğü belirleyici bir özelliktir. Büyük yıldızlar kısa süreliğine parlak bir şekilde parlarken, düşük kütleli yıldızlar enerji harcaması konusunda daha ölçülü bir yaklaşım benimsenmektedir. Kırmızı cüceler nükleer yakıtlarını inanılmaz derecede yavaş bir hızda yakarak çok daha uzun süre dayanmalarını sağlar. Kozmik aşamanın mütevazı cüceleri olan küçük kütleli yıldızlar, mütevazı görünümlerini gizleyen kozmik bir etkiye sahiptir. Yaygınlıkları, uzun ömürleri ve yaşanabilir gezegenlere ev sahipliği yapmadaki potansiyel rolleri, onları astrofizik alanında ilgi çekici çalışma konuları haline getiriyor. Bu kozmik cücelere dair anlayışımız derinleştikçe evrenin çeşitli ve karmaşık doğasına olan takdirimiz de derinleşmektedir.

Küçük kütleli yıldızlar, diğer kütleli yıldızlara göre daha az parlak olabilir, ancak evrenin temel süreçlerini şekillendiren ve ışık tutan önemli aktörlerdir. Proton-proton zincir reaksiyonu, bu yıldızları milyarlarca yıl boyunca sürdürür ve gezegen sistemlerinin ve belki de yaşamın gelişimi için istikrarlı bir ortam sağlar. Evrenin derinliklerini keşfetmeye devam ettikçe, küçük kütleli yıldızların incelenmesi, evreni şekillendiren temel süreçleri anlamamıza katkıda bulunur. CNO döngüsü ayrıca yıldızların kimyasal bileşimini de etkiler. Bu reaksiyonlar sırasında karbon, azot ve oksijen gibi elementler üretilir ve bu elementler daha sonra yıldızın iç bölgelerinden dış bölgelere yayılır. Bu, yeni yıldızların ve gezegenlerin oluşumunda önemli bir rol oynar. Üçlü Alfa reaksiyonu, küçük kütleli yıldızların parlaklık ve sıcaklık özelliklerini etkiler. Bu yıldızlar, enerji üretimlerini daha düşük hızda sürdürdükleri için daha az parlak ve daha soğuk görünürler.

CNO döngüsü, küçük kütleli yıldızlar için daha az önemli bir rol oynar. Bu yıldızlar, içsel koşulları Üçlü Alfa reaksiyonu için daha uygun olduğu için CNO döngüsünü daha az kullanırlar. Kırmızı cücelerin evrendeki yaygınlığı gökbilimcileri bu cücelerin yaşanabilir gezegenlere ev sahipliği yapma potansiyelini keşfetmeye yöneltmiştir. Güneş sistemimize en yakın yıldız olan Proxima Centauri bir kırmızı cücedir ve son keşifler, bu tür yıldızların etrafındaki yörüngede potansiyel olarak yaşanabilir öte gezegenlerin varlığını ortaya koymaktadır. Kozmik aşamanın mütevazı cüceleri olan küçük kütleli yıldızlar, mütevazı

görünümlerini gizleyen kozmik bir etkiye sahiptirler. Yaygınlıkları, uzun ömürleri ve yaşanabilir gezegenlere ev sahipliği yapmadaki potansiyel rolleri, onları astrofizik alanında ilgi çekici çalışma konuları haline getirmiştir.

Küçük kütleli yıldızların evrimi milyarlarca yıla yayılan büyüleyici bir süreçtir. Bu evrim süreçleri değişik aşamalar içermektedir [1]. Küçük kütleli bir yıldızın yaşamı, gaz ve tozun biriktiği moleküler bir bulutta başlar. Gravitasyonel kuvvetler bu bulutun küçük bir kısmının çökmesine neden olur, bu da bir protostar olarak adlandırılan yoğun bir çekirdek oluşturur. Protostar çöktükçe çekirdek sıcaklığı yükselir ve nihayetinde nükleer füzyon reaksiyonlarının gerçekleştiği bir noktaya ulaşır. Çekirdekteki hidrojen atomları helyum oluşturmak için birleşir ve bu süreçte enerji açığa çıkar. Bu, yıldızın ana kol aşamasının başlangıcını işaret eder. Güneş için bu aşama yaklaşık olarak 4.6 milyar yıl sürmüş ve yaklaşık 5 milyar yıl daha devam etmesi beklenmektedir. Yıldız hidrojen yakıtını tükettikçe, çekirdek çekilir ve dış katmanlar genişler. Yıldız bir kırmızı dev haline gelir, artan boyutu ve daha düşük yüzey sıcaklığı ile karakterizedir. Bu aşamada, yıldızın dış katmanları uzaya püskürtülerek çekirdeğin etrafında gaz ve toz kabuğu oluşturur. Çekirdek, helyum füzyonunu başlatır. Helyum atomları karbon oluşturmak için bir dizi reaksiyonla birleşir. Bu aşama, çekirdeğin etrafındaki kabuklarda gerçekleşir ve helyum yanması aşamasıdır. Kırmızı devin dış katmanları uzaya püskürtülür, çekirdeğin etrafında iyonlaşmış gazın güzel ve genellikle simetrik bir kabuk oluşturur. Buna gezegenimsi nebula denir. Yıldızın çekirdeği geride kalır. Geriye kalan çekirdek, çoğunlukla karbon ve oksijen içerir, ve beyaz bir cüce olur. Bu, yıldızın yoğun, Dünya boyutlarındaki kalıntısıdır. Gravitasyonel çöküşe karşı desteklemek için nükleer reaksiyonları olmadan, beyaz cüce milyarlarca yıl boyunca yavaşça soğur. Gelecekteki aşırı uzak bir zamanda (on milyarlarca yıl), beyaz bir cüce bir siyah cüceye dönüşebilir. Ancak bu süre, evrenin şu anki yaşı kadar uzundur ve henüz siyah cücelerin var olduğuna inanılmamaktadır. Küçük kütleli bir yıldızın kaderinin, yüksek kütleli bir yıldızın kaderinden farklı olduğunu unutmamak önemlidir. Düşük kütleli yıldızlar, yüksek kütleli yıldızların sonunu belirleyen patlayıcı süpernova olaylarından çok daha yavaş ve barışçıl bir evrim geçirirler.

Bu tezin ana amacı, üçlü alfa ve CNO reaksiyonlarının, küçük kütleli yıldızların evrim süreçleri üzerindeki etkilerini daha ayrıntılı bir şekilde incelemektir. Üçlü alfa reaksiyonu, yıldızların içinde helyum üretiminde kritik bir rol oynar ve bu sürecin hızı yıldızın yaşam süresini etkiler. Öte yandan, CNO döngüsü, yüksek kütleli yıldızlarda etkili olup, yıldızın

bileşimini önemli ölçüde belirler [1]. Yüklü parçacıkların oluşturduğu nükleer reaksiyonların yıldızların yapısı ve evrim modellerine etkisi üzerine çalışmalar çok eski yıllara dayanır [2,3]. Bu çalışmada yıldız model programlarında NACRE enerji oluşum oranları kullanılmıştır [4]. Bu oranlar $10^6 \leq T \leq 10^{10}$ K sıcaklık aralığındaki değerleri içermektedir [4].

2. YILDIZ MODEL PROGRAMLARI

2.1 GOB, SCH VE HB7 Programları

Paketteki ilk program (GOB), hidrostatik denge ve ideal gaz yasasını varsayarak gri bir yıldız atmosferi üretir; enerji transferi ya radyasyon ya da karışım boyu konveksiyondur. Moleküler hidrojenin ayrışması ve hidrojen ve helyumun iyonlaşması hesaplanır. Kullanıcı yıldızın kütlesini, yıldızın $\log L/L_{\odot}$ (Güneşin değeri cinsinden parlaklık), etkin sıcaklığı T_{eff} ini ve karışım uzunluğu parametresini girer [5, 6].

Program önce ekranda sıcaklık ve yoğunluk akışını çizer. Ardından, atmosferin derinliklerinde moleküler hidrojen (H_2), nötr ve iyonize hidrojen ($H I$ ve $H II$) fraksiyonunu ve üç helyum iyonlaşma durumunu (HeI , $HeII$ ve $HeIII$) gösterir. Üçüncüsü ise, $\log \kappa$ 'nın ($cm^2 gm^{-1}$ cinsinden donukluk) derinlikle akışıdır. Son olarak, adyabatik, ışımaya ve gerçek (karışım uzunluğu) sıcaklık gradyanları görüntülenir.

Paczynski Kodundaki (SCH) ikinci program, çekirdekte hidrojenin helyuma dönüşüm nükleer reaksiyonlarını yeni başlatan homojen bileşime sahip bir sıfır yaş ana kol modeli üretir. Dört sınır koşulu tahmin edilmelidir: $\log L/L_{\odot}$, $\log T_{\text{eff}}$, $\log T_c$ ve $\log \rho_c$. Program, girilen değerleri, çekirdekten bir uyum noktasına (kütlenin ortasında) dışa doğru bir sayısal integrasyon ve zarfın aynı uyum noktasına içe doğru bir integrasyonu için başlangıç tahminleri olarak kullanır. Genel olarak yanlış tahminler, yıldızın ortasındaki koşulların yanlış eşleşmesine yol açar. Program, bu tahminleri değiştirir ve yeniden bütünleştirerek bir modeli birleştirir.

Yıldız merkezinden olan uzaklıkla sıcaklık, yoğunluk, yarıçap ve parlaklık akışı, bir modeli birleştirme adımlarının her biri için çizilir. Böylece bir araştırmacı, programın tahminleri nasıl "devraldığını" görebilir ve bir yıldızın özelliklerini (nasıl görüneceğini) ek bir müdahale olmadan bulur. Program sona erdiğinde, yakınsanmış bir model bir sonraki program için başlangıç olarak kullanılmaya hazırdır; türetilmiş koşullar, ilk tahminlerden bağımsızdır ve ana kol yıldızlarının özelliklerini anlatır [5, 6].

Üçüncü program (HB7), SCH'nin çıktısını alır, hidrojen ve helyumun bileşimini zaman adımına ve yerel nükleer reaksiyon hızlarına göre değiştirir ve evrimleşmiş bir yıldız modelini birleştirir. Bu işlem, kullanıcının seçtiği kadar zaman adımı için tekrarlanır ve programın kaldığı yerden devam edebilir.

Grafikler artık SCH modeli (model 0) ile aynı değişkenleri gösteriyor ve yıldız boyunca hidrojen (X) ve helyumun (Y) kütle kesirlerini ekliyor. Evrim ilerledikçe, çekirdekteki hidrojen tükendikçe konvektif çekirdek küçülür, zarf genişletmek için parlaklık kullanılır, konvektif zarf nükleer olarak işlenmiş malzemeyi yüzeye karıştırır ve çekirdekte karbon üretilir.

Nihai program (EDH), HB7'nin sonuçlarını özetler. Ardışık çizimler, zamanın fonksiyonları olarak parlaklığı, fotosferik yarıçapı, T_{eff} , T_c , ρ_c , konvektif çekirdeğin boyutunu, hidrojenin tükendiği kütleyi ve merkezi hidrojen içeriğini gösterir [5, 6].

2.2 Yıldız Yapı Denklemleri

Yaygın olarak kullanılan en basit yıldız yapısı modeli, bir yıldızın kararlı durumda olduğunu ve küresel olarak simetrik olduğunu varsayan küresel simetrik bir modeldir. Yıldız yapı denklemlerini oluştururken (varsayılan küresel simetriden yararlanılarak), madde yoğunluğu dikkate alınır. Dört temel birinci dereceden diferansiyel denklem içerir. İkiisi madde ve basıncın yarıçapa göre nasıl değiştiğini temsil eder; ikisi sıcaklık ve parlaklığın yarıçapa göre nasıl değiştiğini temsil eder. Yıldızın merkezinden r kadar bir uzaklıktaki bir noktada dr kalınlığındaki küresel bir kabuktaki madde yoğunluğu $\rho(r)$, sıcaklığı $T(r)$, toplam basıncı $P(r)$, parlaklığı $L(r)$ ve birim kütle başına enerji oluşum oranı $\epsilon(r)$ olmak üzere dört temel denklem aşağıdaki gibidir [1]:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{Gm\rho}{r^2} \quad (2.1)$$

$$\frac{dm}{dr} = 4\pi r^2 \rho \quad (2.2)$$

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \rho (\epsilon - \epsilon_v) \quad (2.3)$$

$$\frac{dT}{dr} = \frac{3\kappa\rho L}{64\pi r^2 \sigma T^3} \quad (2.4)$$

Burada G evrensel çekim sabiti, κ opaklık, σ Stefan – Boltzman sabitidir. ϵ_v ise nötrinolardan olan kayıptır. Bu yapı denklemleri sınır değerleri kullanılarak sayısal

integrasyon ile çözümler [1]. Bu sınır değerlerinde yüzeyde sıcaklık ve basınç sıfır alınırken; merkezde ise parlaklık ve kütle sıfır alınmaktadır.

3. NÜKLEER REAKSİYONLAR

Yıldızlar, evrenin en görkemli ve gizemli olgularından biridir. Gökyüzüne bakıldığında, bu parlayan ışıkların her biri, bilimin ve hayal gücünün sınırlarını zorlayan bir hikayenin parçasıdır. Yıldızlar, evrenin kökenlerine, yapısına ve geleceğine ışık tutan göz alıcı fenerlerdir. Aynı zamanda, kimilerine göre kaderimizi şekillendiren ve insanlığın binlerce yıldır takip ettiği yıldız haritalarının ilham kaynağıdırlar.

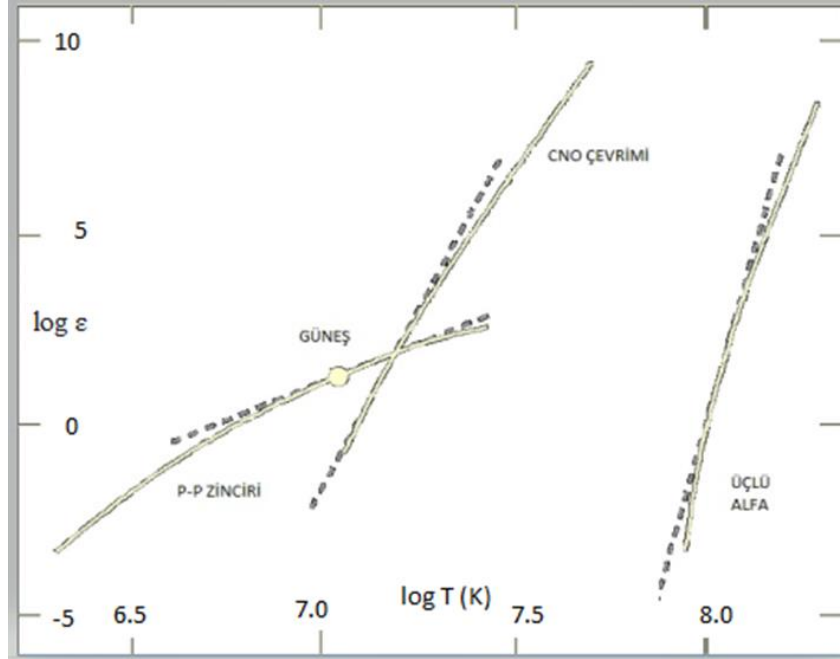
Yıldızların sadece estetik değil, aynı zamanda bilimsel bir önemi vardır. Evrenin nasıl oluştuğunu ve evrimleştiğini anlamak için yıldızları incelemek zorundayız. Yıldızlar, karmaşık bir nükleer fizik laboratuvarının da ta kendisidir. İçlerindeki nükleer reaksiyonlar, elementlerin sentezini ve dönüşümünü mümkün kılarak, evrende farklı kimyasal bileşimlerin oluşmasına katkıda bulunur.

Yıldızın iç kısmında on milyon derecelik bir sıcaklıkta, bir parçacığın termal enerjisi ortalama olarak yalnızca

$$E_{\text{Termal}} = \frac{3}{2}kT \cong 1 \text{ keV dir [1].} \quad (3.1)$$

Bu bariyer, ortalama termal enerjiden bin kat daha fazladır. Eğer nükleer güçler harekete geçecekse bunun üstesinden gelinmesi gerekiyor. Öte yandan, Maxwell Yasasına göre, enerji termal ortalamanın üzerine çıktıkça, belirli bir enerjinin parçacık sayısı hızla azalır [1]. Daha yüksek yüklü parçacıklar için Coulomb bariyeri, on milyon derecedeki termal enerjilerle karşılaştırıldığında engelleyici derecede yüksek olur. Bu nedenle, yalnızca çok düşük yüklü parçacıklar arasındaki reaksiyonları dikkate alınmalıdır. Bu durum en temel iki tarifi; proton-proton reaksiyonu ve karbon döngüsünü içeriyor. Bu iki süreç, hidrojenin yıldız enerjisinin en güçlü kaynağı olan helyuma dönüştürülmesi için alternatifleri temsil eder. Bir yıldız hidrojenini tükettikten sonra büzölmeye zorlanır ve iç sıcaklığı yükselir. Merkezi sıcaklık yüz milyon derece mertebesine ulaştığında, sıcaklıklar yeterince artar, böylece kayda değer ölçüde daha yüksek Coulomb engelleri aşılabilir ve yepyeni bir nükleer reaksiyon başlar. Bununla birlikte, zaten en önemli bir öğeyi, yıldızdaki ana nükleer enerji kaynaklarının ikincisi ve muhtemelen sonuncusu olan helyumun daha ağır elementlere dönüştürülmesini içerir.

Bir yıldız helyum yakıtını da bitirdiğinde tekrar büzülecektir ve yeniden iç sıcaklığını yükseltir. Merkezde sıcaklık bir milyar dereceyi öğrettiğinde, çok sayıda yeni nükleer reaksiyon patlak verir [1].

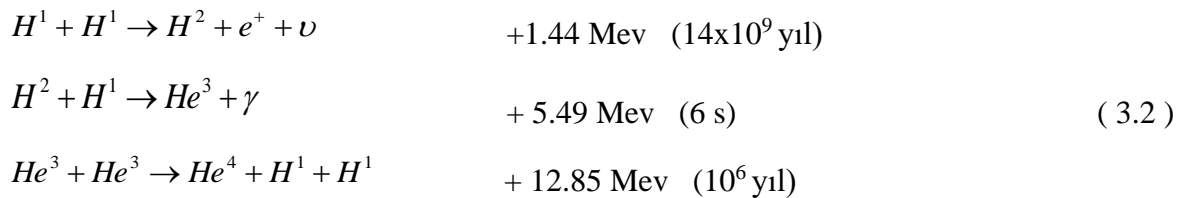


Şekil 3.1: Sıcaklığın fonksiyonu olarak nükleer enerji oluşum oranları [7].

Şimdi, her ikisi de hidrojenin helyuma dönüşümünü sağlayan proton-proton reaksiyonu ve karbon döngüsü ve helyumun dönüşümünü üreten üçlü alfa süreci olan üç ana enerji üreten süreci tartışmaya döneceğiz. Şekilden görüldüğü gibi Güneş, p-p zinciri için üst sıcaklık sınırına yakın bir yerde yer alır.

3.1 Proton-Proton Zinciri

Bir proton-proton reaksiyonu aşağıdaki üç adımdan oluşur.



İlk adımda, iki proton çarpışır ve bir döteron, bir pozitron ve bir nötrino üretir. Pozitron hemen bir elektronla birleşir ve çift, iki gama ışını yayınlamaya kaybolur [8]. Bununla birlikte, nötrino, neredeyse sıfır olan bir reaksiyon kesitine sahiptir ve bu nedenle, onu sonsuza dek bırakarak tüm yıldızdan düz bir şekilde geçecektir. Proton-proton etkileşimi,

çok elverişsiz bir nükleer dönüşüm olasılığı nedeniyle, olumlu şekilde düşük Coulomb bariyerine rağmen çok yavaştır.

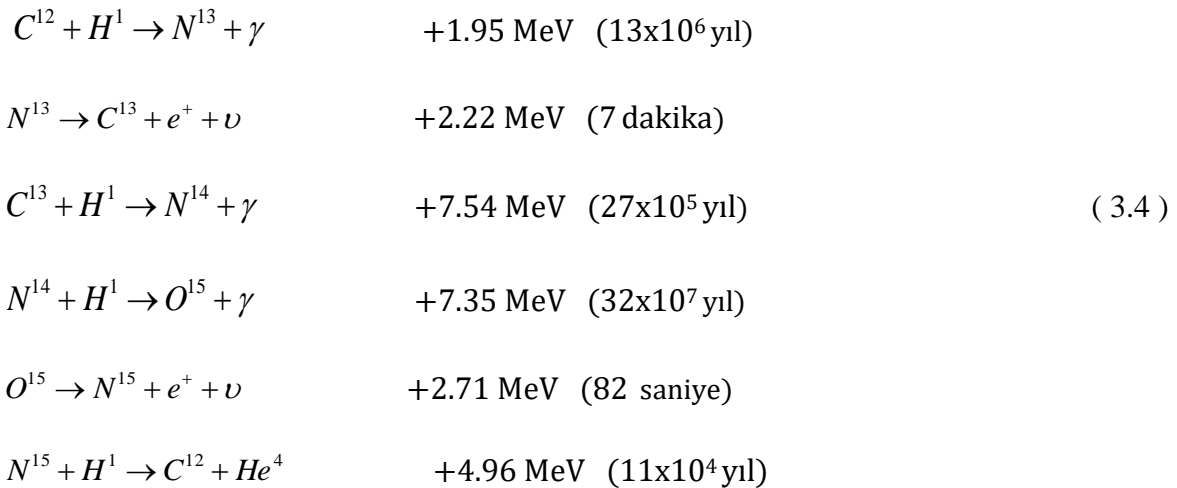
Birikme süreci, döteron ve bir gama ışını emisyonu ile He^3 oluşturan başka bir proton arasındaki çarpışma ile devam eder. Bu etkileşim çok yüksek bir olasılığa sahiptir ve döteronun oluşumundan hemen sonra gerçekleşir. Helyum oluşumu çeşitli reaksiyonlarla tamamlanabilir. Denklem (3.2)'nin üçüncü satırında verilen, yıldız koşulları altındaki çeşitli alternatifler arasında açık farkla en sık görülenidir. İki protonun yeniden emisyonu ile bir He^4 çekirdeği oluşturan iki He^3 parçacığının çarpışmasından oluşur. Bu üçüncü adım iki He^3 parçacığı kullanıldığından, bir He^4 çekirdeğinin oluşması Denk. (3.2)'ün birinci ve ikinci reaksiyonlarının her birinin iki kez gerçekleşmesini gerektirir,

Üç reaksiyonun her birinde açığa çıkan toplam enerji miktarları Denklem (3.3)'de listelenmiştir. Bununla birlikte, bu enerjinin tamamı yıldız için mevcut değildir. Çünkü ilk adımda serbest kalan enerjinin bir kısmı ortalama 0.26 (MeV) nötrino tarafından taşınır ve böylece yıldızda kalıcı olarak kaybolur. Bu küçük kaybı çıkarırsak, birinci ve ikinci reaksiyonların iki kez meydana gelmesi gerektiğini hatırlarsak, oluşan helyum atomu başına serbest kalan toplam enerjiyi elde ederiz.

$$E_{pp} = 26.2 \text{ MeV} = 4,2 \times 10^{-5} \text{ erg} \quad (3.3)$$

3.2 Karbon Döngüsü (CNO)

Hidrojeni helyuma dönüştürmenin alternatif bir yolu, aşağıdaki altı reaksiyondan oluşan karbon döngüsünde mevcuttur.



Başlangıç olarak, protonun ortak bir karbon çekirdeği ile çarpışması, bir gama ışını emisyonu ile bir N^{13} parçacığı üretir. N^{13} parçacığı kararlı değildir, ancak ortalama yedi dakika içinde bir pozitron ve bir nötrino emisyonu ile ağır karbon izotopuna bozunur. Yine pozitron bir elektronla birlikte yok olur ve nötrino yıldızı terk eder. Bir sonraki oluşum adımı, ikinci bir proton ağır karbon izotopuyla çarpışarak ortak bir nitrojen çekirdeği oluşturduğunda atılır. Üçüncü adım, başka bir protonun nitrojenle çarpışması ve kararsız O^{15} 'i oluşturması ve ortalama 82 saniyede bir pozitron ve nötrino emisyonuyla ağır nitrojen izotopunun N^{15} 'ye dönüşmesiyle devam eder. Süreçteki son adım, dördüncü bir protonun ağır nitrojen çekirdeği ile çarpışması, çok nadiren O^{16} 'yı oluşturmasıdır. Ancak neredeyse her zaman C^{12} artı bir helyum çekirdeği oluşturur. Karbon döngüsü, C^{12} katalizörünün sonunda yeniden oluşturulduğu, böylece net etkinin, dört protondan yalnızca bir helyum çekirdeği üretilir [8].

Karbon döngüsünü oluşturan altı reaksiyonda açığa çıkan enerjiler Denklem (3.4)'te listelenmiştir.

$$E_{cc} = 25.0 \text{ MeV} = 4,0 \times 10^{-5} \text{ erg} \quad (3.5)$$

Enerji üretimi için bu değer, karbon döngüsündeki nötrinoların biraz daha büyük kayıpları nedeniyle, proton-proton reaksiyonu için Denklem (3.4)'deki değerden biraz daha düşüktür. Bu değerlerin her ikisi de, kütle kusurlarından doğrudan hesaplanan değerden küçük miktarlarda farklılık gösterir. Bu küçük farklar, elbette, nötrino kayıplarından kaynaklanmaktadır [9].

3.3 Üçlü alfa süreci

Üçlü alfa reaksiyonu, özellikle yıldızların enerji üretiminde önemli bir rol oynar. Üçlü Alfa reaksiyonu, 10 milyon Kelvin sıcaklığının üstünde 100 milyon Kelvin civarında yıldızların çekirdeklerindeki helyumun yanması ile gerçekleşir. Yıldızların enerji üretiminde kritik bir rol oynar. Bu reaksiyon, üç helyum çekirdeğinden bir karbon çekirdeğinin oluştuğu dönüşümü içerir ve iki adımdan oluşur:



Kararsız olan Berilyum izotopunun, üçüncü bir alfa parçacığı ile çarpışması sonucunda C^{12} oluşur [8].

3.4 Enerji Oluşum Oranları

P-P zinciri, CNO döngüsü ve üçlü alfa reaksiyonları tarafından açığa çıkan enerji, sıcaklığın düzgün fonksiyonlarıdır. Sınırlı bir sıcaklık aralığında, sıcaklığa olan gerçek bağımlılığı Şekil 3.1'deki eğrilere uyan güç yasasıyla belirlenir [7]. Bu değişimler aşağıdaki yaklaşık forma sahiptir:

$$\text{P-P zinciri } \varepsilon = \varepsilon_0 \rho T^4 \quad (3.7)$$

$$\text{CNO döngüsü } \varepsilon = \varepsilon_0 \rho T^{17} \quad (3.8)$$

$$\text{Üçlü alfa süreci } \varepsilon = \varepsilon_0 \rho^2 T^{40} \quad (3.9)$$

Burada ε , birim zamanda birim kütle başına salınan enerjidir. P yıldız maddesinin yoğunluğu, T yıldız maddesinin sıcaklığıdır. ε_0 , ise yıldızın kimyasal bileşimine bağlı olan bir sabittir.

Yukarıdaki ifadeler, füzyon hızının sıcaklığın çok hassas bir fonksiyonu olduğu gerçeğini yansıtmaktadır, Çünkü tünelleme olasılığı kinetik enerjiye, kinetik enerji de sıcaklığa bağlıdır. Ayrıca, art arda daha ağır elementler içeren füzyon reaksiyonlarının (artan sırayla: PP zinciri, CNO döngüsü ve üçlü alfa reaksiyonu) sıcaklığa daha da bağımlı hale geldiği ve bu durumun üstesinden gelmek için daha yüksek sıcaklıklar gerektirdiği görülebilir. Sıcaklığa bağlı olduğu gibi yıldız malzemesinin yoğunluğuna da bağlıdır. PP zinciri ve CNO döngü reaksiyonları gibi iki parçacıklı reaksiyonlar için yoğunluğa bağımlılık doğrusaldır, oysa üçlü alfa süreci gibi üç parçacıklı reaksiyonlar için bağımlılık ikinci derecedendir [1].

4. ELDE EDİLEN VERİLER

Bu çalışmada dış sınır şartlarını oluşturan GOB programında, Kurucz opaklık tabloları kullanılmıştır [10]. Karışım uzunluğu parametresi $\alpha = 1$ olarak alınmıştır. Metal oranları; $Z=0.003$, $Z=0.02$ ve $Z=0.03$ olarak alınmıştır. Nükleer enerji oluşum oranlarını okuyan ve yıldızın merkezinden içine doğru ilerleyen bir yıldız modeli oluşturan SCH programında NACRE enerji oluşum oranları kullanılmıştır. P-P zincirinin oluşum oranları sabit tutularak CNO ve üçlü alfa oranları değiştirilmiştir.

0.65-1.2 M_{\odot} kütle aralığındaki yıldız modelleri için hesaplamalar yapılmıştır. NACRE enerji oluşum oranları kullanılarak elde edilen sonuçlar 0.10 x NACRE enerji oluşum oranları ile bulunan sonuçlarla kıyaslama yapılmıştır. Azalan enerji oranları ilgili yıldız modelleri için daha büyük yaşlar vermiştir. Sonuçlar Tablo 1' de sunulmuştur.

Tablo 4.1: Yıldız modelleri için elde edilen yaşlar ($Z=0.02$).

M/M_{\odot}	$\log L/L_{\odot}$	$\log T_{\text{eff}}$	$\log T_c$	$\log \rho_c$	Yaş(Myıl) NACRE Oranları ile	Yaş(Myıl) 0.1xNACRE Oranları ile
0.65	-0.97	3.62	6.98	1.88	16986	17132
0.8	0.40	3.69	7.09	2.07	15488	15633
1	0.12	3.76	7.14	2.14	14723	14867
1.2	0.15	3.78	7.15	2.17	13098	13243

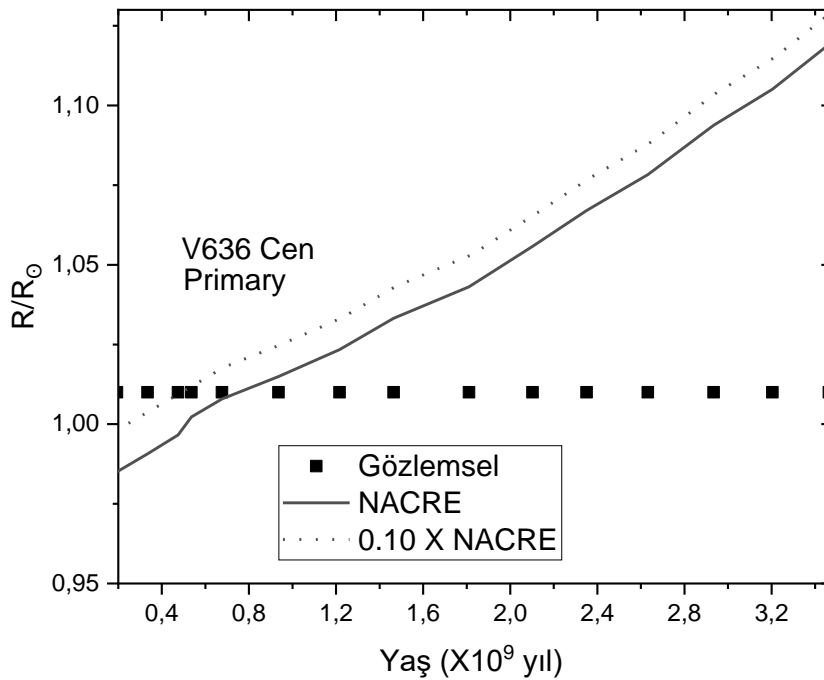
Gözlemleri yapılan Küçük kütleli IT Cas yıldızının yaşı farklı metal oranları için hesaplanmıştır. Sonuçlar Torres ve arkadaşlarının [11] sonucu ile birlikte Tablo4. 2' de verilmiştir.

Tablo 4.2: IT Cas yıldızı için farklı metal oranları ile hesaplanan yaşlar.

Metal değerleri	Yaş bu çalışma	Yaş Torres ve arkadaşları(2010)
Z=0.003	1,8 G yıl	-
Z=0.02	1,4 G yıl	1,9 G yıl
Z=0.03	0.97 G yıl	-

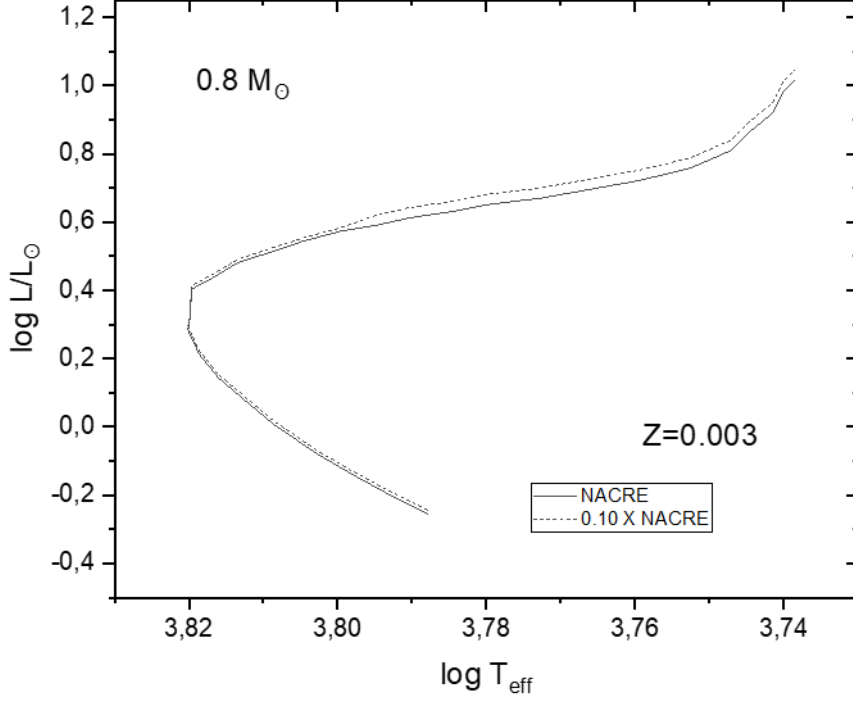
Şekil 4.1 de gösterildiği gibi V636 Cen çift yıldızı için yarıçap –yaş grafiğinden yaşı hesaplanmıştır. Yıldız gözlemsel yarıçapına 0.93 G yılda ulaşmış görünmektedir. Clausen ve arkadaşları ise bu yıldızın yaşını 1.33 ± 0.13 G yıl bulmuşlardır [12]. Geçerli olan pek çok model, Güneşten daha küçük kütleyle sahip pek çok çift yıldız bileşenleri için ölçülen sıcaklıklar ve yarıçaplara ulaşmakta başarısız olmuştur [13-17]. Karışım uzunluğu parametresini azaltarak oluşturulan modelleri kullanarak gözlemsel sonuçlar ile uyumlu sonuçlara ulaşılmıştır[18].

Başyıldızınkinin yanında yoldaş yıldızın spektrum çizgilerinin daha sönük oluğu bilinmektedir [19].



Şekil 4.1: V 636 Cen yıldızının yarıçap –yaş eğrisi.

Imbriani ve arkadaşları CNO oranındaki artışın, belirli bir yaş için parlaklığın etkin sıcaklıkla değişiminin daha sönük dönüş noktaları verdiğini ya da belirli bir parlaklık dönüşü için daha genç yaşlar verebileceği sonucuna varmışlardır [20].

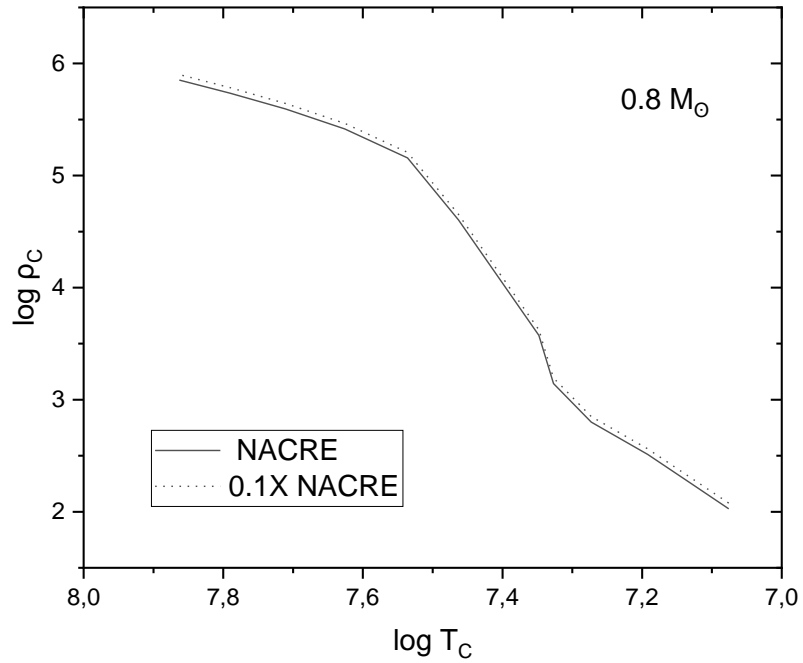


Şekil 4.2: 0.8 M_{\odot} kütleli yıldız modeli için parlaklığın etkin sıcaklık ile değişimi

Şekil 4.2’de $Z=0.003$ metal oranı için 0.8 Güneş kütleli yıldız modelinin parlaklık değişimi verilmiştir. Azaltılan enerji oranlarının dönüş noktalarında eski oranların verdiği dönüş noktalarından çok uzaklaşmadığı görülmektedir. Eğrinin dönüş noktalarından sonra daha büyük değerler verdiği görülmektedir. Aynı yıldız modeli için azaltılan enerji oluşum oranlarının etkisini görmek için merkezi yoğunluğun sıcaklıkla değişimini veren evrim grafiği şekil 4.3’ de gösterilmiştir.

Tablo 4.3: $0.8 M_{\odot}$ modeli için merkezi yoğunluk ile sıcaklığın değişimi

Log ρ_c NACRE	Log T_c NACRE	Log ρ_c 0.10XNACRE	Log T_c 0.10XNACRE
2,027	7,076	2,077	7,096
2,244	7,128	2,294	7,148
2,511	7,192	2,561	7,212
2,8	7,273	2,85	7,293
3,144	7,327	3,194	7,347
3,574	7,348	3,624	7,368
4,604	7,463	4,654	7,483
5,157	7,536	5,207	7,556
5,416	7,626	5,466	7,646
5,594	7,711	5,644	7,731
5,734	7,79	5,784	7,81
5,852	7,863	5,902	7,883



Şekil 4.3: $Z = 0.003$ metal değerinde $0.8 M_{\odot}$ modeli için merkezi sıcaklık-yoğunluk değişimi.

Azaltılan NACRE oranları yoğunluğun sıcaklıkla evrimini daha düşük sıcaklıklarda başlatıp yaklaşık aynı değerde bitirmektedir. Tablo 4.3' de bu grafiğin verileri sunulmuştur. Azaltılan NACRE enerji oluşum oranları daha büyük yoğunluk ve sıcaklık değerleri vermektedir.

5. SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Bu çalışmada Paczynski'in yıldız evrim modelleri kullanılmıştır. Yüzde doksan azaltılmış olan NACRE enerji oluşum oranları ile Yıldız evrim modelleri oluşturulmuştur. Azaltılan enerji oluşum oranları, $0.65-1.2 M_{\odot}$ kütle aralığındaki yıldız modelleri için daha büyük yaşlar vermiştir. Tablo 4.1' deki sonuçlara baktığımızda genel olarak azaltılan enerji oluşum oranları ile hesaplanan yaşın, bir yıldız modeli için 145 milyon yıl daha büyük olduğu görülmektedir. Gözlemleri yapılan IT Cas yıldızının yaşı farklı metal oranları ile hesaplanmıştır. Tablo 4.2'deki sonuçlara bakıldığında artan metal oranı ile yıldızın yaşı azalmaktadır. Torres ve arkadaşlarının sonucu ile karşılaştırıldığında bu çalışmada NACRE enerji oluşum oranları ile bulunan yaş 0.5×10^9 yıl daha küçük yaş olarak hesaplanmıştır. Bu durum kullanılan Kurucz opaklık tablolarının farklı olmasından kaynaklanabilir. Brocato ve arkadaşları, nükleer reaksiyon oranlarının popülasyon II yıldız modellerinin evrimi üzerine etkilerini araştırmışlar ve bu yıldızların yaşlarındaki etkinin 1×10^9 yıl olduğunu bulmuşlardır [22]. Gözlemleri yapılan V 636 Cen yıldızı için bulunan yaş Clausen ve arkadaşlarının bulduğu yaştan 0.4 Giga yıl daha küçüktür. 0.8 Güneş kütleli yıldız modeli için yapılan evrim hesaplamalarında yüzde doksan azaltılan NACRE enerji oluşum oranları ile merkezi yoğunluğun yıldız model aşamalarında yaklaşık % 3, merkezi sıcaklığın ise yaklaşık % 0.3 artış gösterdiği görülmektedir. Sonuç olarak p-p, CNO ve üçlü alfa süreçlerinden açığa çıkan enerji oluşum oranlarının tamamını içeren NACRE enerji oluşum oranları azaltılmıştır. Bu oranlar küçük kütleli yıldız modelleri için ve gözlemlenen gerçek yıldızlar için daha genç yaşlar vermektedir. Gelecekteki çalışma büyük kütleli yıldız modelleri için planlanmaktadır. Monprieat ve arkadaşları, yeni karbon-karbon nükleer reaksiyonlarının yıldız evrimleri üzerine etkilerini incelemişlerdir [23]. Nükleer reaksiyonların sıcaklığa bağlılığı çok hassas olduğu için sıcaklıktaki küçük bir değişimin oranların değişimini sağladığını bulmuşlardır. Enerji oluşum oranlarındaki büyük değişimin yıldızların yapısında küçük bir etkiyle sonuçlandığını bulmuşlardır. Bu çalışmada 0.1 ile çarpılan bir diğer değişle, yüzde doksan azaltılan NACRE nükleer enerji oluşum oranlarının küçük kütleli yıldızların evrimlerine ve iç yapılarına etkisinin küçük olduğu sonucuna varılmıştır.

6. KAYNAKLAR

- [1] M. Schwarzschild, “Structure and Evolution of the Stars”, Berlin, Heidelberg 1958.
- [2] W.A. Fowler, G.R. Caughlan, B.A. Zimmerman, “Thermonuclear Reaction Rates”, *Ann.Rev.Astron.Astrophys.*, Vol. 5, pp. 525-570, 1967.
- [3] G.R. Caughlan, W.A. Fowler, “Thermonuclear Reaction Rates V”, *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, Vol. 40, pp. 283-334, 1988.
- [4] C. Angulo, M. Arnould, M. Rayet et.al., “A compilation of charged-particle induced thermonuclear reaction rates”, *Nuclear Physics A.*, Vol. 656, pp. 1-183, 1999.
- [5] B. Paczynski, “Evolution of Single Stars I. ”, *Acta Astronomica*, Vol. 20, pp. 47-58, 1970.
- [6] P. Eggleton , “The evolution of low-mass stars”, *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, Vol.151, pp.351-364, 1971.
- [7] http://www.vikdhillon.staff.shef.ac.uk/teaching/phy213/phy213_fusion4.html
- [8] M.N. Torrico, M.W. Guidry, “ PP and CNO-Cycle Nucleosynthesis : Kinetics and Numerical Modeling of Competitive Fusion Processes”, *Chancellor’s Honor Program Projects.*, Vol.5, pp.1-10, 2012.
- [9] M. Wiescher, “ The History and Impact of the CNO Cycles in Nuclear Astrophysics”, *Phys. Perspective*, Vol. 20, pp. 124-158, 2018.
- [10] R.L. Kurucz, “Including all the lines”, *Canadian Journal of Physics*. Vol. 89, pp. 417-428, 2011.
- [11] G. Torres · J. Andersen · A. Gim’enez, “Accurate masses and radii of normal stars: Modern results and applications”, *The Astronomy and Astrophysics Review*, Vol. 18, pp. 67-126, 2010.
- [12] J. V. Clausen, H. Bruntt,; A. Claret,; A. Larsen, et al. “Absolute dimensions of solar-type eclipsing binaries II. V636 Centauri: A 1.05 M \odot primary with an active, cool, oversize 0.85 M \odot secondary”, *Astron. Astrophys.*, Vol. 502, pp. 253-265, 2009.
- [13] D.T. Hoxie, “The low-mass main-sequence: the comparison between theory and observation”, *Astron. Astrophys.*, Vol. 26, pp. 437-441, 1973.
- [14] D. M. Popper, “Orbits of detached main-sequence eclipsing binaries of types late F to K. II. UV leonis, UV piscium, and BH virginis.”, *The Astrophysical Journal.*,Vol. 114, pp. 1195-1205, 1997.

- [15] J. V. Clausen, I. Baraffe, A. Claret, D.B. Vandenberg, “Do 0.7-1.1 Msun Eclipsing Binaries Pose a Problem for Current Stellar Evolutionary Models?”, ASP Conference Series, Vol. 173, pp. 265-268, 1999.
- [16] G.Torres, I. Ribas, “Absolute Dimensions of the M-Type Eclipsing Binary YY Geminorum (Castor C): A Challenge to Evolutionary Models in the Lower Main Sequence”, The Astrophysical Journal., Vol. 567, pp. 1140- 1165, 2002.
- [17] M. L’opez-Morales, I.Ribas,“GU BOOTIS: A NEW 0.6 M_{\odot} DETACHED ECLIPSING BINARY”, The Astrophysical Journal., Vol. 631, 1120- 1133, 2005
- [18] G.Torres, C.H. Lacy, L. A. Marschall, et al. ,“ The Eclipsing Binary V1061 Cygni: Confronting Stellar Evolution Models for Active and Inactive Solar-Type Stars”, The Astrophysical Journal., Vol. 640, pp. 1018-1038, 2006.
- [19] C. Hoffmeister, “Processing the light changes of 10 southern variable stars.”, Astron. Astrophys., Vol. 3, pp. 439-447, 1958.
- [20] G.Imbriani, H. Costantini, A. Formicola, et al., “The bottleneck of CNO burning and the age of Globular Clusters”, Astron. Astrophys., Vol. 420, pp.625-629, 2004.
- [21] A. Weiss, A. Serenelli, A. Kitsikis et al., “ Influence of two updated reaction rates on the evolution of low and intermediate mass stars.”, Astron. Astrophys., Vol. 441, pp. 1129-1133, 2005.
- [22] E. Brocato, V. Castellani, F.L. Villante, “ Nuclear burning rates and Population II stellar models ”, Mon. Not. R. Astron. Soc., Vol. 298, pp. 557-561, 1998.
- [23] E. Monpibat, S. Martinet, S. Courtin et al., “ A new C + C nuclear reaction rate : impact on stellar evolution ”, Astron. Astrophys., Vol. 660, pp. 1-12, 2022

ÖZGEÇMİŞ

Kişisel Bilgiler

Adı Soyadı : Salih ELÇİ

Öğrenim Bilgileri

Derece	Okul/Program	Yıl
Y. Lisans	Balıkesir Üniversitesi/fen bilimleri enstitüsü /FİZİK	2024
Lisans	Dicle Üniversitesi/fen-edebiyat fak FİZİK bölümü	2002
Lise	Cizre lisesi	1994