

**T.C.
YILDIZ TEKNİK ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**İZOLE NÖTRON YILDIZLARININ τ - t_{SNR} YAŞ UYUŞMAZLIĞI PROBLEMİNE
BAĞLI EVRİMİ**

PINAR KÜTÜKCÜ

**YÜKSEK LİSANS TEZİ
FİZİK ANABİLİM DALI
FİZİK PROGRAMI**

**DANIŞMAN
DOÇ. DR. KUTSAL BOZKURT**

İSTANBUL, 2012

T.C.
YILDIZ TEKNİK ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

**İZOLE NÖTRON YILDIZLARININ τ - t_{SNR} YAŞ UYUŞMAZLIĞI PROBLEMİNE
BAĞLI EVRİMİ**

Pınar KÜTÜKCÜ tarafından hazırlanan tez çalışması 08.08.2012 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Yıldız Teknik Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı'nda **YÜKSEK LİSANS TEZİ** olarak kabul edilmiştir.

Tez Danışmanı

Doç. Dr. Kutsal BOZKURT
Yıldız Teknik Üniversitesi

Eş Danışman

Doç. Dr. Aşkın ANKAY
Yıldız Teknik Üniversitesi

Jüri Üyeleri

Doç. Dr. Kutsal BOZKURT
Yıldız Teknik Üniversitesi

Doç. Dr. Aşkın ANKAY
Boğaziçi Üniversitesi

Prof. Dr. Hasan TATLIPINAR
Yıldız Teknik Üniversitesi

Doç. Dr. Burçin ÜNLÜ
Boğaziçi Üniversitesi

Yrd. Doç. Dr. Sinan Kaan YERLİ
Orta Doğu Teknik Üniversitesi

Bu alışma, Boğaziçi Üniöersitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü'nün 5889 numaralı projesi ile desteklenmiştir.

ÖNSÖZ

Bu tezin yazımında, astrofiziğe olan ilgimde bana destekçi olan, her türlü bilgi ve kaynağı bana tereddütsüz aktaran, yol gösteren ve öğreten değerli hocam ve eş danışmanım Doç. Dr. Aşkın ANKAY'a,

Yaptığım çalışmalarda beni destekleyen ve yol gösteren değerli hocam ve danışmanım Doç. Dr. Kutsal BOZKURT'a,

Tezimi özenle okuyan ve düzeltmeler yapan Yrd. Doç. Dr. Sinan Kaan YERLİ'ye aynı zamanda verdiği destek ve tavsiyeler için,

Çok değerli ağabeyim Doç. Dr. M. Burçin ÜNLÜ'ye, sadece bu tez için değil, baş koyduğum yolda bana verdiği binlerce moral ve destek için,

Mantığımın durduğu zamanlardaki eşsiz danışmanlarım, yol arkadaşlarım, motive kaynaklarım, sevgili dostlarım Nasire ULUÇ'a ve E. Meltem AKÇAY'a,

Son olarak da her zaman yanımda olan, haklarını hiçbir zaman ödeyemeyeceğim biricik anneme, babama ve kardeşime,

İsimlerini sayamadığım, beni destekleyen herkese, tüm sevdiklerime,

Sonsuz teşekkür ederim...

Onlarsız olmazdı...

Ağustos, 2012

Pınar KÜTÜKCÜ

İÇİNDEKİLER

	Sayfa
SİMGE LİSTESİ	vii
KISALTMA LİSTESİ	viii
ŞEKİL LİSTESİ.....	ix
ÇİZELGE LİSTESİ	x
ÖZET.....	xi
ABSTRACT	xii
BÖLÜM 1.....	1
GİRİŞ.....	1
1.1 Literatür Özeti	1
1.2 Tezin Amacı	2
1.3 Hipotez	2
BÖLÜM 2.....	3
NÖTRON YILDIZLARI, SÜPERNOVALAR VE SÜPERNOVA KALINTILARI	3
2.1 Nötron Yıldızları	3
2.1.1 Nötron Yıldızlarının İç Yapısı	6
2.1.2 İzole Nötron Yıldızlarının Oluşumu	8
2.1.3 İzole Nötron Yıldızı Türleri	13
2.1.4 P- \dot{P} Diyagramı	15
2.1.5 Dağılım Ölçüsü (“The Dispersion Measure”)	16
2.1.6 Pulsarlar İçin Manyetik Dipol Modeli	18
2.1.7 Frenleme İndeksi	20
2.2 Süpernovalar	21
2.3 Süpernova Kalıntıları	22
2.3.1 Süpernova Kalıntılarının Morfolojik Özelliklerine Göre Sınıflandırılması	23

BÖLÜM 3.....	25
YAŞ UYUŞMAZLIĞI PROBLEMİ.....	25
3.1 SNR Yaşının Pulsarın Karakteristik Yaşı ile Karşılaştırılması	25
3.2 Pulsar-SNR Çiftleri	27
3.3 Frenleme İndeksleri Ölçülmüş SNR Bağlantılı Genç Pulsarlar.....	29
3.3.1 PSR J0534+2200 (B0531+21) (Yengeç-‘Crab’) - SNR G184.6-5.8(F) (3C144, SN 1054):.....	29
3.3.2 PSR J1119-6127 - SNR G292.2-0.5(S):.....	30
3.3.3 PSR J1513-5908 (B1509-58) - SNR G320.4-1.2(C) (MSH 15-52, RCW 89):.....	30
3.3.4 PSR J1846-0258 - SNR G29.7-0.3(C):	30
3.3.5 PSR J1833-1034 - SNR G21.5-0.9(C):	31
3.4 Karakteristik Yaş ve SNR Yaşında Uyuşmazlık Olmayan Pulsarlar	33
3.4.1 PSR J0835-4510 (B0833-45) - SNR G263.9-3.3(C) (Vela XYZ):	33
3.4.2 PSR J1856+0113 (B1853+01) - SNR G34.7-0.4(C) (W44, 3C392):.....	33
3.4.3 PSR J1952+3252 (B1951+32) - SNR G69.0+2.7(?) (CTB 80):.....	33
3.4.4 CXOU J171405.7-381031 - SNR G348.7+0.3(S) (CTB 37B):.....	34
3.4.5 PSR J1124-5916 - SNR G292.0+1.8(C):.....	34
3.4.6 PSR J1413-6141 - SNR G312.4-0.4(S):.....	35
3.4.7 PSR J1400-6325 - SNR G310.6-1.6(C):	35
3.4.8 PSR J0007+7303 - SNR G119.5+10.2(S) (CTA 1):	35
3.4.9 PSR J2021+4026 – SNR G78.2+2.1(S) (DR4, γ Cygni SNR):	36
3.4.10 PSR J2022+3842 - SNR G76.9+1.0(?):	36
3.4.11 PSR J1747-2809 - SNR G0.9+0.1(C):.....	36
3.5 Karakteristik Yaş ve SNR Yaşı Arasında Uyuşmazlık Olan Pulsarlar	38
3.5.1 PSR J0205+6449 - SNR G130.7+3.1(F) (3C58, SN 1181):	38
3.5.2 PSR J0538+2817 - SNR G180.0-1.7(S):.....	38
3.5.3 PSR J0821-4300 - SNR G260.4-3.4(S) (Puppis A, MSH 08-44):	38
3.5.4 1E 1207-5209 - SNR G296.5+10.0(S) (PKS 1209-51/52):.....	38
3.5.5 PSR J1811-1925 - SNR G11.2-0.3(C):	39
3.5.6 1E 1841-045 - SNR G27.4+0.0(S):	39
3.5.7 PSR J1852+0040 - SNR G33.6+0.1(S) (Kes 79, 4C00.70,HC13):	39
3.5.8 1E 2301+5852 - SNR G109.1-1.0(S):	40
3.5.9 PSR J2337+6151 B2334+61) - SNR G114.3+0.3(S):.....	40
3.6 Uygulama	40
BÖLÜM 4.....	46
SONUÇ VE ÖNERİLER	46
KAYNAKLAR.....	50
ÖZGEÇMİŞ.....	58

SİMGE LİSTESİ

B	Pulsarın yüzeyindeki manyetik alan şiddeti
B_0	Pulsarın kutuplarındaki manyetik alan şiddeti
B_i	Pulsarın doğduğu andaki manyetik alan şiddeti
c	Işık hızı
d	Nötron yıldızı ve/veya süpernova kalıntısının uzaklığı
DM	Dağılım ölçüsü ('Dispersion Measure')
\dot{E}	Manyetik dipol ışınma gücü
m	Manyetik moment
M_{\odot}	Güneş kütlesi
n	Frenleme indeksi ('Braking index')
L	Işınma gücü ('Luminosity')
P	Pulsarın periyodu
\dot{P}	Pulsarın periyodunun zamanla değişimi
p	Momentum
p_F	Fermi momentumu
R	Yarıçap
R_{\odot}	Güneş yarıçapı
t_{SNR}	Süpernova kalıntısının yaşı
α	Nötron yıldızının dönme eksenini ile manyetik alan ekseninin arasındaki açı
μ	Kimyasal potansiyel
ρ	Yoğunluk
ρ_{drip}	Nötron drip yoğunluğu ($4.3 \times 10^{11} \text{g/cm}^3$)
ρ_{nuc}	Nükleer yoğunluk ($2.3 \times 10^{14} \text{g/cm}^3$)
τ	Nötron yıldızının karakteristik yaşı
τ_d	Manyetik alanın karakteristik bozunma süresi

KISALTMA LİSTESİ

AXP	Anomalous X-Ray Pulsar
BBP	Baym-Bethe-Pethick
CCO	Central Compact Object
Dec.	Declination
DITNS	Dim Isolated Thermal Neutron Star
DRQNS	Dim Radio Quiet Neutron Star
EGRET	The Energetic Gamma Ray Experiment Telescope
EOS	Equation of State
ISM	Inter Stellar Medium
OV	Oppenheimer-Volkoff
PSR	Pulsating Source of Radio
PWN	Pulsar Wind Nebula
RA	Right Ascension
QPO	Quasi Periodic Oscillation
RMF	Relativistic Mean Field
ROSAT	Roentgensatellit
SGR	Soft Gamma Repeater
SNR	Supernova Remnant
TNI	Three-nucleon Interaction

ŞEKİL LİSTESİ

	Sayfa
Şekil 2. 1 Reid ve TNI hal denklemlerine göre nötron yıldızının iç yapısı.....	7
Şekil 2. 2 Büyük kütleli yıldızlarda elementlerin oluşumu.....	9
Şekil 2. 3 Basamak potansiyeli	11
Şekil 2. 4 Örnek $P - \dot{P}$ diyagramı	15
Şekil 2. 5 Manyetik dipol ışıma	19
Şekil 2. 6 Yengeç (Crab) kalıntısının (nebulasının) X-ışını, optik, kızıl ötesi ve radyo dalgaboylarında görüntüleri	22
Şekil 3. 1 Tüm pulsarlar	28
Şekil 3. 3 SNR bağlantılı 7 pulsar için evrim çizgileri... ..	47

ÇİZELGE LİSTESİ

Sayfa	
Çizelge 2. 1	Bazı hal denklemlerine göre bir nötron yıldızının maksimum kütlesi.....8
Çizelge 3. 1	Frenleme indeksi ölçülmüş pulsarlar ve bağlı oldukları süpernova kalıntıları..... 36
Çizelge 3. 2	τ ve t_{SNR} arasında uyumsuzluk olmayan pulsarlar ve bağlı oldukları süpernova kalıntıları..... 33
Çizelge 3. 3	τ ve t_{SNR} arasında uyumsuzluk olan pulsarlar ve bağlı oldukları süpernova kalıntıları..... 38
Çizelge 3. 4	Tüm pulsarlar ve SNR'lerin koordinatları ve hesaplanan β değerleri 43
Çizelge 3. 5	Evrin çizgileri verilen pulsarlar46

**İZOLE NÖTRON YILDIZLARININ τ - t_{SNR} YAŞ UYUŞMAZLIĞI PROBLEMİNE
BAĞLI EVRİMİ**

Pınar KÜTÜKCÜ

Fizik Anabilim Dalı

Yüksek Lisans Tezi

Tez Danışmanı: Doç. Dr. Kutsal BOZKURT

Eş Danışman: Doç. Dr. Aşkın ANKAY

İzole nötron yıldızlarının manyetik alanlarının doğasının ve evriminin anlaşılması için pek çok çalışma yapılmıştır. Çünkü bu derece büyük manyetik alanları laboratuvar ortamında elde etmek mümkün değildir. Radyo pulsarlarının manyetik alanları 10^{12} - 10^{13} G mertebesinde, magnetarları ise 10^{14} - 10^{15} G mertebesindedir. Bu yüzden bu kadar yüksek manyetik alanların fiziğinin anlaşılması özellikle astrofizik için önemli bir problemdir. Bu problemi süpernova kalıntılarında fiziksel olarak bağlı izole pulsarları inceleyerek tartıştık. Pulsarların karakteristik yaşları ve fiziksel olarak bağlı oldukları süpernova kalıntılarının ölçülen yaşları arasında çok büyük fark olan bir grup izole X-ışını ve/veya radyo pulsarı inceledik. Ankay vd. tarafından [8] yapılan daha önceki bir çalışmada 1E 1207.4-5209 gibi, evrimleri sürecinde baskın etki olarak B-bozunması gösteren başka genç pulsarlar olduğu gösterilmiştir. Radyo pulsarlara kıyasla bu tip pulsarlarda manyetik dipol ışınım torku çok etkili değildir ve karakteristik bozunma zamanları yaklaşık olarak 1000 yıl mertebesindedir. Bu pulsarlar için periyodun, periyodun zamanla değişimine bağlı grafiğinde basit evrim çizgileri önerildi ve bu yeni sınıf nötron yıldızları için olası fiziksel yorumlar yapıldı.

Anahtar Kelimeler: İzole nötron yıldızı, süpernova, süpernova kalıntısı, yaş uyumsuzluğu

YILDIZ TEKNİK ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

**EVOLUTION OF ISOLATED NEUTRON STARS BASED ON THE τ - t_{SNR} AGE
DISCREPANCY PROBLEM**

Pınar KÜTÜKCÜ

Department of Physics

MSc. Thesis

Advisor: Assoc. Prof. Dr. Kutsal BOZKURT

Co-Advisor: Assoc. Prof. Dr. Aşkın ANKAY

Many studies has been made on the nature and the evolution of magnetic fields of isolated neutron stars while it is not possible to reach such high magnetic fields in laboratories. Radio pulsars have magnetic fields on the order of magnitude 10^{12} - 10^{13} G while magnetars have higher magnetic fields on the order of magnitude 10^{14} - 10^{15} G. That is why it is an important question to find out the physics of such high magnetic fields, especially in astrophysics. We discuss this problem in relation to isolated pulsars which are physically connected to SNRs. We examine the evolution of a sample of isolated X-ray and/or radio pulsars for which there are huge differences between the characteristic pulsar ages and the measured supernova ages which they are physically connected to. Based on a previous work by Ankay et al. [8] on the X-ray pulsar 1E 1207.4-5209 we show that there are some other young isolated X-ray pulsars which show B-decay as the predominant effect throughout their evolution. As compared to ordinary radio pulsars the magnetodipole radiation torques are not so effective for such pulsars and the characteristic decay times are significantly shorter (about 3 orders of magnitude). We propose simple evolutionary tracks and possible physical interpretations for this new class of neutron stars.

Key words: Isolated neutron stars, supernovae, supernova remnants, age discrepancy

YILDIZ TECHNICAL UNIVERSITY
GRADUATE SCHOOL OF NATURAL AND APPLIED SCIENCES

1.1 Literatür Özeti

Nötron yıldızları, nötronun keşfinden hemen sonra Landau tarafından 1932 yılında öngörölmüşse de, Landau bununla ilgili bir yayın yapmamıştır. Daha sonra 1934 yılında Baade ve Zwicky tarafından, 1966 yılında ise Colgate ve White tarafından bu cisimlerin süpernova patlamaları sonucunda ortaya çıktıkları fikri ortaya atılmıştır [1], [2]. Nötron yıldızlarının keşfi ise bu teorilerden daha sonra, ancak 1968 yılında Hewish ve grubu tarafından gerçekleştirilmiştir [3].

Nötron yıldızlarının pulsar olduğu ve manyetik dipol ışımaya ile enerji yayacağına ilişkin bağıntı ise, ilk olarak Pacini [4] tarafından, 1967 yılında kurulmuştur. Guseinov ve Zel'dovich ve onlardan bağımsız olarak Hayakawa ve Matsouka 1964 yılında, nötron yıldızlarının ikili sistemlerde madde aktarımı yoluyla X-ışını yayınladıklarını öngörmüşlerdir [5].

İzole pulsarların polarizasyon analizlerinden Tauris ve Manchester [6] 1998 yılında yayımlanan makalelerinde manyetik alanla dönme eksenini arasındaki açının oldukça küçük olduğunu ve bir katı açı içindeki ('beamed') ortalama ışımaların oranının da %10 gibi küçük bir değer aldığı sonucuna varmışlardır. Bu gözlemsel sonucu nötron yıldızlarının dönme eksenleri ile manyetik alan eksenleri arasındaki açının pulsarların evrimi boyunca azalmasına bağlamaktadırlar.

Guseinov vd. [7] pek çok radyo pulsarın kinematik yaşlarını karakteristik yaşları ile karşılaştırarak, B-bozunmasının yaklaşık olarak 3 milyon yıl gibi karakteristik bir bozunma süresi (τ_d) olduğunu ve pulsarın karakteristik yaşı ile gerçek yaşı arasındaki

uyuşmazlığı ortadan kaldırmak için manyetik alanın 10-20 kat bozunması gerektiğini göstermişlerdir.

Ankay vd. [8] 2007 yılında radyo dalgaboyunda ışıma yapmayan X-ışını pulsarı 1E 1207.4-5209'un evrimini, yine B-bozunması modeli ile açıklamışlardır.

1.2 Tezin Amacı

Nötron yıldızları, yaklaşık olarak 1-2 Güneş kütlesinde, 10-12 km yarıçaplı, çoğunluğu nötrondan oluşan ve kütle çekimine karşı kendilerini dejenere nötron gazının basıncı ile dengede tutan cisimlerdir. Nötron yıldızlarının evrendeki en yoğun ve en büyük manyetik alana sahip cisimler oluşu, onları bütün diğer gök cisimlerinden benzersiz kılmaktadır. Bu büyüklükleri dünya üzerinde elde etmek mümkün olmadığı için nötron yıldızlarının incelenmesi ancak gözlemsel verilerle ve teorik hesaplarla mümkündür. Bu tezde izole nötron yıldızlarının evrimleri, karakteristik yaş ve süpernova kalıntısının yaşı arasındaki farktan yola çıkılarak açıklanmaya çalışılmıştır.

1.3 Hipotez

İzole nötron yıldızlarının karakteristik yaşları ile fiziksel olarak bağlı oldukları süpernova kalıntılarının yaşları arasındaki farkı B-bozunması ('B-decay') ile açıklamaktır. B-bozunması manyetik alanın büyüklüğünün ya da manyetik alan eksenini ile dönme eksenini arasındaki açının azalmasını ifade etmektedir. Bu tezde yaş farkının, manyetik alanın büyüklüğünün değişmesinden mi yoksa manyetik alanın dik beileşeni ile dönme eksenini arasındaki açının azalmasından mı kaynaklı olduğu incelenmiştir.

NÖTRON YILDIZLARI, SÜPERNOVALAR VE SÜPERNOVA KALINTILARI

Yıldızların yakıtları bitince, başka bir ifadeyle, yıldızların çekirdeğindeki nükleer reaksiyonlar sona erince, kompakt cisimler – beyaz cüceler, nötron yıldızları ve kara delikler - meydana gelir. Büyük kütleli yıldızlar evrimlerinin sonunda süpernova patlaması geçirerek nötron yıldızı veya kara deliğe dönüşür. Kompakt cisimleri normal yıldızlardan ayıran iki temel özellik vardır. İlki, kütle çekimine karşı dengeyi termal basınçla değil dejenere gaz basıncıyla sağlamalarıdır. Kompakt cisimleri normal yıldızlardan ayıran diğer özellik ise boyutlarının normal yıldızlara göre daha küçük oluşudur [1].

2.1 Nötron Yıldızları

Nötron yıldızlarının evrendeki en yoğun cisimler oluşu, evrendeki en büyük manyetik alanlara sahip oluşları ve siyah cisim ışıması yapıyor olmaları onları benzersiz kılmaktadır. Kara delikler ışımaya yapmadıkları için ve gözlemleri ancak çevrelerindeki etki üzerinden yapılabildiği için nötron yıldızları evrendeki en yoğun cisimlerdir. Ayrıca bu özelliklere dünya üzerinde ulaşmak mümkün olmadığı için nötron yıldızları üzerine yapılan çalışmalar önem taşımaktadır. Yoğunlukları yaklaşık olarak 10^{14} g/cm³, manyetik alanları ise yaklaşık olarak 10^{12} G mertebesindedir. Bu büyüklükleri laboratuvar ortamında elde etmek mümkün olmadığı için nötron yıldızlarının incelenmesi, bu kadar yoğun ve yüksek manyetik alanlı cisimlerin fiziğinin anlaşılması için gereklidir.

Nötron yıldızları radyo dalgaboyunda deniz feneri gibi puls şeklinde ışımaya yaparlar. Gözlenmeleri ancak pulsar gözlemcinin görüş alanına girdiğinde gerçekleşebilir. Bu yüzden gözlenmeleri öngörülmelerinden 30 yıl kadar sonra gerçekleşmiştir. Öngörülmelerinden daha geç gözlenmelerinde radyo astronomideki gelişmelerin ancak gerçekleşmesinin de etkisi vardır.

İlk olarak nötron yıldızlarının varlığını, Chadwick'in 1932 yılında nötronu keşfinden hemen sonra, Landau öngörmüştür. Yıldız, çöküşten sonra, 10^{14} - 10^{15} gr/cm³ yoğunluğa sahip, yaklaşık olarak 10 km yarıçapında dev bir atomik çekirdeğe dönüşmelidir. Daha sonra 1934 yılında (Chadwick'in nötronu keşfinden iki yıl sonra) Baade ve Zwicky, beyaz cücelerden daha yoğun, nötrondan oluşan cisimlerin varlığını öngörmüşlerdir. 1939 yılında ise Oppenheimer ve Volkoff, nötron yıldızlarının yapısıyla ilgili ilk hesaplamaları yapmış, nötron yıldızları için modeller geliştirmiş ve maksimum ulaşabilecekleri kütleyi hesaplamışlardır. Yine 1939 yılında Chandrasekhar, dejenere çekirdeklerin yeterince yüksek yoğunluklara ulaştıklarında, elektron ve protonların birleşerek nötronları oluşturacağını, bunun da kütle çekim enerjinin baskın gelerek çekirdeğin çökmesine neden olacağını ve süpernova patlamalarının kaynağının bu olduğunu yazmıştır. Bu düşüncenin sonucu olarak, Chandrasekhar beyaz cücelerin ulaşabilecekleri ve 1.4 Güneş kütlesine eşit bir limit hesaplamıştır [9]. Chandrasekhar'dan bağımsız olarak Landau da 1932 yılında beyaz cücelerin belirli bir kütle sınır olduğunu göstermiştir [2]. 1934 yılında Baade ve Zwicky ve 1966 yılında ise Colgate ve White tarafından bu cisimlerin süpernova patlamaları sonucunda ortaya çıktığı fikri ortaya atılmıştır. Baade ve Zwicky, ilgili çalışmada normal yıldızların süpernova patlaması sonucu çoğunlukla nötrondan oluşan nötron yıldızlarına dönüşeceklerini ve bu yıldızların yarıçaplarının çok küçük, yoğunluklarının ise çok büyük olacağını belirtmişlerdir [1], [2].

Nötron yıldızlarının ilk gözlemi 1968 yılında Antony Hewish [3] ve grubu tarafından yapılmış ve Hewish 1974 yılında bu gözlemden ötürü Nobel fizik ödülünü almıştır. Yapılan bu gözleme rağmen pulsarların (pulsar: pulsating star) aslında nötron yıldızı olduğu gerçeği bazı astrofizikçiler tarafından kabul görmemiştir. Nötron yıldızlarının aslında pulsar olduğu ilk olarak 1968 yılında Gold tarafından pulsar periyodunda düşüş gözlemlendiğinde açıklığa kavuşmuştur [1]. Pacini 1967 yılında, pulsarların gözlenmesinden hemen önce, hızla dönen ve 10^{12} - 10^{13} G gibi yüksek manyetik alana

sahip nötron yıldızlarının manyetik dipol ışımaya yoluyla ışımaya yapacağına dair bağlantı kurmuştur [4]. Guseinov ve Zel'dovich ve Hayakawa ve Matsouka 1964 yılında birbirlerinden bağımsız olarak nötron yıldızlarının ikili sistemlerde X-ışını kaynağı olduğu fikrini öne sürmüşlerdir [5].

Pulsarlar, çok büyük manyetik alana sahip, hızla dönen nötron yıldızlarıdır. Çok yüksek manyetik alanlardan kaynaklı olduğu anlaşılan polarize ışımaya yapmaktadırlar. Bu manyetik alanın büyüklüğü, ikili sistemlerdeki X-ışını pulsarları ile yapılan deneylerle saptanmıştır. 1976 yılında balonla yapılan gözlemlerle, HER-X-1 pulsarında elektronların $\sim 5 \times 10^{12}$ G büyüklüğünde manyetik alanda hareketinden kaynaklı sinkrotron ışımaya çizgileri belirlenmiştir. Dolayısıyla, yapılan bu ve bunun gibi gözlemler pulsarların oldukça yüksek manyetik alana sahip olduklarını kanıtlamaktadır.

Nötron yıldızlarının manyetik alanları ile ilgili ilk fikirler, yıldızın büzülüp nötron yıldızına dönüşmesi esnasında manyetik alanın korunmasından kaynaklı olduğudur:

$$B_{ns} = B_s \left(\frac{R_s}{R_{ns}} \right)^2 \quad (2.1)$$

Ana koldaki bir yıldızın manyetik alanı $B_s = 10 - 100$ G ve yarıçapı $R_s = 3 - 10 R_\odot \approx (2 - 7) \times 10^{11}$ cm alınırsa 10^6 cm yarıçaplı bir nötron yıldızının manyetik alanı $B_{ns} = 4 \times 10^{11} - 5 \times 10^{13}$ G olarak hesaplanır. Bu sonuç da gözlemlerle uyum içindedir [10].

Pulsarların dönen nötron yıldızları olduğuna dair ilk doğrudan gözlemsel kanıt pulsun kendi içinde lineer polarizasyonun yönünün düzgün değişim göstermesiyle ortaya çıkmıştır. Bu ilk kez, Vela pulsarında, Radhakrishnan ve Cooke tarafından 1969 yılında gözlenmiştir. Bu gözlem, onların artık kabul gören 'deniz feneri' ('polar cap model') modelini geliştirmelerini sağlamıştır. Bu modele göre, nötron yıldızının kutup bölgelerinde yüksek manyetik alandan dolayı ivmelenen parçacıklar, açık alan çizgileri boyunca hareket etmeye zorlanacaklardır. Alan çizgileri kutuplardan uzaklaşık şekilde olduğu için bu parçacıklar sinkrotron ışımaya yapacaklardır. Eğer parçacıklar relativistik olmasaydı ışımaya 'beamed' değil eliptik polarize olacaktı. Ancak gözlemler ışımaya oldukça lineer polarize olduğunu göstermektedir. Bu basit model sayesinde dönen manyetik nötron yıldızlarının varlığı, yayınlanan radyo ışımalarının, kutba çok yakın

bölgeden geldiği ve gözlemlenen ışımının relativistik parçacıklardan kaynaklı sinkrotron ışımaya olduğu açığa kavuşmuştur [9].

X-ışını pulsarlarında ise ışımaya termal ışımadır. Bir katı açı içinde ('beamed') ışımaya hala araştırılmaktadır. Ayrıca çok yüksek ışımaya gücü için (10^{38} - 10^{39} erg/s) manyetik alan tarafından beamed ışımaya oluşturulmaz (Basko, Syunyaev 1976) [2]. Guseinov vd. [11] X-ışını mekanizmasını açıklarken, elektrik alan şiddetinin ('intensity') nötron yıldızının yüzeyinde yüklü parçacıkları söktüğünü ve parçacıkları ivmelendirdiği sonucuna varmışlardır. Parçacıklar özellikle manyetik dipol ışımaya alanında ivmelenmektedir.

2.1.1 Nötron Yıldızlarının İç Yapısı

Kütlesi Güneş kütlesine eşit bir nötron yıldızının yarıçapı 10-16 km kadardır. Dış sert kabuk 1-7 km kalınlığındadır ve yoğunluğu içe doğru 10^6 g/cm³ ten 10^{10} g/cm³ e kadar artmaktadır. Bu katman kristal yapıdadır. İç kısma doğru kristal yapıdan sıvı faza doğru geçiş gözlenir. İç kısımlara doğru yoğunluk daha da artar ancak nükleer yoğunluğun üstüne çıkıldıkça iç kısımlardaki maddenin ne olduğu konusu kesin değildir. Çeşitli hal denklemleri (EOS) (OV, Pion condensate, Reid's equation, BBP, Bethe-Johnson equation, Three-nucleon interaction, Tensor interaction approximation, Mean field approximation, RMF) mevcuttur [1], [2].

Bu denklemlerden BBP hal denklemi, maddenin elektron, serbest nötron ve çekirdekten oluştuğu ρ_{drip} - ρ_{nuc} yoğunlukları arasındaki hal denklemidir. Üst sınıra yaklaştıkça yoğunluk arttığı için bağlanma enerjisi azalacağından ortamda çekirdek bulunmayacaktır. Bu model çekirdek için sıvı damlası modelini temel almıştır [1].

Daha iç kısımların süper akışkan (süper iletken) maddeden oluştuğu fikri ilk olarak Migdal tarafından 1959 yılında öne sürülmüştür. Bu yapının varlığı gözlemlerle ispatlandığı gibi, Tsakadze ve Tsakadze tarafından 1975 yılında deneysel olarak da kanıtlanmıştır [2].

hesabı yapılabilmektedir [2]. Bazı hal denklemlerine göre bir nötron yıldızının sahip olabileceği maksimum kütle Çizelge 2.1 de gösterilmiştir.

Çizelge 2.1 Bazı hal denklemlerine göre bir nötron yıldızının maksimum kütlesi [1].

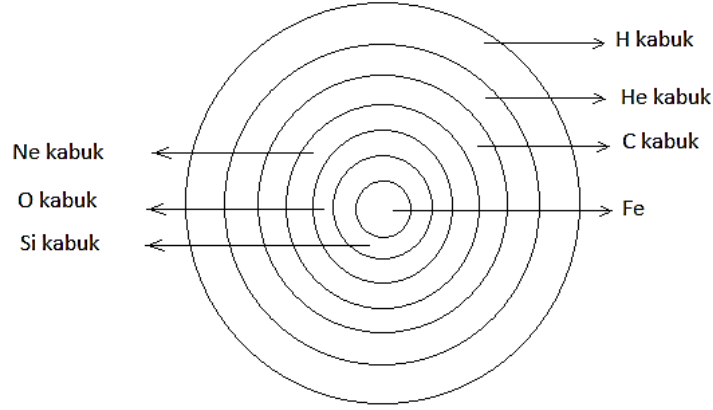
Hal Denklemi	Maksimum Kütle (M_{\odot})
Pion condensate	1.5
Reid	1.6
Bethe-Johnson	1.9
Three-nucleon interaction	2.0
Tensor interaction	2.0
Mean field	2.7

Nötron yıldızlarının alabileceği en küçük kütle Chandrasekhar limitine eşit gibi görünse de bu doğru değildir. Tamamen dejenere çekirdeğin çöktükten sonra en az Chandrasekhar limitine eşit kütleyle sahip olacağı düşünülse de, uzak bir gözlemci tarafından ölçülen kütle gravitasyonel kütle etkisinden ('gravitational mass defect') dolayı daha küçük olacaktır [2]. Tagieva vd. [12] ikili sistemlerdeki nötron yıldızlarının kütlelerini istatistiksel olarak incelemiştir. Ele aldıkları örneklerdeki kütlesi hesaplanmış nötron yıldızlarının kütleleri $1.09-1.54 M_{\odot}$ aralığındadır. Ayrıca Large Magellenic Cloud' da yer alan SN 1987A süpernova kalıntısının nötron yıldızının nikelin demire bozunumuyla kütle attığı gözlenmiştir. Bu da nötron yıldızlarının kütlesinin 1 Güneş kütlesinin bile altına inebileceğini göstermektedir [13].

2.1.2 İzole Nötron Yıldızlarının Oluşumu

Kütlesi 7-8 Güneş kütlesinden büyük ya da bu civardaki yıldızlar [14] süpernova patlaması geçirerek ömürlerini sonlandırırlar. Bir yıldızda nükleer reaksiyonlar yaklaşık olarak 10^7 K sıcaklığında hidrojen yakılmasıyla başlar. Daha sonra sıcaklık gittikçe artar ve sırasıyla helyum, karbon, neon, oksijen ve silikon yakılmasıyla devam eder. Helyum

füzyonu gerçekleşirken etrafında hidrojen yakılan kabuk meydana gelir. Helyum tükendikten sonra, çekirdeğin sıcaklığı karbon ve oksijen füzyonu için elverişli hale gelir ve çekirdeğin etrafında helyum yakılan kabuk oluşur. Daha ağır elementler oluştuğunda çekirdek etrafında daha fazla katman meydana gelir.



Şekil 2.2 Büyük kütleli yıldızlarda elementlerin oluşumu

Demir grubu elementler periyodik cetvelde en kararlı elementlerdir. Bu grup elementlerin bağlanma enerjisi çok yüksek olduğu için daha ağır elementler oluşamaz. Bu yüzden çekirdek büzölmeye başlar. Bu çöküş dejenere elektron gazı tarafından dengelenir. Ancak çekirdeğin kütlesi $1.4 M_{\odot}$ Chandrasekhar limitine ulaştığında, dejenere elektron gazı artık dengeyi sağlayamaz ve çekirdek çöküşlü ('core-collapse') süpernova patlaması gerçekleşir.

Demir grubu elementlerin oluşumundan sonra çekirdek büzölmeye devam eder ve sıcaklık gittikçe artar. Endotermik bir reaksiyon olan foto parçalanma ('photodisintegration') gerçekleşmeye başlar. Foto parçalanma esnasında kinetik enerji atomun bölünmesi için kullanılır. Termal fotonlar Fe^{56} çekirdeğini



şeklinde parçalar. Gittikçe yükselen çekirdekteki sıcaklıktan ($\sim 10^{10}$ K) dolayı He^4



şeklinde bozunur.

Demir çekirdeğin proton ve nötrona dönüşmesi esnasında soğurulan enerji yaklaşık olarak 1.4×10^{45} J dur. Bu enerji Güneş'in 10^9 yılda yaydığı ışıma enerjisi kadardır. Bu kadar yüksek enerji, yıldız çekirdeğinin kontrolsüz bir şekilde çökmesine neden olmaktadır ve çekirdek çöküşlü süpernova patlaması meydana gelmektedir [15], [16].

Mutlak sıfır sıcaklığındaki elektron gazı tamamen dejenere Fermi gazıdır. Böyle bir gazda, elektronlar, gazın toplam enerjisinin alabileceği en düşük değeri alacak şekilde, sıfırdan başlayarak çeşitli kuantum durumlarında yer alırlar. Pauli dışarlama ilkesine göre bir elektron ancak bir kuantum durumunda bulunabilir. Bundan dolayı elektronlar, sıfırdan elektron yoğunluğuna bağlı olan bir maksimum değere kadar tüm seviyeleri dolduracaktır.

Elektronlar enerji seviyelerini sıfırdan $p=p_F$ momentum limitine kadar doldururlar. Bu seviyelerdeki toplam elektron sayısı

$$N = \frac{V}{\pi^2 \hbar^3} \int_0^{p_F} p^2 dp = \frac{V p_F^3}{3\pi^2 \hbar^3} \quad (2.4)$$

olarak verilir ve Fermi momentumu ya da limit momentum değeri

$$p_F = (3\pi^2)^{1/3} (N/V)^{1/3} \hbar \quad (2.5)$$

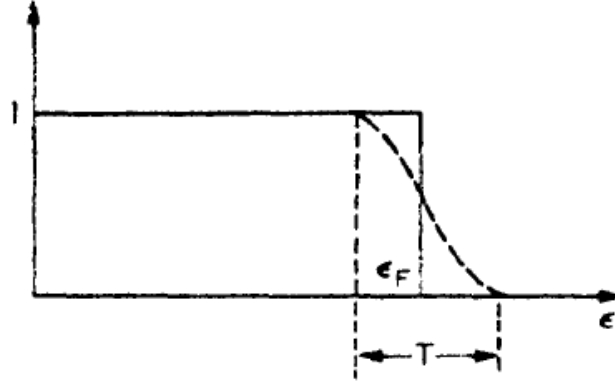
ve Fermi enerjisi

$$\varepsilon_F = \frac{p_F^2}{2m} = (3\pi^2)^{2/3} \left(\hbar^2 / 2m \right) (N/V)^{2/3} \quad (2.6)$$

şeklindedir. Fermi dağılım fonksiyonu

$$\bar{n}_p = \frac{1}{e^{\frac{(\varepsilon - \mu)}{T}} + 1} \quad (2.7)$$

$T \rightarrow 0$ limitinde bu dağılım basamak fonksiyonuna dönüşür. $\varepsilon < \mu$ için 1' e ve $\varepsilon > \mu$ için sıfıra eşittir. Burada μ kimyasal potansiyeldir.



Şekil 2.3 Basamak potansiyeli

Gazın hal denklemini

$$P = \frac{(3\pi^2)^{2/3} \hbar^2}{5m} \left(\frac{N}{V}\right)^{5/3} \quad (2.8)$$

olarak verilir.

Bu denklemden mutlak sıfırdaki Fermi gazının basıncının yoğunluğun 5/3'üncü kuvvetiyle orantılı olduğu görülebilir [17].

Serbest nötronların yarı ömrü aslında ~15 dakikadır. Bir nötron beta bozunmasıyla bir proton bir elektron ve bir anti-nötrinoya bozunur.



p_F Fermi momentumu olmak üzere Fermi enerjisi

$$E_F \equiv (p_F^2 c^2 + m_e^2 c^4)^{1/2} \quad (2.10)$$

olarak ifade edilir.

Denklem (2.9)'a göre elektronların kinetik enerjisi (2.10) yardımıyla

$$m_p c^2 + m_e c^2 + K_p + K_e + K_{\bar{\nu}_e} = m_n c^2 + K_n \quad (2.11)$$

$K_n \approx K_p$ olursa

$$(m_n - m_p)c^2 + K_e + K_{\bar{\nu}_e} \simeq 1.3\text{MeV} - m_e c^2 \simeq 0.8\text{MeV} \simeq K_e \quad (2.12)$$

olarak bulunur.

Elektronların Fermi enerjileri 0.8 MeV dir ve bu enerjinin üstünde bütün seviyeler dolu olacağından elektronların dolduracak yeri olmayacaktır. Böyle bir durumda elektronlar protonlar tarafından yakalanacak ve ters beta bozunması ile nötron oluşumu gerçekleşecektir. Bu süreç nötronlaşma ('neutronization') olarak da adlandırılmaktadır.

$$e^- + p \rightarrow n + \bar{\nu}_e \quad (2.13)$$

Bu süreçte elektronları yakalayan protonlar serbest halde olmamalarına rağmen ters beta bozunması (nötronlaşma) süreci gerçekleştirebilmektedir. Böylece nötronca zengin çekirdekler oluşmaktadır. Bu süreç demir çekirdeğin yoğunluğunun $1.1 \times 10^{12} \text{ kg/m}^3$ e ulaşmasıyla başlar ve yoğunluğun 10^{14} kg/m^3 ü aşmasıyla hız kazanır.

Nötronlaşma sürecinde ortaya çıkan nötrinolar maddeyle zayıf şekilde etkileşirler ve dejenere elektron gazının basıncının azalmasına yol açarlar. Yıldızın çökmesinde gerçekleşen ikinci olaydır (nötronlaşma - ilki foto bozunma) ve yıldız dejenere elektron gaz basıncının ortadan kalkmasıyla çekirdek çöküşlü süpernova patlaması geçirir [15].

Nötron yıldızları ile süpernova kalıntılarının aynı patlama sonucu oluşup oluşmadığını anlamak için çeşitli kriterler vardır:

Bir nötron yıldızı katmanları yoğunluğa göre şu şekilde tanımlanabilir:

1. Nötron yıldızının süpernova kalıntısının geometrik merkezine göre pozisyonu (β parametresi).
2. Nötron yıldızının bulunduğu ortamla etkileşimine ilişkin kanıt (örneğin bow shock: nötron yıldızı ortamda lokal ses hızından daha hızlı ilerlemesiyle gözlenir, PWN oluşumu).
3. Nötron yıldızının NHI değerinin süpernova kalıntısınıninki ile karşılaştırılarak hata paylarından aynı uzaklıkta olup olmadıklarının anlaşılması.

Bu kriterler içerisinde en geçerli olanı nötron yıldızının pozisyonun süpernova kalıntısının geometrik merkezine olan uzaklığının (β) belirlenmesidir. Özellikle AXP ve

SGR'ler ender cisimler oldukları için şans eseri bir sonuç bulma olasılığı çok azdır. Diğer kriterlere ilişkin veriler genellikle yetersizdir ve güvenilir değildir. Her ne kadar ilk kriter en uygun olanı olsa da diğer kriterleri de belirsizlikleri de hesaba katarak göz önünde bulundurmak gerekir [18].

Bunların dışında, 'proper motion' ölçümleri de SNR-nötron yıldızı ilişkisinin varlığı için kanıt oluşturmaktadır [19].

2.1.3 İzole Nötron Yıldızı Türleri

Günümüzde pek çok izole nötron yıldızı tipi bilinmektedir. Bu sınıflandırmalar nötron yıldızlarının fiziksel özelliklerine ve buldukları ortama göredir. Bunlar, radyo pulsarları (PSR), DRQNS, DITNS ve magnetarlar (AXP ve SGR'ler) dir. Nötron yıldızları, ikili sistemlerde X-ışını pulsarları olarak ve çeşitli başka şekillerde (burster, transient X-ray Source, QPO) de gözlenmektedir. AXP ve SGR bugüne kadar ikili sistemlerde gözlenmemişlerdir. AXP ve SGR'lerin γ -ışını patlaması yapmaları onları diğer nötron yıldızlarından ayıran en önemli özellikleridir. Tüm nötron yıldızları $7 - 8 M_{\odot}$ kütleli yıldızların Tip Ib, Ic ve II süpernova patlaması ile doğar. Patlamayla birlikte nötron yıldızıyla birlikte süpernova kalıntısı da ortaya çıkar. [10].

Radyo pulsarlar (PSR'ler), en çok bulunan izole nötron yıldızı türüdür. En çok bilinen radyo pulsarı Yengeç Nebulası'ndaki Yengeç (J0534+2200) Pulsarı'dır. PSR'ler manyetik dipol ışımaya yapmaktadırlar. Pulsarların hepsinin manyetik dipol ışımaya yapması beklenir ancak bunda iki tane seçim etkisi söz konusudur. İlki ışımaya gücünün sayıya göre dağılımının küçük olmasıdır. Diğer bir deyişle pulsarların çoğu sönüktür ve detektör tarafından yakalanamamaktadırlar. Diğer seçim etkisi ise bir katı açı içindeki ('beamed') ışımaya gözlemcinin görüş alanından geçmemesidir.

DRQNS'ler süpernova kalıntılarına bağlıdır. Radyo dalgaboyunda hiç gözlenmemişlerdir. Sadece X-ışınında gözlenmişlerdir ancak yaptıkları X-ışınması da oldukça sönüktür. Bunda yukarıda bahsedilen iki seçim etkisinin yanı sıra mikrodalga arka alan ışımaya ve bu pulsarların sinkrotron ışımaya üretmiyor olabilmelerinin de etkisi olabilir. Bazı araştırmacılar tarafından CCO olarak adlandırılırsalar da bu yanlış bir adlandırmadır. Çünkü tam olarak SNR merkezinde bulunmamaktadırlar. Bu tip izole nötron yıldızlarına

en güzel örnek Cas A SNR'sindeki nötron yıldızıdır. Bu nötron yıldızının hızlı bir şekilde sıcaklığının azaldığı gözlemiştir ve bunu açıklamak için çeşitli çalışmalar yapılmaktadır¹. Nötron yıldızı her ne kadar Chandra X-ışını teleskobu ile gözlenmiş olsa da henüz puls gözlenememiştir [23].

DITNS'lerin ise periyotları büyüktür (çünkü oldukça yaşlı pulsarlardır) ($P > 5$ s) ve bir süpernova kalıntısına bağlı olmayan izole nötron yıldızlarıdır [24]. DITNS'ler sadece termal ışıma yapmaktadırlar. Yaşları 10^5 - 10^6 yıl aralığındadır. Bu nötron yıldızı türlerinin SNR'leri dağılmış olduğu için yaşları 10^5 yıldan küçük olamaz. $P - \dot{P}$ diagramında magnetarlarla aynı bölgede yer almaktadırlar. Ayrıca manyetik alanları çok yüksek olmadığı için sinkrotron ışımayı ölçülebilecek şekilde üretmemektedirler. 2001 yılında 7 tane keşfedildiğinden beri sayıları değişmemiştir. Özellikle F. Haberl tarafından araştırılan ve 'Magnificent 7' olarak adlandırılan nötron yıldızlarıdır. ROSAT tarafından keşfedilmişlerdir ve en karakteristik özellikleri termal X-ışını spektrumlarıdır. 5 tanesinin periyodu 3.4 s ile 11.4 s arasındadır. Bir tanesinin periyodu henüz ölçülememiştir ve diğeri içinse < 1.3 s gibi bir alt değer verilmektedir [25].

Magnetarlar (AXP ve SGR'ler), manyetik alanları ortalama pulsarlara göre oldukça büyük ($\sim 10^{14}$ - 10^{15} G) nötron yıldızlarıdır. Hem termal hem de sinkrotron ışıma yapmaktadırlar. Bu tezde de yer alan J1846-0258 muhtemelen magnetarların bebeklik halini temsil etmektedir.

AXP ve SGR'ler arasındaki en büyük fark SGR'lerin gama-ışını patlamaları yapmalarıdır. Bu cisimleri ilginç yapan en önemli özellik, X-ışını ışıma güçlerinin dönme kinetik enerjilerindeki kayıptan 10-1000 kat fazla olmasıdır. Bu cisimler radyo frekansında ışıma yapmazlar. AXP ve SGR'lerin özelliklerini açıklayan iki model vardır. İlki magnetar modelidir. Bu model Thompson ve Duncan tarafından (1995) öne sürülmüştür. Bu modele göre AXP ve SGR ler yüzey manyetik alanları 10^{14} - 10^{15} G olan dönen izole nötron yıldızlarıdır ve ışıma güçlerini ('luminosity') manyetik alanın bozunmasından alırlar. Magnetar modeline göre AXP ve SGRlerin manyetik alanları 10^4 - 10^5 yılda bozunur. Diğer modele göre ise AXP ve SGRlerin X-ışınında ışıma güçlerinin kaynağı nötron yıldızını oluşturan süpernova patlamasından kalan diskten bahsedilmektedir

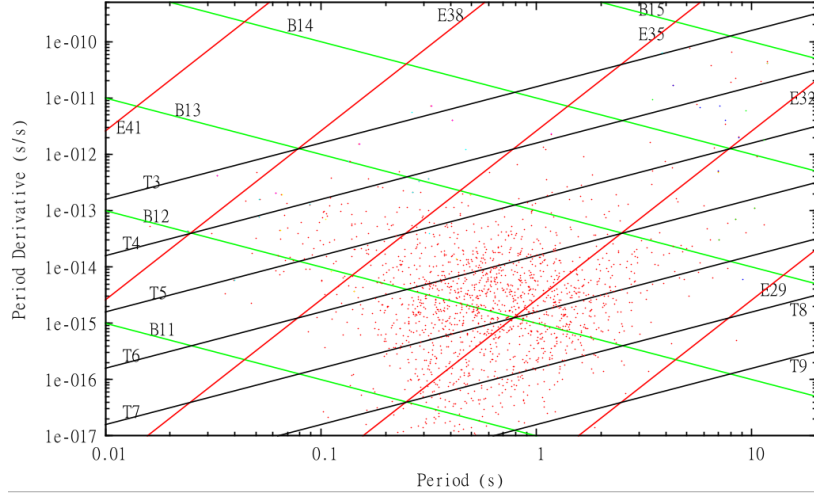
¹ Daha fazla bilgi için: [20], [21], [22].

ancak şimdiye kadar nötron yıldızlarında böyle bir disk gözlenmemiştir [26], [27]. Bu çalışmada yer alan 1E1841-045 ve 1E2301+5852 AXP'leri bu sınıfa örnektir.

AXP ve SGR'ler oldukça uzak cisimler oldukları için çok güvenilir gözlem sonuçları almak mümkün olamamaktadır. Bu, cisimlerin muhtemelen bağlı buldukları süpernova kalıntıları için de geçerlidir. Bu yüzden AXP ve SGR'lerin özelliklerinin de daha iyi anlaşılması için genç nötron yıldızları ve sönük X-ışını cisimi olarak gözlenen DRQNS'lerden elde edilecek veriler önemlidir [26].

2.1.4 P – \dot{P} Diyagramı

Pulsarların, periyot ve periyotlarının zamanla değişimini gösteren, logaritmik ölçekte hazırlanmış diyagramdır. Grafikte üç tür sabit çizgi bulunur. Bunlar: B; sabit manyetik alan çizgileri (yüzey manyetik dipol alanın dik bileşenleridir), E; dönme kinetik enerjisini zamanla değişimini gösteren çizgiler ve T, pulsarların yaşını gösteren çizgiler. Radyo pulsarların diyagramın en üst sol tarafında doğdukları düşünülmektedir. Magnetarlar ve DRQNS'ler ise en sağ tarafta yer almaktadırlar çünkü periyotları oldukça büyüktür. Nötron yıldızlarının diyagramda izleyecekleri yol nötron yıldızının türüne göre farklılık göstermektedir. Ancak ilk doğdukları andan itibaren genel olarak soldan sağa doğru hareket ettikleri söylenebilir. Frenleme indeksinin 3 olması durumunda (yalnızca manyetik dipol ışın yapmaları durumunda) B çizgilerine paralel bir yol izleyeceklerdir. Ancak frenleme indeksi pulsarların evrimi boyunca değişiklik göstermektedir. Magnetarlar ise aktif ve pasif fazlardan geçmektedirler [28]. Aktif fazda dışarıya plazma atmakta ve periyotlarının zamanla değişimi artmaktadır. Bu da diyagramda aşağı-yukarı hareket etmeleri anlamına gelmektedir.



Şekil 2.4 Örnek $P - \dot{P}$ diyagramı

2.1.5 Dağılım Ölçüsü (“The Dispersion Measure”)

İzole pulsarların uzaklıkları doğrudan yalnızca dağılım ölçüsü ile belirlenebilir. Farklı frekanslardaki pulsarların gözlemciye ulaşma süreleri farklıdır. Düşük frekanslı pulsarlar yüksek frekanslı pulsarlara göre daha geç ulaşırlar. Bu gecikme, ilk gözlem esnasında da fark edilmiş ve sinyalin yıldızlararası ortamda dağılımına göre doğru bir şekilde hesaplanmıştır [9]. Dağılım ölçüsünü kullanmak için cismin yaptığı ışımının hem puls şeklinde hem de radyo dalgaboyunda olması gerekir. Frekansın düşük olması geçen süresinin ölçülmesine olanak sağladığından - çünkü daha fazla yavaşlayacaktır - radyo frekansında dağılım ölçüsü hesaplanabilmektedir. Pulsarlar da radyo ışınması yaptıkları için uzaklıkları en iyi dağılım ölçüsü ile hesaplanmaktadır. Dağılım ölçüsü genellikle pc/cm^3 cinsinden verilir ve

$$DM \equiv \int_0^L n_e dl \equiv \langle n_e \rangle L \quad (2.14)$$

şeklinde ifade edilir. Burada L dedektör ve kaynak arasındaki uzaklık, n_e serbest elektron yoğunluğu, l ise gözlem yapılan doğrultudaki yoldur. Elektromanyetik dalgalar iletken yıldızlararası ortamda (HII bölgeleri, süpernova kalıntıları gibi bölgelerde) dağılırlar. Pulsardan gelen w frekanslı fotonla etkileşen plazmadaki elektron aşağıdaki gibi ivmelenir;

$$m_e \ddot{\mathbf{x}} = -e\mathbf{E} \quad (2.15)$$

Burada \mathbf{E} , elektronu hızlandıran fotonun elektrik alanıdır ve

$$\mathbf{E} = \mathbf{E}_0 e^{i\omega t} \quad (2.16)$$

olarak verilir. Buradan

$$\mathbf{x} = \frac{e}{m\omega^2} \mathbf{E} \quad (2.17)$$

olur ve ortamın polarizasyonu

$$\mathbf{P} = n_e (-e) \mathbf{x} = -\frac{n_e e^2}{m\omega^2} \mathbf{E} \quad (2.18)$$

olarak bulunur. Ayrıca polarizasyon

$$\mathbf{P} = \frac{\epsilon - 1}{4\pi} \mathbf{E} \quad (2.19)$$

ile verilir. Burada ϵ dielektrik sabitidir ve

$$\epsilon = 1 - \frac{\omega_p^2}{\omega^2} \quad (2.20)$$

ye eşittir. Burada ω_p plazma frekansıdır ve

$$\omega_p^2 \equiv \frac{4\pi n_e e^2}{m} \quad (2.21)$$

dır.

Dalga sayısı k olan bir elektromanyetik dalga için faz hızı;

$$v_{ph} = \frac{\omega}{k} = \frac{c}{\sqrt{\epsilon}} \quad (2.22)$$

dır. Burada $\sqrt{\epsilon} = n$ kırılma indisi. (2.20) denklemini (2.22) denkleminde yerine yazarsak

$$\omega^2 = \omega_p^2 + k^2 c^2 \quad (2.23)$$

elde edilir. Burada dalganın yayılması için (kc çarpımının sanal olmaması için) $\omega^2 > \omega_p^2$ olmalıdır.

Grup hızı $\omega^2 > \omega_p^2$ için

$$v_g = \frac{dw(k)}{dk} = c \left(1 - \frac{w_p^2}{w^2}\right)^{1/2} \simeq c \left(1 - \frac{w_p^2}{2w^2}\right) \quad (2.24)$$

ve w frekanslı pulsün ulaşma süresi (2.14) denklemi kullanılarak

$$t_a(w) = \int_0^L \frac{dl}{v_g} \simeq \frac{1}{c} \int_0^L \left(1 + \frac{w_p^2}{2w^2}\right) dl = \frac{L}{c} + \frac{2\pi e^2}{mcw^2} DM \quad (2.25)$$

olarak elde edilir. Son olarak

$$\frac{\Delta t_a}{\Delta w} \propto \frac{1}{w^3} DM \quad (2.26)$$

ilişkisi kurulabilir [1]. (2.26) denkleminin sol tarafı ölçümle bulunmaktadır. Gelen dalganın frekansı w , ne kadar büyükse ya da dalgaboyu ne kadar küçükse gözlemciye ulaşma süresi o kadar çabuk olacaktır. Dağılım ölçüsünün radyo frekansında hesaplanmasının sebebi de budur. w ne kadar artarsa, t o kadar küçüleceği için ölçüm yapmak zorlaşacaktır. Ayrıca gelen ışının puls şeklinde olması gerekmektedir. Bunun sebebi, gelen iki sinyalin senkronize olup olmadığını kaydetmektir. Pulsarlar için gelen sinyaller senkronize değildir başka bir ifadeyle, farklı zamanlarda gözlemciye ulaşmaktadırlar, dolayısıyla bu yöntem radyo pulsarların uzaklıklarının belirlenmesi için en uygun yöntemdir. Bu yöntemdeki tek zorluk, elektron yoğunluğunun yıldızlar arası ortamda homojen bir dağılım göstermeyişidir. Bakış doğrultumuzda HII bölgelerinin ve SNR ların dağılımı nedir ve ne kadar büyüktürler bunu belirlemek oldukça zordur [29].

2.1.6 Pulsarlar İçin Manyetik Dipol Modeli

Manyetik dipol modeli, pulsarların dönme kinetik enerjisini nasıl ışıma enerjisine dönüştürdüğünü açıklar. Dipol ışıma için ışıma gücü [30];

$$I = \frac{2}{3c^3} \ddot{\mathbf{d}}^2 + \frac{1}{180c^5} \ddot{\mathbf{D}}_{\alpha\beta}^2 + \frac{2}{3c^3} \dot{\mathbf{m}}^2 \quad (2.27)$$

olarak verilir. Toplam ışıma üç bağımsız bölümden oluşur. Bunlar sırasıyla dipol, kuadropol ve manyetik dipol ışımalardır.

Bu modele göre pulsar boşlukta Ω açısal hızıyla dönmektedir. Manyetik dipol momenti \mathbf{m} ise dönme eksenini ile α açısı yapmaktadır. B_0 kutuplardaki manyetik alan şiddeti, R_0 nötron yıldızının yarıçapı olmak üzere manyetik dipol momentin büyüklüğü

$$|\mathbf{m}| = \frac{B_0 R_0}{2} \quad (2.28)$$

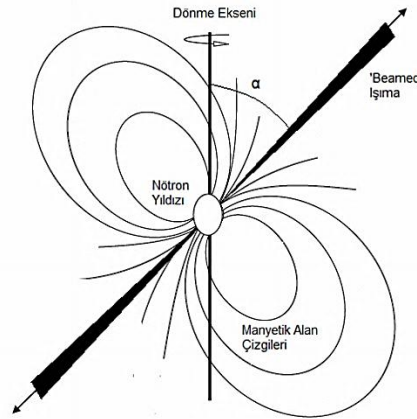
olarak verilir. Böyle bir sistemde manyetik moment zamanla değişmektedir ve ışınma gücü manyetik dipol ışınma gücüne eşittir. Nötron yıldızları nötr olduğu için ışınma gücü yalnızca manyetik dipol ışınmadan gelir. Işınma gücü

$$L = \dot{E} = \frac{2}{3c^3} |\ddot{\mathbf{m}}|^2 \quad (2.29)$$

dür. Dipol manyetik moment ise

$$\mathbf{m} = \frac{1}{2} B_0 R_0 (\mathbf{e}_{\parallel} \cos \alpha + \mathbf{e}_{\perp} \sin \alpha \cos \Omega t + \mathbf{e}'_{\perp} \sin \alpha \sin \Omega t) \quad (2.30)$$

ile verilir. Burada \mathbf{e}_{\parallel} dönme eksenine paralel, \mathbf{e}_{\perp} ve \mathbf{e}'_{\perp} ise \mathbf{e}_{\parallel} 'ye dik birim vektörlerdir [1]. Işınma olabilmesi için manyetik dipol momentin dönme eksenine bir açı yapması gerekir (α).



Şekil 2.5 Manyetik dipol ışınma

Manyetik dipol momentin zamana göre birinci ve ikinci türevleri alındığında

$$\dot{\mathbf{m}} = \frac{1}{2} B_0 R_0 \Omega (-\mathbf{e}_{\perp} \sin \alpha \sin \Omega t + \mathbf{e}'_{\perp} \sin \alpha \cos \Omega t) \quad (2.31)$$

$$\ddot{\mathbf{m}} = -\frac{1}{2} B_0 R_0 \Omega^2 \sin \alpha (\mathbf{e}_{\perp} \cos \Omega t + \mathbf{e}'_{\perp} \sin \Omega t) \quad (2.32)$$

elde edilir. (2.32) ifadesindeki vektörün büyüklüğü

$$|\dot{\mathbf{m}}| = \sqrt{\frac{1}{4} B_0^2 R_0^2 \Omega^4 \sin^2 \alpha (\cos^2 \Omega t + \sin^2 \Omega t)} \quad (2.33)$$

$$|\dot{\mathbf{m}}| = \frac{1}{2} B_0 R_0 \Omega^2 \sin \alpha \quad (2.34)$$

olarak bulunur. (2.34) ifadesi karesi alınıp (2.29) denkleminde yerine yazılırsa pulsarlar için manyetik dipol ışınma gücü

$$\dot{E} = -\frac{B_0^2 R_0^2 \Omega^4 \sin^2 \alpha}{6c^3} \quad (2.35)$$

olarak elde edilir. $\dot{E} < 0$ olması pulsarın yavaşladığını göstermektedir.

2.1.7 Frenleme İndeksi

Yavaşlayan ivmeli bir hareket için üs yasası ('power law')

$$\dot{\Omega} \equiv \frac{d\Omega}{dt} = -(sabit)\Omega^n \quad (2.36)$$

olarak ifade edilir. Burada n frenleme indeksidir ve manyetik dipol modelinde n=3 tür.

Nötron yıldızının dönme kinetik enerjisi

$$E = \frac{1}{2} I \Omega^2 \quad (2.37)$$

dir. Burada I eylemsizlik momentidir. Buradan

$$\dot{E} = I \Omega \dot{\Omega} \quad (2.38)$$

olarak bulunur. 2.38 denklemini 2.35 denklemine eşitlenirse

$$-\frac{B_0^2 R_0^2 \Omega^4 \sin^2 \alpha}{6c^3} = I \Omega \dot{\Omega} \quad (2.39)$$

$$\dot{\Omega} = -\frac{B_0^2 R_0^2 \sin^2 \alpha}{6c^3 I} \Omega^3 \quad (2.40)$$

ifadesi elde edilir [1]. Bu denklem (2.36) denklemini ile karşılaştırıldığında n=3 olduğu görülmektedir. Bu durumda pulsarı yavaşlatan tork yalnızca manyetik dipol ışımadan gelen torktur. Başka bir ifadeyle, frenleme indeksi 3 olduğunda pulsarı yavaşlatan tek tork manyetik dipol ışımadan kaynaklanmaktadır. Pulsar üzerinde başka torklar da olabilirdi. Örneğin etrafında disk olabilirdi veya pulsar rüzgar nebulasından dolayı yavaşlayabilirdi.

2.2 Süpernovalar

Süpernova kelimesi ilk olarak Fritz Zwicky (1898-1974) ve Walter Baade (1893-1960) tarafından 1931 yılında kullanılmıştır. Bu terimi yaklaşık olarak 10^{49} - 10^{52} erg büyüklüğünde kinetik ve ışımaya enerjisine sahip yıldız patlamaları için kullanmışlardır [10].

Büyük kütleli yıldızlarda elektron yakalama ve/veya foto parçalanma ('photodisintegration') süreçleri daha önce de bahsedildiği gibi yıldızın demir çekirdeğinin çökmesine yol açmaktadır. $\rho_{nük} = 2.7 \times 10^{17} \text{ kgm}^{-3}$ nükleer yoğunluğa erişildikten sonra nötronların yozluğu ve nötronca zengin çekirdekteki nükleer reaksiyonlar önemli olmaya başlayacaktır. Bu kuvvetler kütle çekimine karşı direnç gösterecek ve çekirdek normal nükleer maddeden 2-3 kat daha yoğun hale gelecektir. Merkezine çökmesi beklenen çekirdek geri tepecek ve içe çöken madde üzerinde şok dalgası oluşmasını sağlayacaktır. Teorik hesaplamalar bu şok dalgasının yıldızın tamamen çökmesini engellemek için bir süpernova patlamasına sebep olduğunu önermektedir [15].

Süpernova patlamaları genel olarak iki türdür. Genel olarak spektrumlarında hidrojen çizgisi gözlenmiyorsa Tip I, gözleniyorsa Tip II olarak adlandırılırlar. Tip I süpernovalar kendi arasında Tip Ia, Tip Ib ve Tip Ic olmak üzere üçe ayrılır. Tip I süpernovalar için bu ayırım genel olarak spektrum ve ışımaya özelliklerindeki farklılıklardandır.

Süper dev fazındaki yıldızlarda 10^{-6} - $10^{-4} M_{\odot}$ /yıl oranıyla ve sıcaklığa, atmosferdeki kütle çekim potansiyeline ve patlamaya kalan zamana bağlı olarak 10-1000 km/s hızlarla kütle kaybı meydana gelir. Kütle kaybının ve rüzgar hızının küçük olduğu durum kırmızı süper devler için, büyük olduğu durum ise Wolf-Rayet yıldızları içindir. Bu değerler genel olarak OB-bağlantılı ('OB-association') (gaz bulutlarına yakın bölgeler) ve yıldız oluşum bölgelerindeki büyük kütleli yalnız ('single') yıldızlar ve ikili sistemlerdeki büyük kütleli yıldızlar (Wolf-Rayet yıldızları) için geçerlidir. Bu tip yıldızların patlama spektrumları hidrojen ve karbon-oksijen grubu elementlerce zengindir. Bu patlamalar Tip Ib, Ic ve II dir ve özellikle Tip II patlamaların spektrumu bu şekildedir [10].

Süpernova patlamalarının oranı, galaksilerin morfolojik yapısına ve kütlesine göre değişiklik göstermektedir. Bizim galaksimiz Sb tipi bir galaksidir ve patlamaların

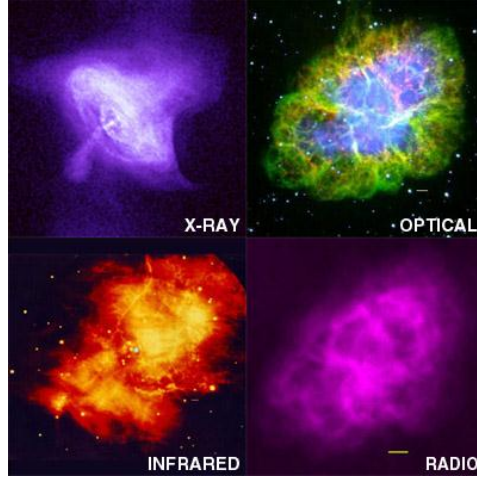
gözlenme oranları ise 100 yılda 1-2 tanedir. Tip Ia patlamalar istatistiksel araştırmalara göre ortalama 100 yılda 0.4 ve Tip II, Ib ve Ic patlamaların Sb galaksilerde gözlenme oranı yüzyılda 1.5'dir [10].

Nötron yıldızları, süpernova kalıntıları ile birlikte bu patlamalar sonucunda meydana gelir. Bugüne kadar yapılan gözlemlerde Tip Ia süpernovalar sonucu oluşan nötron yıldızına rastlanmamıştır.

Tip II süpernovalar, çekirdek çöküşlü ('core-collapse') süpernova patlamaları olarak da adlandırılır. İzole nötron yıldızları genellikle bu patlamalar sonucunda meydana gelir. Kütlesi yaklaşık olarak 7-8 Güneş kütlesinden büyük yıldızların nükleer reaksiyonlarının bitmesinden sonra gerçekleşirler (Bölüm 2.1.2). Çekirdeğin kütlesi 0.6-0.8 M_{\odot} ulaştıktan sonra silikonun demire dönüşmesiyle Chandrasekhar limitini aşar. Bu aşamadan sonra dejenere elektron gazı yıldızın dengesini sağlayamaz ve yıldız $\sim 3 \times 10^{14}$ g/cm³ nükleer yoğunluğa kadar çökmeye başlar. Bundan sonra çöküşü nötron dejenere basıncı durdurur ve merkezdeki çekirdek nötron yıldızına dönüşür. Kalan kısım ise şok dalgası olarak yıldızlararası ortamda etrafındaki maddeyi süpürerek yayılır (süpernova kalıntısı-SNR). Süpernova patlamalarının fiziği hala tam olarak anlaşılmış değildir. Bunun sebebi muhtemelen pek çok parametrenin etkin oluşudur [10].

2.3 Süpernova Kalıntıları

Her süpernova patlamasının ardından süpernova kalıntısı (SNR) meydana gelir. Kalıntının fiziksel parametreleri dışa atılan kütlenin ilk hızına ve ortamın yoğunluğuna ve yapısına bağlıdır. Kalıntılar elektromanyetik spektrumun optik, radyo ve X-ışını bölgelerinde gözlenebilir. Genç ve büyük kütleli kalıntıları, elektromanyetik spektrumun bütün bantlarında gözlemlenmek mümkündür. Yaklaşık olarak 350 yıl önce oluşan Cas A süpernova kalıntısı için ve 1054 yılında meydana gelen Yengeç ('Crab') süpernova kalıntısı için kısmen bu gözlemleri yapmak mümkün olmuştur [10].



Şekil 2.6 Yengeç (Crab) kalıntısının (nebula) X-ışını, optik, kızıl ötesi ve radyo dalgaboylarındaki görüntüleri [31], [32].

Süpernova kalıntıları ömürleri boyunca toplam üç fazdan geçerler. Serbest genişleme ('free expansion') fazı olarak adlandırılan ilk fazda sıcaklık sabittir ve kalıntının kabuğu sabit hızla genişlemektedir. Diğer bir ifadeyle kalıntının lineer çapı zamanla doğru orantılı olarak artmaktadır. Sonraki faz ise Sedov ya da adiyabatik faz olarak adlandırılmaktadır. Ortamın yoğunluğu sabittir ve lineer çap zamanın $2/5$ inci kuvvetiyle orantılı değişmektedir. Son faz, radyatif ('radiative') faz olarak adlandırılmaktadır. Bu fazda ortamın yoğunluğunun değişmesi beklenir. Kalıntı yıldızlararası ortamdan madde toplayacağı için yoğunluğun artması beklenmektedir. Bu fazda kalıntının lineer çapı zamanın $0.25-0.4$ aralığındaki kuvvetiyle orantılıdır.

2.3.1 Süpernova Kalıntılarının Morfolojik Özelliklerine Göre Sınıflandırılması

Süpernova kalıntıları morfolojik özelliklerine göre temel olarak 3'e ayrılırlar:

Bir nötron yıldızı katmanları yoğunluğa göre şu şekilde tanımlanabilir:

1. S-Tipi ('Shell-type') Kalıntılar: Şok dalgası uzayda yayılırken yıldızlararası ortamın (ISM) ısınırtırır ve etrafındaki maddeleri süpürür. Isınan yıldızlararası ortamdan termal X-ışını ve radyo dalgaboyunda sinkrotron ışınması yayınlanır. Böylece sıcak ve büyük bir kabuk meydana gelir. Bu tip kalıntılarda halka ('ring') benzeri bir yapı göze çarpar. Bunun nedeni dış kısımdaki gaz tabakasının iç kısımdakine göre daha sıcak olmasıdır. Astronomlar bu yapıyı kenar parlaması ('limb brightening') olarak

adlandırmaktadır. Cassiopea A ve Cygnus Loop süpernova kalıntıları bu tip kalıntılara örnektir.

2. F-Tipi ('Crab-like', 'Plerions', 'PWN') Kalıntılar: En önemli örnek Crab Nebulası' dır. Pulsardan atılan yüksek enerjili elektronlar manyetik alanla etkileşerek sinkrotron ışınması veya Bremsstrahlung yaparlar ve radyo, X ve görünür bölgede radyasyon yayarlar.

3. C-Tipi ('Composite') Kalıntılar: Bu tip kalıntılar diğer iki kalıntının keşişimidir. Elektromanyetik spektrumun hangi bölgesinde gözlemlendiklerine bağlı olarak S, F ya da hem S hem de F tipi olarak ortaya çıkarlar [33], [34].

Bu kriterler içerisinde en geçerli olanı, nötron yıldızının pozisyonun süpernova kalıntısının geometrik merkezine olan uzaklığının (β) belirlenmesidir

Eğer süpernova kalıntısı C ya da F tipi ise o zaman nötron yıldızı tarafından oluşturulan pulsar rüzgar nebulasından (PWN) bahsedilebilir. S-tipi kalıntılar muhtemelen sönük olduğu için pulsar rüzgar nebulasına rastlanmamıştır [11]. PWN varlığı dolaylı olarak SNR-nötron yıldızı ilişkisi için bir kanıttır.

Guseinov vd.'nin [11] yaptığı çalışmaya göre relativistik parçacıkların ivmelenmesi çoğunlukla manyetik dipol dalga alanında olmaktadır. Bu yüzden pulsarların yaydıkları X-ışını ve pulsar rüzgar nebulaları dönme kinetik enerjisinden kaybına bağlıdır. Yine aynı çalışmaya göre PWN yalnızca dönme kinetik enerjisinden kaybı (\dot{E}) 10^{35} erg/s ve yaşı 5×10^4 yr civarındaki pulsarların etrafında meydana gelmektedir. Ayrıca pulsarların X-ışınında ışınma güçleri 2-10 keV enerji aralığında $\sim 10^{33}$ erg/s' ye düşmektedir. Bu durumda ise PWN radyo ve X-ışını dalgaboylarında gözlenemez hale gelir. S-tipi kalıntılarının yaşları F ve C-tipi SNR yaşlarından daha fazladır. Dolayısıyla C-tipi SNR'lerin belirli bir süre sonunda S-tipi kalıntılara dönüşme olasılıkları vardır.

YAŞ UYUŞMAZLIĞI PROBLEMİ

3.1 SNR Yaşının Pulsarın Karakteristik Yaşı ile Karşılaştırılması

İzole pulsarların polarizasyonunu analiz eden Tauris ve Manchester 1998 yılındaki çalışmalarında [6] manyetik alanla dönme eksenini arasındaki açının oldukça küçük olduğunu radyo pulsarların yaptığı ışımaların 4π radyanının ortalama yüzde onunu kapladığı düşüncesini öne atmışlardır. Bu gözlemsel sonucu eksenler arasındaki açının pulsarın evrimi boyunca azalmasına bağlamışlardır.

Bu tezde pulsar-kalıntı çiftlerinin yaş uyumsuzluğu B-bozunması modeliyle açıklandı. Bu yaklaşım daha önce Guseinov vd. [7] tarafından radyo pulsarları için ve Ankay vd. [8] tarafından gizemli X-ışını pulsarı 1E 1207.4-5209 için uygulanmıştır.

Guseinov vd. 2004 yılında [7] yaptıkları çalışmada pek çok radyo pulsarının kinematik yaşlarını karakteristik yaşları ile karşılaştırmışlardır. Bunun sonucunda B-bozunmasının yaklaşık olarak 3 milyon yıl gibi karakteristik bir bozunma süresi olduğunu ve yaş uyumsuzluğunu bu şekilde açıklamışlardır. Bu bozunmanın gerçekten manyetik alanın kendisinin azalmasından ve/veya manyetik alan ile dönme eksenini arasındaki açının azalmasından kaynaklandığı sonucuna ulaşmışlardır.

Ankay vd. [8] radyo dalgaboyunda ışımaya yapmayan X-ışını pulsarı 1E 1207.4-5209' un evrimini yine B-bozunması modeli ile açıklamışlardır. Bu pulsarın spektrumunda gözlenen soğurma çizgileri harmonik bir seri oluşturmaktadır [35]. Yapılan çalışmada pulsarın karakteristik yaşı ve kalıntı yaşı arasındaki uyumsuzluk 3-4kyr bozunma süresi ile hızlı bir üssel bozunma olarak açıklanmıştır. Pulsarın bu kadar hızlı B-bozunması ve

diğer karakteristik özellikleri göz önüne alınarak Ankay vd. bu pulsarın yeni bir nötron yıldızı sınıfına ait oluşu sonucuna varmışlardır.

Bir pulsarın dönme enerjisinden kaybı (2.38) denklemi ile $\dot{E} = I\Omega\dot{\Omega}$ olarak verilmişti. Bu denklem pulsarın dönüş periyodu (P) ve periyodun zamanla değişimi (\dot{P}) cinsinden $\Omega = 2\pi/P$ alınarak

$$\dot{E} = \frac{4\pi^2 I \dot{P}}{P^3} \quad (3.1)$$

şeklinde yeniden yazılabilir. (2.33) denklemi ile verilen üs yasasından faydalanarak pulsarın dönüş yavaşlaması yaşı ('spin-down age')

$$t = \frac{P}{(n-1)\dot{P}} \left[1 - \left(\frac{P_0}{P} \right)^{n-1} \right] \quad (3.2)$$

olarak yazılabilir. Burada P_0 , pulsarın ilk periyodu ve n frenleme indeksidir. n=3 alınıp, P_0 in pulsarın şu andaki periyodundan çok küçük olduğu kabul edilirse pulsarın karakteristik yaşı

$$\tau = \frac{P}{2\dot{P}} \quad (3.3)$$

bulunur. Bölüm 2.1.7' de pulsarın dönme enerjisinden kaybettiği enerjinin manyetik dipol ışına gücüne ('Luminosity') eşit olduğu gösterilmişti. Yüzeydeki manyetik alan şiddeti B kutuplardaki manyetik alan şiddeti B_0 nin yarısı kadardır. Dolayısıyla yeniden düzenlenerek pulsarın manyetik dipol ışına gücü

$$L = \frac{2}{3} \frac{B_0^2 R^6 \Omega^4}{c^3} \sin^2 \alpha \quad (3.4)$$

olarak yazılabilir. Pulsarı yavaşlatan etkinin yalnızca manyetik dipol ışına, başka bir ifadeyle n=3 durumu olduğu kabul edilerek manyetik alan şiddeti şu şekilde elde edilir:

$$B_0 = \left(\frac{3c^3 I P \dot{P}}{8\pi^2 R^6} \right)^{1/2} \quad (3.5)$$

Guseinov vd. [7], radyo pulsarların gözlem sonuçlarından yola çıkarak manyetik alanın dönme eksenine dik bileşenin zamanla üssel olarak azaldığı sonucuna ulaşmışlardır. Bu

durumda pulsarın karakteristik yaşı manyetik alanın karakteristik bozunma süresi τ_d ve pulsarın gerçek yaşı t cinsinden şu şekilde verilmektedir:

$$\tau = \frac{\tau_d}{2} e^{-2t/\tau_d} \quad (3.6)$$

Denklem (3.5) ten yararlanarak eğer $t \gg \tau_d$ ise B-bozunması

$$P\dot{P} = \frac{B_i^2}{10^{39}} e^{-2t/\tau_d} \quad (3.7)$$

şeklinde yazılabilir. Burada B_i pulsarın doğduğu andaki manyetik alan şiddetidir.

Bu ifade süpernova kalıntısının yaşına göre çok büyük karakteristik yaşa sahip pulsarlar için bozunma süresi hesaplanırken kullanıldı.

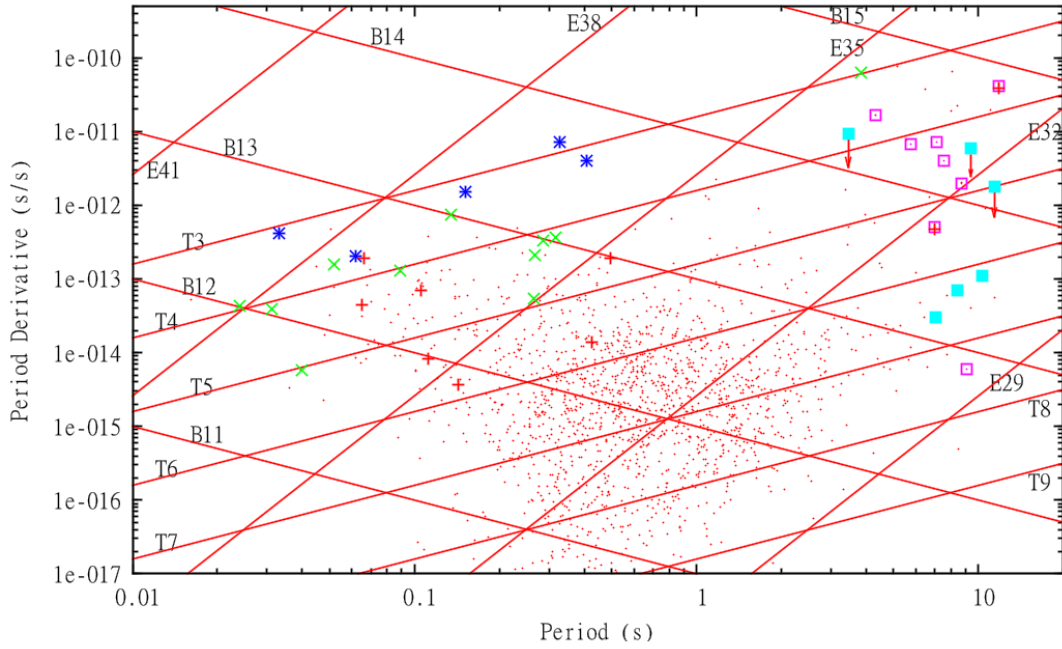
Nötron yıldızı-kalıntı çiftleri arasında karakteristik yaş ve gerçek yaş arasında belirgin farklar olanlar bulunmaktadır. Bu problemden kurtulmak için izole nötron yıldızlarının şu anki periyotlarına yakın periyotlarla doğdukları öne sürülmüştür. Ancak çekirdek çöküşlü süpernovalar üzerine yapılan teorik hesaplamalar ve simülasyonlar nötron yıldızlarının ilk periyotlarını maksimum 30 ms olarak vermektedir [37], [38], [39], [40]. Yıldızın çöküşü esnasında pulsarın ~ 100 ms gibi yüksek bir periyotla doğması için gerekli mekanizma yoktur.

3.2 Pulsar-SNR Çiftleri

İzole nötron yıldızlarının doğasını ve değişik tip nötron yıldızlarının arasındaki farkları anlamak için güvenilir nötron yıldızı-süpernova kalıntısı çiftlerinin belirlenmesi önemlidir. Bu aynı zamanda hem nötron yıldızını hem de süpernova kalıntısını oluşturan çekirdek çöküşlü süpernova patlamasını anlamak için de gereklidir. Eğer süpernova kalıntısı ve nötron yıldızı arasındaki bağıntı gerçekse, kalıntıyla ilgili uzaklık, yaş, yoğunluk gibi bazı veriler nötron yıldızı için de kullanılabilir. Bağıntılı oldukları β parametresi ile anlaşılan pulsar-SNR çiftleri üç grup halinde incelendi. Çizelge 3.1 de frenleme indeksi ölçülmüş pulsarlar verildi. Bu pulsarlar için SNR yaşının pulsar yaşına eşit olduğu kabul edilerek tahmini frenleme indeksleri de hesaplandı. Çizelge 3.2 de, karakteristik yaşları SNR yaşı ile yakın olan pulsarlar, Çizelge 3.3 te ise SNR'ye göre yaşı

çok büyük olan pulsarlar yer almaktadır. Bu pulsarlar için de tahmini frenleme indeksleri hesaplandı. Şekil 3.1’de ise tüm pulsarlar $P - \dot{P}$ diyagramında gösterildi.

Şekil 3.1’de yıldız sembolü frenleme indeksi ölçülen pulsarları, çarpı sembolü yaş uyuşmazlığı olmayan pulsarları, artı sembolü yaş uyuşmazlığı olan pulsarları, içi boş kareler bazı magnetarları ve içi dolu kareler ise DITNS’leri göstermektedir. Arka plandaki noktalar ise radyo pulsarları göstermektedir. Şekildeki T3, T4 gibi semboller pulsarın yaşı için sırasıyla 10^3 , 10^4 yr büyüklüğündeki yaş çizgileridir. Benzer şekilde B12, B14 çizgileri, manyetik alanın büyüklüğünün 10^{12} G, 10^{14} G olduğu manyetik alanları ifade etmektedir. E29, E41 gibi çizgiler ise dönme kinetik enerjisinden kaybın 10^{29} erg/s, 10^{41} erg/s olduğu çizgilerdir.



Şekil 3.1 Tüm pulsarlar. Burada yıldız sembolü frenleme indeksi ölçülmüş, çarpı sembolü karakteristik yaş ile SNR yaşı arasında uyuşmazlık bulunmayan, artı sembolü karakteristik yaş ile SNR yaşı arasında uyuşmazlık olan pulsarları, içi boş kareler bazı magnetarları, içi dolu kareler DITNS’leri göstermektedir.

Çizelge 3.1 Frenleme indeksi ölçülmüş pulsarlar ve bağlı oldukları süpernova kalıntıları.

Burada n: frenleme indeksi, d: uzaklık, P: periyot, \dot{P} : periyodun zamanla değişimi, τ : karakteristiğk yaş, t_{SNR} : süpernova kalıntısının yaşı, B: yüzeydeki manyetik alanın büyüklüğü, $\log \dot{E}$: dönme kinetik enerjisinden kaybın logaritmasıdır.

İsim SNR	n	d (kpc)	P (s) [47]	\dot{P} [47] (10^{-13} s/s)	τ (kyr)	t_{SNR} (kyr)	B ($\times 10^{12}$ G)	$\log \dot{E}$ (erg/s)
J0534+2200(ROXG) G184.6-5.8(F)	2.5 [40]	2 [45]	0.033	4.2	1.23	0.956 [46]	3.72	38.66
J1119-6127(RXG) G292.2-0.5(S)	2.684 [41]	7.5 [45]	0.408	40	1.62	< 3 [48]	40.4	36.36
J1513-5908(ROXG) G320.4-1.2(C)	2.8 [42]	4.2 [45]	0.151	15	1.55	1.7-10 [49], [50]	15.05	37.26
J1846-0258(X) G29.7-0.3(C)	2.16 [43]	<7.5 [46]	0.326	71	0.73	~ 1 [51]	48.1	36.91
J1833-1034(R) G21.5-0.9(C)	1.86 [44]	4.8 [46]	0.062	2.02	4.8	0.87 [52]	3.54	37.53

3.3 Frenleme İndeksleri Ölçülmüş SNR Bağlantılı Genç Pulsarlar

3.3.1 PSR J0534+2200 (B0531+21) (Yengeç-‘Crab’) - SNR G184.6-5.8(F) (3C144, SN 1054):

Pulsar için bulunan β değeri 0.0451’ dir. Pulsarın frenleme indeksi Lyne vd. tarafından 1988 yılında 2.509 ± 0.001 [40] olarak ölçülmüştür. Yengeç pulsarı tarihi (SN 1054) bir süpernova patlamasının sonucunda oluşmuştur. Periyodu 0.033s, periyodunun zamanla değişimi 4.2×10^{-13} s/s’ dir. Kalıntının yaşı 0.956 kyr’ dir. Buna göre pulsarın karakteristik yaşı 1.23kyr, yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü ise 3.72×10^{12} G olarak elde edilir. Pulsarın tahmini frenleme indeksini ~ 3.61 olarak bulduk ve bu değer ölçülen değerle uyuşmamaktadır. Bu pulsarın şu anki periyodunun pulsarların simülasyonlarla elde edilen minimum doğuş periyoduna yakın olmasıyla açıklanabilir. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 4.6×10^{36} erg/s’ dir.

Yengeç Nebulası, Galaksi'deki en parlak sinkrotron ışımaya kaynaklarından biridir. 2 kpc uzaklıktaki SNR, en yoğun şekilde X-ışını görüntüsünde, en dağınık şekilde ise kızıl ötesi bölgede görüntülenmektedir (Şekil 2.3) [53].

3.3.2 PSR J1119-6127 - SNR G292.2-0.5(S):

Pulsar için β parametresi 0.023 olarak hesaplanmıştır. Weltevrede vd. 2010 yılında [41], 12 yıllık veri ile pulsarın frenleme indeksini 2.684 ± 0.002 olarak ölçmüşlerdir. Daha önce Camilo vd. 2000 yılında [54] frenleme indeksini 2.91 ± 0.05 olarak ölçmüşlerdir. J1119-6127 7.5 kpc uzaklıktaki S-tipi süpernova kalıntısı G292.2-0.5'in merkezine yakındır ve radyo ve X-ışını pulsarıdır. Kalıntının yaşı için üst limit 3 kyr'dir. Pulsarın periyodu 408ms ve periyot değişimi 4×10^{-12} s/s olarak ölçülmüştür. Bu verilere göre pulsarın karakteristik yaşı 1.7 kyr ve yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 4.1×10^{13} G olarak hesaplanmıştır. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı 2.3×10^{36} erg/s'dir. Hesaplanan tahmini frenleme indeksi ise $>1'$ dir.

3.3.3 PSR J1513-5908 (B1509-58) - SNR G320.4-1.2(C) (MSH 15-52, RCW 89):

Pulsarın β parametresini 0.034 olarak hesapladık. Bağlı olduğu süpernova kalıntısı G320.4-1.2' nin yaşı ortalama 5.85 kyr' dir. J1513-5908 (ROXG) 151 ms periyoda ve 1.5×10^{-12} s/s periyot değişimine sahip bir pulsardır. Pulsarın frenleme indeksi 2005 yılında Livingstone vd. tarafından [42] 2.84 olarak ölçülmüştür. Tahmini frenleme indeksi ise $\sim 1.5'$ tir. Pulsarın yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 15.05×10^{12} G ve dönme kinetik enerjisinden kaybı 1.7×10^{37} erg/s' dir.

3.3.4 PSR J1846-0258 - SNR G29.7-0.3(C):

β parametresi 0.332'dir. J1846-0258 radyo dalgaboyunda ışımaya yapmayan güçlü bir X-ışını pulsarıdır. Daha önce Livingstone vd. [55] tarafından 2006 yılında 2.65 ± 0.01 olarak ölçülen frenleme indeksi, yine Livingstone vd. tarafından 2011'de 2.16 ± 0.13 olarak ölçülmüştür [43]. Buna göre pulsarın frenleme indeksinde $\%18 \pm 5$ gibi bir düşme vardır. Pulsar fiziksel olarak C-tipi süpernova kalıntısı G29.7-0.3'e bağlıdır. Pulsarın dönüş periyodu 326 ms ve periyodunun zamanla değişimi 7.1×10^{-12} s/s olarak ölçülmüştür. Bu veriler de pulsarın karakteristik yaşını 0.73 kyr olarak vermektedir. SNR yaşını ~ 1 kyr

olarak frenleme indeksi hesaplandığında bulunan değer 2.5'tir. Bu değer de ölçülen değerle uyum içerisindedir. Yine periyot ve periyot değişiminden pulsarın yüzeyindeki manyetik alan 4.9×10^{13} G olarak hesaplanmıştır.

Mereghetti vd. 2002 yılında [56] pulsarın frenleme indeksinin 1.8 ile 2.5 arasında bir değer alacağını öngörerek frenleme indeksi için 1.89' a eşit bir alt limit belirlemişlerdir.

J1846-0258 son dönemlerde Anay vd.' nin 2005' te [57] öngördüğü gibi AXP benzeri X-ışını patlamaları gerçekleştirmiştir. Bu pulsarın gözlemsel özellikleri (Bkz. [58], [59], [60], [61], [62]) magnetarların erken dönemlerine benzemektedir ve $P - \dot{P}$ diagramında magnetar bölgesine doğru hareket etmektedir.

3.3.5 PSR J1833-1034 - SNR G21.5-0.9(C):

Pulsarın β parametresi 0.437'dir. İlk olarak Gupta vd. tarafından [63] 2005 yılında ve daha sonra 2006'da Camilo vd. tarafından [64] keşfedilen J1833-1034'ün Roy vd. tarafından 2010 [65] yılında ölçülen frenleme indeksi 2.1'dir. Pulsarın frenleme indeksi son olarak yine Roy vd. tarafından [44] 2012 yılında 1.86 olarak ölçülmüştür.

Pulsar için hesaplanan tahmini frenleme indeksi ~ 12 'dir. Bu SNR ile pulsar arasında yaş uyumsuzluğu olabileceği düşüncesini doğurabilir. Ancak pulsar gençtir ve periyodu oldukça küçüktür. Bu büyüklük (3.2) denkleminde $\left[1 - \left(\frac{P_0}{P}\right)^{n-1}\right]$ ifadesinin ihmal edilerek karakteristik yaş hesabı yapılmasından kaynaklanmaktadır.

Pulsarın periyodu ve periyodunun zamanla değişimi sırasıyla 4.8 s ve 2.02 s/s'dir. Ölçülen değerle uyum içinde olmayan tahmini frenleme indeksinin büyüklüğü ~ 12.2 'dir. Pulsarın yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 3.54×10^{12} G ve karakteristik yaşı 4.8 kyr'dir.

Çizelge 3.2 τ ve t_{SNR} arasında uyumsuzluk olmayan pulsarlar ve bağlı oldukları süpernova kalıntıları. Burada n : frenleme indeksi, d : uzaklık, P : periyot, \dot{P} : periyodun zamanla değişimi, τ : karakteristiğk yaş, t_{SNR} : süpernova kalıntısının yaşı, B : yüzeydeki manyetik alanın büyüklüğü, $\log \dot{E}$: dönme kinetik enerjisinden kaybın logaritmasıdır.

İsim SNR	n_{est}	d (kpc)	P (s) [47]	\dot{P} (10^{-13} s/s) [47]	τ (kyr)	t_{SNR} (kyr)	B ($\times 10^{12}$ G)	$\log \dot{E}$ (erg/s)
J0835-4510(ROXG) G263.9-3.3(C)	~ 3	0.45 [45]	0.089	1.3	11.22	11 [72]	3.4	36.84
J1856+0113(RX) G34.7-0.4(C)	~ 3	2.8 [45]	0.267	2.1	20.42	20 [73]	7.48	35.63
J1952+3252(RXG) G69.0+2.7(?)	~ 3.8	2 [45]	0.040	0.058	107	77 [74]	0.482	36.57
CXOU 171405.7-381031(X) G348.7+0.3(S)	~ 1	~ 8 [46]	3.82 [69]	588 [69] 640 [71]	1.03 0.947	4.9 [75]	474	34.62
J1124-5916 (RXG) G292.0+1.8(C)	~ 3.3	6 [46]	0.135	7.5	2.88	2.5 [76]	10.06	37.08
J1413-6141(R) G312.4-0.4(S)	~ 2.8	>6 [46]	0.286	3.3	13.49	15 [77]	9.71	35.75
J1400-6325(RX) G310.6-1.6(C)	~ 1.85	10 [66]	0.0312	0.389	12.7	~ 0.92 [66]	1.1	37.71
J0007+7303(XG) G119.5+10.2(S)	~ 3.14	1.4 [46]	0.316	3.61	13.9	13 [78]	10.7	35.65
J2021+4026(G) G78.2+2.1(S)	~ 1.02	~ 1.5 [67]	0.265	0.548	76.8	6.6 [79]	38.1	35.08
J2022+3842(RX) G76.9+1.0(?)	>1.44	>7 [68]	0.024	0.431	8.9	<40 [80]	1.01	38.08
J1747-2809(R) G0.9+0.1(C)	~ 3.75	8	0.052 [70]	1.5557 [70]	5.3	1-7 [70]	2.84	37.63

3.4 Karakteristik Yaş ve SNR Yaşında Uyuşmazlık Olmayan Pulsarlar

3.4.1 PSR J0835-4510 (B0833-45) - SNR G263.9-3.3(C) (Vela XYZ):

Vela pulsarı gökyüzünde gama ışması yapan en parlak cisimdir [81]. Ayrıca Dünya' ya en yakın pulsarlardan bir tanesi olduğu için (uzaklığı 0.4 pc) üzerine çok çalışma yapılmıştır. Pulsar için hesaplanan β parametresi 0.31'dir. Periyodu 89 ms ve periyot değişimi 1.3×10^{13} s/s'dir. Pulsar Large vd. [82] tarafından ilk olarak radyo dalgaboyunda gözlenmiştir. SNR' ın yaşı 11 kyr'dir. Böylelikle karakteristik yaşı 11.22 kyr ve yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 3.4×10^{12} G olarak hesaplandı. Pulsarın tahmini frenleme indeksi ~ 3 olarak hesaplanmıştır. Dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 6.9×10^{36} erg/s' dir.

3.4.2 PSR J1856+0113 (B1853+01) - SNR G34.7-0.4(C) (W44, 3C392):

Pulsar için β değeri 0.563 olarak bulundu. J1856+0113, 1991 yılında SNR'lerdeki pulsarları araştıran Wolszczan vd. tarafından [83] Arecibo radyo teleskobu ile W44 olarak adlandırılan süpernova kalıntısında keşfedilmiştir. Kalıntının yaşı 20 kyr'dır

Pulsarın periyodu ve periyodunun zamanla değişimi sırasıyla 0.267 s ve 2.1 s/s'dir. Tahmini frenleme indeksi ~ 3 , yüzeyindeki manyetik alan 7.48×10^{12} G ve karakteristik yaşı 20.42 kyr olarak hesaplanmıştır. Dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 4.3×10^{35} erg/s' dir.

3.4.3 PSR J1952+3252 (B1951+32) - SNR G69.0+2.7(?) (CTB 80):

Pulsar için β parametresi 0.058 olarak hesaplandı. 0.04 s periyoda sahip J1952+3252 süpernova kalıntısı CTB 80'de keşfedilmiştir. Pulsarın periyodunun zamanla değişimi 0.058×10^{-13} s/s'dir. Tahmini frenleme indeksi 3.8, yüzey manyetik alanının büyüklüğü 0.482×10^{12} G ve karakteristik yaşı 107 kyr olarak hesaplanmıştır. Dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 3.7×10^{36} erg/s'dir.

3.4.4 CXOU J171405.7–381031 - SNR G348.7+0.3(S) (CTB 37B):

Pulsarın β parametresinin büyüklüğü 0.061'dir. CXOU J171405.7–381031'in periyodu 3.82 s, periyot değişimi Halpern ve Gotthelf [69] tarafından 588×10^{-13} s/s, Sato vd. [71] tarafından 640×10^{-13} s/s olarak ölçülmüştür. Bu iki periyot değişimine karşılık gelen tahmini frenleme indeksi ve karakteristik yaş değerleri sırasıyla ~ 1 , 1.03 ve 0.97'dir. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı 4.17×10^{34} erg/s'dir.

Pulsarın bağlı olduğu SNR CTB 37B'nin Kassim vd. [84] tarafından VLA teleskobu ile yapılan gözlem sonucunda homojen olmayan bir bölgede genişlemekte olduğu ve bu bölgenin üç kalıntının karışımından oluştuğu sonucuna ulaşmışlardır. Bu kalıntılar CTB 37A, CTB 37B ve G348.5-0.0'dır. Bu SNR'lerin tarihi kalıntı AD 393 ile ilişkileri olup olmadığı tartışma konusudur. Tian ve Leahy 2012 [85] yılında yaptıkları çalışma sonucunda CTB 37A ve CTB 37B'nin AD 393 ile ilişkisi olmadığı ancak aynı durumun G348.5-0.0 için daha araştırılması gerektiği sonucuna ulaşmışlardır. Bu pulsarın diğer iki kalıntı ile bağlantılı olup olmadığını anlamak için β parametrelerini hesapladık. CTB 37A için 2.865 ve G348.5-0.0 için 3.51 bulunan parametre değerleri bu SNR' lar ile pulsarın ilişkili olmadığını göstermektedir. Eğer CTB 37B tarihi bir kalıntı olsaydı bu durumda pulsarın tahmini frenleme indeksi yine ~ 1 olacaktı.

Bu pulsarın şu an için SNR'si ile yaş uyumsuzluğu bulunmamaktadır. Ancak pulsarın $P - \dot{P}$ diyagramındaki yeri sürekli değişecektir \dot{P} 'in sürekli değişmesinden kaynaklı olarak. Bu değişimde bu pulsarın patlama yapacağını haber vermektedir. Bu pulsara benzer diğer iki pulsar Çizelge 3.3'te bulunan 1E1841-045 ve 1E2301+5852 magnetarlarıdır. Bu pulsarların da ileride SNR' ları ile uyumsuzluk olmadığı görülebilir Yazgan vd.'ye göre [28] AXP/SGR'lar aktif ve pasif fazlardan geçmektedirler. Aktif fazda periyodun zamanla değişimi artmakta ve yaklaşık bu durum 1000 yıla kadar sürmektedir. Dolayısıyla nötron yıldızı diyagramında aşağı yukarı hareket etmektedir.

3.4.5 PSR J1124-5916 - SNR G292.0+1.8(C):

β parametresi 0.065 hesaplanan J1124-5916 radyo pulsarı olarak Camilo vd. tarafından [86] keşfedilmiştir. Galaksimizde, gözlenen Cas A ve Puppis A süpernova kalıntılarından sonra en zengin oksijen kaynağı SNR G292.0+1.8'e bağlıdır.

Pulsarın periyodu 0.135 s ve periyodunun zamanla değişimi 1.3×10^{-13} s/s olarak ölçülmüştür. Süpernova kalıntısının yaşı 2.5 kyr'dır. Bu verilerden yararlanılarak hesaplanan pulsarın karakteristik yaşı, yüzey manyetik alanının büyüklüğü ve tahmini frenleme indeksi sırasıyla 2.88 kyr, 10.06×10^{12} G ve 3.3' tür. 1.2×10^{37} erg/s dönme kinetik enerjisi kaybına sahiptir.

3.4.6 PSR J1413-6141 - SNR G312.4-0.4(S):

β değeri 0.147 olan radyo pulsarı J1413-6141'in periyodu 0.286 s ve periyot değişimi 3.3×10^{-13} s/s'dir. Pulsarın bağlı olduğu kalıntının yaşı 15 kyr'dır. Pulsarın karakteristik yaşı 13.49 kyr, yüzey manyetik alan büyüklüğü 9.71×10^{12} G ve tahmini frenleme indeksi ~ 2.8 'dir. Pulsarın dönme kinetik enerjisi kaybı 5.6×10^{35} erg/s'dir.

3.4.7 PSR J1400-6325 - SNR G310.6-1.6(C):

Pulsarın β parametresi 0.00063 olarak hesaplandı. Pulsar Renaud vd. tarafından 2010 yılında kataloğa girmemiş SNR G310.6-16'da keşfedilmiştir. Pulsarın periyodu 31.18 ms, periyot değişimi ise 0.389×10^{-13} s/s' dir. Kalıntının küçük oluşundan ve hala serbest genişleme evresinde oluşundan Renaud vd. uzaklığı ~ 7 kpc kabul ederek SNR yaşını ~ 720 yr olarak hesaplamışlardır. Bu verilerden pulsarın karakteristik yaşı 13.9 kyr, tahmini frenleme indeksi 1.85 ve yüzey manyetik alanı 1.1×10^{12} G büyüklüğündedir. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 5.1×10^{37} erg/s' dir.

3.4.8 PSR J0007+7303 - SNR G119.5+10.2(S) (CTA 1):

Radyoda puls şeklinde ışıma yapmayan gama ve X-ışını pulsarı J0007+7303 için β parametresi 0.403' tür. Pulsarın periyodu 0.316 s ve periyot değişimi 3.61×10^{-13} s/s olarak ölçülmüştür. Pulsarın bağlı olduğu SNR'nin yaşı 13 kyr'dır. Pulsarın karakteristik yaşı 13.9 kyr, tahmini frenleme indeksi 3.14 ve yüzey manyetik alan büyüklüğü 10.7×10^{12} G'tur. Dönme kinetik enerjisinden kaybı 45×10^{34} erg/s olan pulsarın uzaklığı 1.4 kpc' dir.

3.4.9 PSR J2021+4026 – SNR G78.2+2.1(S) (DR4, γ Cygni SNR):

Gama-ışını pulsarı J2021+4026 için β parametresi 0.025 olarak hesaplandı. Pulsarın periyodu 0.265 s, periyot değişimi 54.8×10^{-13} s/s' dir. Pulsarın bağlı olduğu SNR'nin yaşı 6.6 kyr' dir. Bu verilerle pulsarın karakteristik yaşı 76.8 kyr, tahmini frenleme indeksi ~ 1.23 ve yüzeyindeki manyetik alan büyüklüğü 38.1×10^{12} G olarak hesaplandı. Uzaklığı 1.5 kpc olan pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 1.2×10^{35} erg/s' dir.

3.4.10 PSR J2022+3842 - SNR G76.9+1.0(?):

β parametresi 0.17 hesaplanan J2022+3842 Arzoumanian vd. [80] tarafından 2011 yılında radyo ve X-ışını pulsarı olarak SNR G 76.9+1.0'da keşfedilmiştir. Periyodu 0.024 s ve periyodunun zamanla değişimi 0.431×10^{-13} s/s' dir. SNR'nin yaşı için verilen üst limit 40 kyr' dir. Bu veriler ışığında pulsarın tahmini frenleme indeksi için alt limit 1.44' dür. Yüzeyindeki manyetik alan büyüklüğü ve karakteristik yaşı ise sırasıyla 1.01×10^{12} G ve 8.9 kyr' dir. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı 1.2×10^{38} erg/s dir.

3.4.11 PSR J1747-2809 - SNR G0.9+0.1(C):

β parametresi 0.063 olan radyo pulsarı Camilo vd. [70] tarafından süpernova kalıntısı G0.9+0.1'de gözlenmiştir. Periyodu ve periyodun zamanla değişimi sırasıyla 0.052 s ve 1.5557 s/s' dir. Kalıntı Galaksi' nin merkeze oldukça yakındır bu yüzden uzaklık olarak 8 kpc alınmıştır. Kalıntının yaşı ise ~ 1 kyr kabul edilmiştir. Buradan tahmini frenleme indeksi ~ 3.75 , yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 2.84×10^{12} G ve karakteristik 5.3 kyr yaşı hesaplandı. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 4.3×10^{37} erg/s' dir.

Çizelge 3.3 τ ve t_{SNR} arasında uyumsuzluk olan pulsarlar ve bağlı oldukları süpernova kalıntıları. Burada n: frenleme indeksi, d: uzaklık, P: periyot, \dot{P} : periyodun zamanla değişimi, τ : karakteristiğk yaş, t_{SNR} : süpernova kalıntısının yaşı, B: yüzeydeki manyetik alanın büyüklüğü, $\log \dot{E}$: dönme kinetik enerjisinden kaybın logaritmasıdır.

İsim SNR	n_{est}	d (kpc)	P (s) [47]	\dot{P} [47] (10^{-13} s/s)	τ (kyr)	t_{SNR} (kyr)	B ($\times 10^{12}$ G)	$\log \dot{E}$ (erg/s)
J0205+6449(RXG) G130.7+3.1(F)	~14	3.2 [45]	0.066	1.9	5.37	0.83	3.54	37.43
J0538+2817(RX) G180.0-1.7(S)	~62.35	~1 [46]	0.143	0.037	617	20	0.73	34.69
J0821-4300(X) G260.4-3.4(S)	>123	2.2 [46]	0.112	<0.083	>214	3.5 [93]	0.96	<35.36
1E 1207-5209(X) G296.5+10.0(S)	~97	2 [88]	0.424 [89]	0.14 [92]	480	10 [94]	2.5	34.30
J1811-1925(XG) G11.2-0.3(C)	~30	4.4 [46]	0.065	0.44	23.44	1.6	1.69	36.81
1E1841-045(X) G27.4+0.0(S)	~10	7.7-9.8 [46]	11.8 [90]	393 [90]	4.47	~1 [95]	704	33.00
J1852+0040(X) G33.6+0.1(S)	>9	7.8 [46]	0.105	<0.7	>24	~6 [96]	2.71	<35.00
1E2301+5852(X) G109.1-1.0(S)	~47	3 [46]	7.0 [91]	4.8 [91]	229	10 [97]	58	31.75
J2337+6151(RX) G114.3+0.3(S)	~12	2.8 [45]	0.495	1.9	40.74	7.7 [98]	9.7	34.79

3.5 Karakteristik Yaş ve SNR Yaşı Arasında Uyuşmazlık Olan Pulsarlar

3.5.1 PSR J0205+6449 - SNR G130.7+3.1(F) (3C58, SN 1181):

β parametresi 0.213 olan radyo, X-ışını ve gama-ışını pulsarı J0205+6449, Chandra teleskobu ile X-ışını pulsarı olarak keşfedilmiştir. Pulsarın periyodu 65.68s, periyodun zamanla değişimi ise 1.93×10^{-13} s/s'dir. F-tipi SNR G130.7+3.1'in yaşı 0.83 kyr (SN 1181)'dir. Pulsarın karakteristik yaşı ise 5.37 kyr' dir. SNR yaşı ve pulsar yaşı arasında yaklaşık olarak 5 kat fark bulunmaktadır. Hesaplanan frenleme indeksinin büyüklüğü $\sim 14'$ tur. Pulsarın yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 3.54×10^{12} G ve dönme kinetik enerjisinden kaybı 2.7×10^{37} erg/s'dir.

3.5.2 PSR J0538+2817 - SNR G180.0-1.7(S):

Pulsar için hesaplanan β parametresi 0.302'dir. Periyodu 143 ms, periyot değişimi 3.7×10^{-13} s/s olan radyo ve X-ışını pulsarı J0538+2917, 20 kyr yaşında ve 1 kpc uzaktaki S-tipi süpernova kalıntısı G180.0-1.7'de yer almaktadır. Karakteristik yaşı 617 kyr olan pulsarla SNR arasında yaklaşık olarak 30 kat fark bulunmaktadır. Tahmini frenleme indeksinin 62.35 gibi büyük bir değer alması bundandır. Dönme kinetik enerjisinden kaybı 4.9×10^{34} erg/s ve yüzey manyetik alan büyüklüğü 0.73×10^{12} G' tur.

3.5.3 PSR J0821-4300 - SNR G260.4-3.4(S) (Puppis A, MSH 08-44):

β parametresi 0.013 olarak hesaplanan J0821-4300X-ışınıpulsarı oksijence zengin ~ 3.5 kyr yaşındaki Puppis A süpernova kalıntısında yer almaktadır. Periyodu 112 ms ve periyodunun zamanla değişimi $< 8.3 \times 10^{-15}$ s/s' dir. Frenleme indeksi ve karakteristlik yaşı için sınır değerleri sırasıyla >123 ve $>214'$ tür. Pulsarın yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü ise $< 9.8 \times 10^{11}$ G'dir. Dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 2.3×10^{35} erg/s' dir. Pulsar, 1E 1207-5209 benzeri bir spektrum göstermektedir [99].

3.5.4 1E 1207-5209 - SNR G296.5+10.0(S) (PKS 1209-51/52):

β parametresi 0.041 olan pulsar proton sinklotron soğurma çizgileri göstermektedir ve harmonikleri 1.4, 2.1 ve büyük olasılıkla 2.8 keV' dir [35]. Pulsarın periyodu 0.424 s,

periyodunun zamanla değişimi ise 0.14 s/s'dir. 1E 1207-5209'un bağlı olduğu S-tipi süpernova kalıntısı Puppis A'nın yaşı 10 kyr'dir. Pulsarın karakteristik yaşı ise kalıntının yaklaşık 50 katı kadar 480 kyr'dir. Pulsarın tahmini frenleme indeksi ~97 ve yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 2.5×10^{12} G'dir. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 2×10^{34} erg/s'dir.

3.5.5 PSR J1811-1925 - SNR G11.2-0.3(C):

Radyoda gözlenmeyen X-ışını pulsarı J1811-1925 için β parametresi 0.234 olarak hesaplandı. Pulsar C-tipi süpernova kalıntısı G11.2-0.3 ile bağlantılıdır. Süpernova kalıntısı muhtemelen tarihi süpernova patlaması AD 386'nın sonucunda oluşmuştur.

SNR'nin yaşı Tam ve Roberts [100] tarafından 960-3400 yr aralığında hesaplanmıştır. Bu da SNR'nin tarihi süpernova patlaması AD386 ile ilişkili olma olasılığını arttırmaktadır. Bu sebeple kalıntının yaşı 1.6 kyr olarak alınmıştır. Kalıntıya bağlı pulsar J1811-1925'in karakteristik yaşı ise SNR yaşındandır yaklaşık olarak 15 kat büyüktür. Pulsarın tahmini frenleme indeksi 30 ve yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 1.69×10^{12} G'dir. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı ise 6.4×10^{36} erg/s'dir.

3.5.6 1E 1841-045 - SNR G27.4+0.0(S):

AXP 1E 1841-045 için hesaplanan β parametresi 0.093'dür. pulsar 11.8 s periyoda ve 420×10^{-13} s/s periyot değişimine sahiptir. Pulsarın bağlı olduğu S-tipi süpernova kalıntısı G27.4+0.0'ın yaklaşık olarak 1 kyr'dir. Karakteristik yaşı pulsarın yaşındandır 4.47 kat daha büyüktür yani 4.47 kyr'dir. Pulsarın tahmini frenleme indeksi yaklaşık olarak 10, dönme kinetik enerjisinden kaybı 0.95×10^{33} erg/s ve yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü ise 704×10^{12} G'dir.

3.5.7 PSR J1852+0040 - SNR G33.6+0.1(S) (Kes 79, 4C00.70,HC13):

S-tipi SNR G114.3+0.3'e bağlı olan J1852+0040 için β parametresi 0.137 olarak hesaplandı. Periyodu 0.105 s ve periyodunun zamanla değişimi $< 0.7 \times 10^{-13}$ s/s'dir. Bağlı olduğu süpernova kalıntısının yaşı ise ~6 kyr'dir. Pulsarın karakteristik yaşı ise kalıntının yaşındandır yaklaşık olarak 4 kat daha büyük ve >24 kyr'dir. Bu verilere göre hesaplan

tahmini frenleme indeksi ise >9 'dur. Pulsarın yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 2.71×10^{12} G ve dönme kinetik enerjisinden kaybı $<2 \times 10^{36}$ erg/s'dir.

3.5.8 1E 2301+5852 - SNR G109.1-1.0(S):

Çalışmada yer alan ikinci AXP 1E 2301+5852 (diğer adı 1E 2259+586) için β parametresi 0.037 olarak hesaplandı. Pulsarın periyodu 6.98 s, periyodunun zamanla değişimi ise 5×10^{-13} s/s'dir. Pulsarın bağlı olduğu S-tipi SNR G109.1-1.0 10 kyr yaşa sahiptir. Pulsarın karakteristik yaşı ise 229 kyr'dir ve kalıntının yaşından yaklaşık olarak 20 kat fazladır. Pulsar için frenleme indeksi ~ 47 ve yüzeyindeki manyetik alanın büyüklüğü 9.7×10^{12} G'tur. Pulsarın dönme kinetik enerjisinden kaybı 0.056×10^{33} erg/s'dir.

3.5.9 PSR J2337+6151 B2334+61) - SNR G114.3+0.3(S):

S-tipi süpernova kalıntısı G114.3+0.3'e bağlı J2337+6151'in β parametresi 0.113'e eşittir. Pulsarın periyodu ve periyot değişimi sırasıyla 0.495 s ve 1.9×10^{-13} s/s'dir. Kalıntının yaşı 7.7 kyr ve pulsarın karakteristik yaşı ondan yaklaşık olarak 5 kat daha fazla ve 40.74 kyr'dir. Pulsar için tahmini frenleme indeksi ~ 12 olarak hesaplandı. Bunun dışında pulsarın yüzeyindeki manyetik alan büyüklüğü 9.7×10^{12} G ve dönme kinetik enerjisinden kaybı 6.3×10^{34} erg/s'dir.

3.6 Uygulama

Bu çalışmada Çizelge 3.3'teki pulsar-kalıntı çiftleri arasındaki yaş uyumsuzluğunu açıklamak için üssel B-bozunması modeli ele alınmıştır. Çoğu magnetar bir süpernova kalıntısına fiziksel olarak bağlı değildir. Bu da bize bu pulsarların karakteristik yaşlarından daha yaşlı olabileceklerini göstermektedir. AXP ve SGR'lerin çoğunlukla süpernova kalıntıları ile bağlantıları yoktur. Ayrıca Yazgan vd. tarafından yapılan çalışmaya göre AXP/SGR'ler aktif ve pasif fazlardan geçmektedirler. Bu çalışmaya göre pulsarların, periyotlarının zamanla değişimi artmakta ve azalmaktadır ve bunun sonucunda $P - \dot{P}$ diyagramında aşağıya ve yukarıya doğru hareket etmektedirler [28]. Bu yüzden Çizelge 3.3'te yer alan 1E1841-045 ve 1E2301+5852 bu çalışmaya dahil etmedik ve diğer 7 pulsara ilişkin evrim çizgilerini belirledik.

Çalışmada, yalnızca güvenilir pulsar-kalıntı çiftlerinin verilerini kullandık. Çiftlerin birbirlerine bağlı olduklarını anlamak için β -parametresinden yararlandık. β -parametresi basitçe, pulsar ve kalıntının, süpernova kalıntısının geometrik merkezinden uzaklıklarının oranıdır. Eğer $\beta \geq 1$ ise pulsar ve kalıntı arasında bir bağlantı olması ihtimali oldukça düşüktür. $\beta > 1$ olması zaten pulsarın süpernova kalıntısının dışında olduğunu göstermektedir. Böyle bir durumdaki çiftin gözlenmesi ancak şans eseri çakışmayla ('chance projection') açıklanabilir. Çalışmadaki tüm pulsarlar ve SNR'lerin koordinatları ve hesaplanan β değerleri Çizelge 3.4'de verilmiştir.

Çizelge 3.3'teki pulsar-kalıntı çiftleri arasındaki yaş uyumsuzluğu $P - \dot{P}$ diyagramında basit üssel evrim ile açıklanabilir. Bunun için, Çizelge 3.3'teki pulsarlardan 7 tanesinin (J0205+6449, J0538-4510, J0821-4300, 1E1207-5209, J1811-1925, J1852+0040, J2337+6151) ilk periyotları 20 ms kabul edildi ve ilk manyetik alan büyüklükleri farklı alındı. Burada B yüzey dipol manyetik alanının dönme eksenine dik bileşenidir. Pulsarların ilk manyetik alan büyüklükleri, belirlenen bozunma zamanına göre hesaplanmıştır. Bozunma zamanları belirlenirken 1 kyr, 5 kyr, 10 kyr gibi değerler verilmiş ve içlerinden en uygun değerler seçilmiştir. Bu seçimde pulsarların doğuş periyotlarının 10^{13} G mertebesinde olmasına dikkat edilmiştir. Bunun sebebi yapılan çalışmaların pulsarların genel olarak bu mertebedeki manyetik alanlarla doğduklarını göstermesindedir. Bulunan değerler Çizelge 3.5'te yer almaktadır. Bu çizelgede B_i değerleri, pulsarların ilk manyetik alanlarıdır.

Çizelge 3.4 Tüm pulsarlar ve SNR' lerin koordinatları ve hesaplanan β değerleri. Burada RA: Sağ açıklık, Dec.: Dik açıklıktır.

Pulsar	RA [47]	Dec. [47]	SNR Boyutu [46]	β
SNR(tipi)	(h m s)	(° ' ")	(/arcmin)	
J0534+2200	05 34 31.973	+22 00 52.06	7x5	0.0451
G184.6-5.8(F)	05 34 31	+22 01		
J1119-6127	11 19 14.30	-61 27 49.5	20x15	0.023
G292.2-0.5(S)	11 19 20	-61 28		
J1513-5908	15 13 55.62	-59 08 09	35	0.034
G320.4-1.2(C)	15 14 30	-59 08		
J1846-0258	18 46 24.94	-02 58 30.1	3	0.332
G29.7-0.3(C)	18 46 25	-02 59		
J1833-1034	18 33 33.57	-10 34 07.5	4	0.437
G21.5-0.9(C)	18 33 33	-10 35		
J0835-4510	08 35 20.6114	-45 10 34.875	255	0.31
G263.9-3.3(C)	08 34 00	-45 50		
J1856+0113	18 56 10.65	+01 13 21.3	35x27	0.563
G34.7-0.4(C)	18 56	+01 22		
J1952+3252	19 52 58.206	+32 52 40.51	80?	0.058
G69.0+2.7(?)	19 53 20	+32 55		
J171405.7-381031	17 14 05.74 [75]	-38 10 30.9 [75]	17?	0.061
G348.7+0.3(S)	17 13 55	-38 11		
J1124-5916	11 24 39	-59 16 19	12x8	0.065
G292.0+1.8(C)	11 24 36	-59 16		

Çizelge 3.4 (Devam)

J1413-6141	14 13 09.87	-61 41 13	38	0.147
G312.4-0.4(S)	14 13	-61 44		
J1400-6325	14 00 45.69	-63 25 42.6	44.8x31.2 [66]	0.00063
G310.6-1.6(C)	14 00 45.17	-63 25 42.2		
J0007+7303	00 07 00.6	+73 03 07	90?	0.403
G119.5+10.2	00 06 40	+72 45		
J2021+4026	20 21 29.99	+40 26 45.1	60	0.025
G78.2+2.1	20 20 50	+40 26		
J2022+3842	20 22 21	+38 42 14.82	9	0.17
G76.9+1.0(?)	20 22 20	+38 43		
J1747-2809	17 47 22.80	-28 09 15	8	0.063
G0.9+0.1(C)	17 47 21	-28 09		
J0205+6449	02 05 37.92	+64 49 42.8	9x5	0.213
G130.7+3.1	02 05 41	+64 49		
J0538-4510	08 35 20.6114	-45 10 34.875	255	0.31
G263.9-3.3(C)	08 34	-45 50		
J0821-4300	08 21 57.355	-43 00 17.17	60x50	0.013
G260.4-3.4(S)	08 22 10	-43 00		
1E1207-5209	12 10 0.91	-52 26 28.4	90x65	0.041
G296.5+10.0(S)	12 09 40	-52 25		
J1811-1925	18 11 29.2	-19 25 28	4	0.234
G11.2-0.3(C)	18 11 27	-19 25		

Çizelge 3.4 (Devam)

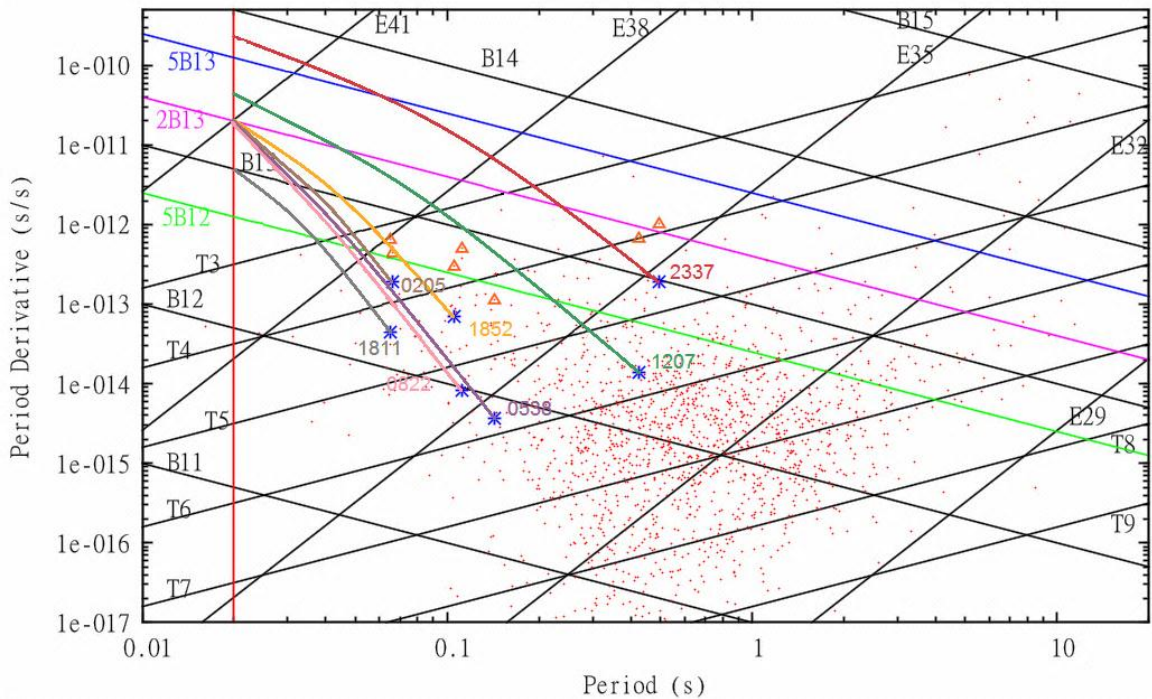
1E1841-045	18 41 19.343 [101]	-04 56 11.16 [101]	4	0.093
G27.4+0.0(S)	18 41 19	-04 56		
J1852+0040	18 52 38.57	+00 40 19.8	10	0.137
G33.6+0.1(S)	18 52 48	+00 41		
1E2301+5852	23 01 08.295 [102]	+58 52 44.45 [102]	28	0.037
G109.1-1.0(S)	23 01 35	+58 53		
J2337+6151	23 37 05.762	+61 51 01.53	90x55	0.113
G114.3+0.3(S)	23 37 00	+61 55		

Çizelge 3.5 Evrim çizgileri verilen pulsarlar. Burada t_{SNR} : süpernova kalıntısının yaşı, P : periyot, \dot{P} : periyodun zamanla değişimi, B : pulsarın şu anki manyetik alan büyüklüğü, B_i : pulsarın doğduğu andaki manyetik alan büyüklüğü, τ_d : bozunma süresidir.

Pulsar	$t_{\text{SNR}}(\text{kyr})$	$P(\text{s})$	$\dot{P}(\text{s/s})$	$B(\times 10^{12}\text{G})$	$B_i(\times 10^{13}\text{G})$	$\tau_d(\text{kyr})$
J0205+6449(RXG)	2.4	0.066	1.93	3.54	3.93	1
J0538+2817(RX)	20	0.143	0.037	0.73	3.97	5
J0822-4300(X)	3.5	0.112	<0.083	0.96	3.2	1
1E1207-5209(X)	10	0.424	0.14	2.5	2.97	4
J1811-1925(XG)	1.6	0.065	0.44	1.69	0.84	1
J1852+0040(X)	~6	0.105	<0.7	2.71	2	3
J2337+6151(RX)	7.7	0.495	1.9	9.7	6.65	4

Alınan değerlere göre Çizelge 3.3'te yer alan 7 pulsara ilişkin evrim çizgileri $P - \dot{P}$ diyagramında (Şekil 3.2) çizilmiştir. Pulsarların evrimi gerçek evrimlerinden bağımsız olarak, yalnızca gösterme amaçlı, düzgün eğrilerle yine Şekil 3.2'de gösterilmiştir. Eğer bu pulsarlar düzgün bir eğriye uyarak diyagramda hareket etselerdi, Şekil 3.2'deki gibi hareket edebilirlerdi. Bu eğrileri çizmek yerine eğrilerin başlangıç yerine bir sembol de konulabilirdi. Bu çalışmanın yapılmasındaki amaç 1E 1207.4-5209 benzeri başka pulsarların olup olmadığını araştırmaktır. Grafikteki yıldız sembolleri seçilen 7 pulsarın şu anki yerlerini göstermektedir. Üçgen sembolü ise yaş uyuşmazlığı olmasaydı pulsarlar diyagramda nerede olacaktı onu göstermektedir.

Ayrıca, seçilen pulsarların ilk manyetik alan büyüklükleri 10^{13} G limitinden başlamaktadır. Bunun nedeni ise geçen PSR'lerin ilk manyetik alan büyüklüklerinin yapılan çalışmalar ve gözlemler sonucunda bu büyüklük civarından başladığının düşünülmesindedir. Ancak $P - \dot{P}$ diyagramının bu bölümünde çok fazla pulsar görülmemektedir. Bunun nedeni ise daha önce bahsedilen seçim etkilerinden dolayıdır ve bu bölgede doğan pulsarların erken öldükleri düşünülmektedir.



Şekil 3.2 SNR bağlantısı olan 7 pulsar için evrim çizgileri. Burada yıldız sembolü yaş uyuşmazlığı olan frenleme indeksi hesaplanan pulsarları, üçgen sembolü yaş uyuşmazlığı olmasaydı pulsarların diyagramdaki yerini göstermektedir.

SONUÇ VE ÖNERİLER

Bu çalışmada nötron yıldızlarının karakteristik yaşları ile bağlı oldukları süpernova kalıntıları ile aralarında gerçekten yaş uyumsuzluğu problemi olup olmadığı, eğer varsa bunu nasıl açıklayabileceğimizi araştırdık. Yaş farkının sebebi kalıntı ve nötron yıldızının aynı patlama sonucunda oluşmamasından veya pulsarın şimdiki periyodunun doğuş periyoduna yakın bir değere sahip olması ile açıklanabilir. Ancak radyo pulsarlar üzerine yaptıkları, kinematik yaşa karşı karakteristik yaş karşılaştırması ile, Guseinov vd. [7] yaş uyumsuzluğunu, seçim etkilerini de dikkate alarak, B-bozunması modeli ile açıklamışlar ve 3×10^6 yıl gibi karakteristik bir bozunma süresi belirlemişlerdir. Aynı modeli Ankey vd. [8] soğrulma çizgileri gösteren 1E 1207.4-5209 X-ışını pulsarının evrimini açıklamak için, proton-siklotron çizgisi varsayımına dayanarak kullanmışlardır ve pulsarın bozunma süresinin kiloyıl mertebesinde olduğunu hesaplamışlardır.

1E 1207.4-5209 gözlemsel olarak çok iyi incelenmiş bir izole nötron yıldızıdır. Bu nötron yıldızını diğer nötron yıldızlarından farklı kılan X-ışını spektrumunda gözlenen geniş soğurma çizgileridir [35]. Şimdiye kadar hiçbir izole nötron yıldızından siklotron çizgisi gözlenmemiştir. Bu çizgilerin kaynağı hala araştırma konusudur. Spekturumdaki çizgiler muhtemelen proton siklotron çizgileridir [8] ve bu durumda nötron yıldızının manyetik alan büyüklüğü 10^{14} G'dir. Bu çizgiler elektron siklotron çizgileri olamaz çünkü bu durumda manyetik alanın büyüklüğü 5×10^{11} G'dir ve bu değer de pulsarın ölçülen periyot-periyot değişimi değerlerinden hesaplanan şu anki manyetik alana dik bileşeninden daha küçüktür. Bu pulsar için diğer bir önemli problem ise Çizelge 3.3' te yer alan diğer pulsarlar gibi fiziksel olarak bağlı olduğu SNR ile yaşlarının uyumsuzmasıdır.

1E 1207.4-5209'un bu ilginç durumunu (spektrum çizgilerini) açıklamak için pek çok senaryo ortaya atılmıştır. Çöküş sırasında geçici bir disk oluşabileceği öne sürülmüştür ancak nötron yıldızlarının oldukça büyük gravitasyon alanına sahip olmaları ve güçlü rüzgarları (pulsar wind) böyle bir disk oluşumuna izin vermeyecektir. Ayrıca şu ana kadarki gözlem sonuçlarına göre nötron yıldızlarının etrafında böyle bir disk oluşumu gözlenmemiştir. Bunun dışında nötron yıldızının yanında madde aktarımı yaptığı başka bir cismin var olabileceği düşünülse de, hem Chandra hem XMM ile yapılan uzun süreli gözlem sonuçları bunu doğrulamamaktadır (Doppler kayması ölçümlerinden).

Hem yaş uyuşmazlığını hem de gözlenen siklotron çizgilerinden bulunan manyetik alanın büyüklüğünü en iyi açıklayan model B-bozunması ('B-decay') modelidir. Ankey vd. 1E 1207.4-5209 için karşılaşılan bu problemleri bu model ile açıklamışlardır. Burada B-bozunmasından kasıt manyetik alanın dönme eksenine dik bileşeninin büyüklüğünün ve/veya manyetik alan ile dönme eksenini arasındaki açının değişimidir.

Çoğu nötron yıldızı dönme eksenini ile manyetik alan eksenini arasındaki açı çok küçük olacak şekilde doğabilir. Tauris ve Manchester [6] yaptıkları gözlemsel çalışmada radyo pulsarların yaptığı ışımaların 4π radyanının ortalama yüzde onunu kapladığı ve pulsarın yaşı ilerledikçe bu açının azaldığı ($\sim 10^7$ yıl) düşüncesini öne atmışlardır. Bu azalmanın sebebini ise dönme eksenini ile manyetik alan eksenini arasındaki açının çok küçük olması gerektiğine bağlamaktadırlar.

Süpernova kalıntılarına bağlı olup frenleme indeksi ölçülen pulsarlar için pulsarın gerçek yaşı karakteristik yaşına yakın değerdedir. Bu pulsarlar daha önce radyo dalgaboyunda gözlenmişlerdi. Bu gözleme aykırı tek pulsar J1846-0258 dir. Bu pulsar magnetarlara çok benzer özellikler göstermektedir ve henüz radyo dalgaboyunda ışınması gözlenmemiştir. Gözlemsel özellikleri bu pulsarın muhtemelen magnetarların erken safhalarında olduğunu göstermektedir [57]. Daha sonraki incelemelerde bu pulsardan AXP'lere benzer X-ışın patlamaları gözlenmesi bu öngörüğü güçlü bir şekilde desteklemektedir. Çizelge 3.1'de yer alan frenleme indeksi ölçülen kimi pulsarların yaş uyuşmazlığı var gibi görünmektedir ancak bu bir problem oluşturmamaktadır. Çünkü şu anki periyotları simülasyonlarla desteklenen minimum doğuş periyotları civarındadır.

Çizelge 3.2’de gösterilen gerçek yaş ve karakteristik yaş arasında fark bulunmayan pulsarlar da radyo pulsarı olarak gözlenmişlerdir. Bunlar içerisinde radyo dalgaboyu yanında X-ışını ve gama-ışını ışıması yapanlar da vardır (Vela pulsarı radyo, optik, X-ışını ve gama-ışını dalgaboylarında gözlemlenmiştir).

Çizelge 3.3’de ele alınan pulsarların ise hepsi X-ışını pulsarıdır. J0205+6449, J0538+6449 ve J2337+6151 radyo dalgaboyunda da gözlenmiştir. Bu üç pulsarı radyoda ışıma yapmayan J0821-4300, 1E1207-5209, J1811-1925 ve J1852+0040 ile karşılaştırsak hesaplanan frenleme indeksi değerlerinde oldukça büyük farklar olduğu görülmektedir. Bu sonuç Tauris ve Manchester’ın [6] pulsarlar için elde ettikleri manyetik alan ile dönme eksenini arasındaki açının azalması gerektiği gözlemsel sonucu desteklemektedir. Çizelge 3.3’ten alınan 7 örnek için B-bozunması ile gösterebilecekleri olası evrimler Şekil 3.2’de gösterilmektedir.

Sedrakian ve Shahabasyan’a göre [10] nötron yıldızlarında iki tür manyetik alan bulunmaktadır. İlki nötron yıldızının çekirdek çöküşlü süpernova patlamasından dolayı oluşan kalıntı (‘relic’) manyetik alandır. Bu manyetik alan prensipte herhangi bir yönde olabilir. Sedrakian ve Shahabasyan’a göre başka bir manyetik alan daha oluşmaktadır. Bu manyetik alanın kaynağı süper iletken protonların nötron yıldızının dönüşü ile oluşturacağı akımlardır ve bu nedenle bu manyetik alanın yönü dönme eksenine paralel olmalıdır. Dolayısıyla manyetik dipol ışımaya katkısı olmayacaktır. Yaptıkları hesaba göre iç kısımda oluşan manyetik alanın nötron yıldızının kabuğunu delip yüzeyine çıktığını göstermişlerdir. Dolayısıyla nötron yıldızının yüzeydeki net manyetik alanı kalıntı manyetik alan ve süper iletken protonların oluşturduğu manyetik alanın süperpozisyonu olacaktır. Bu da Tauris ve Manchester’ın [6] gözlemsel olarak vardıkları eksenler arasındaki açının ufak olması sonucunu desteklemektedir.

İki manyetik alanın birbirini nasıl etkileyebileceği üzerine henüz kesin bir hesaplama yapılmamıştır ancak Sedrakian’ın da önerdiği gibi [10] böyle bir etkileşme enerjetik açıdan iki eksen arasındaki açının azalmasına sebep olabilir.

Çizelge 3.3’ ten alınan 7 örnek için yapılan hesaplamalar bu pulsarların oldukça hızlı evrimleştiğini, bozunma sürelerinin oldukça küçük olduğunu göstermektedir. Çizelge 3.5’te hesaplanan bu değerleri verdik. Bu değerler 1E 1207.4-5209 için Ankey vd. [8]

tarafından bulunan değerle benzerlik göstermektedir. Bu da 1E 1207.4-5209 benzeri yeni bir nötron yıldızı sınıfının olma ihtimaline işaret etmektedir. Bu sınıf ne sıradan radyo pulsarlarına ne de fiziksel özellikleriyle uç noktalarda bulunan magnetarlara benzemektedir.

Ankay vd.'ye göre [8] 1E 1207.4-5209 benzeri pularların oluşacağı çekirdek çöküşlü süpernova patlamalarının oranı %20-30'dur. Bu çalışmada ele alınan 7 örnek dışında bazı adaylar vardır ancak P ve/veya \dot{P} ölçümleri henüz yapılamadığı için karakteristik yaşları hesaplanamamaktadır. Bu pulsarların yeni gözlem verileri takip edilerek ilerideki çalışmalarda bu gruba ait olup olmadıkları incelenecektir. Ayrıca pulsarların ışımaya gücü ('luminosity') gibi hesaba dayalı başka özelliklerine de bakılarak karşılaştırmalı incelemeler yapılacaktır.

KAYNAKLAR

- [1] Shapiro, S. L. ve Teukolsky, S. A., (1983). Black Holes, White Dwarfs, and Neutron Stars – The Physics of Compact Objects, John Wiley & Sons, Kanada.
- [2] Lipunov, V. M., (1992). Astrophysics of Neutron Stars, Springer-Verlag, New York.
- [3] Hewish, A., Bell, S. J., Pilkington, J. D. H., Scott, P.F. ve Collins, R.A., (1968). “Observation of a Rapidly Rotating Neutron Source”, Nature, 217: 709-713.
- [4] Pacini, F., (1967). “Energy Emission from a Neutron Star”, Nature, 216: 567-568
- [5] Lyne, A. G. ve Graham-Smith, F. (2005)., Pulsar Astronomy, Cambridge University Press, Cambridge.
- [6] Tauris, T.M. ve Manchester, R.N., (1998). “On the Evolution of Pulsar Beams”, Monthly Notices of the Royal Astronomy Society, 298: 625-636.
- [7] Guseinov, O. H., Ankay. A. ve Tagieva, S. O., (2004). “The Strong Magnetic Field Decay and Evolution of Radio Pulsars on the $P - \dot{P}$ Diagram”, International Journal of Modern Physics D, 13: 1805-1815.
- [8] Ankay, A., Mert Ankay, A. ve Ercan, N., (2007). “Possible Evolution of Dim Radio Quiet Neutron Star 1E 1207.4-5209 Based on a B-decay Model”, International Journal of Modern Physics D, 16: 619-628.
- [9] Kawaler, S. D., Novikov, I. ve Sirinivasan, G., (1995). Stellar Remnants, Springer, Berlin.
- [10] Guseinov, O. H., Yazgan, E. ve Ankay, A., (2007.) Neutron Stars, Supernovae and Supernova Remnants, Nova Science Publishers, Inc., New York.
- [11] Guseinov, O. H., Ankay, A. ve Tagieva, S. O., (2004). “Acceleration of Particles in Pulsar Magnetosphere and the X-ray Radiation”, http://de.arxiv.org/PS_cache/astro-ph/pdf/0401/0401114v1.pdf, Haziran 2012.
- [12] Tagieva, S. O., Ankay, A. ve Guseinov, O. H., (2000). “Masses of Neutron Stars and Black Holes Born in Close Binary Systems”, Astronomical and Astrophysical Transactions: The Journal of the Eurasian Astronomical Society, 19: 123-131.

- [13] Guseinov, O. H., Ankay, A. ve Tagieva, S. O., (2005). "Influences of Physical Parameters of Neutron Stars on the IR Position on the $P - \dot{P}$ Diagram", International Journal of Modern Physics D, 14 (8): 1465-1471.
- [14] Tagieva, S. O., Guseinov, O. H., Ankay, A., (2003). "The Lower Limit for Masses of Progenitors of Supernova Remnants and Radio Pulsars", http://de.arxiv.org/PS_cache/astro-ph/pdf/0306/0306117v1.pdf, Haziran 2012.
- [15] Philips, A. C., (1999). The Physics of Stars, Second Edition, Wiley, Londra.
- [16] Kutner, M. L. (2004). Astronomy a Physical Perspective, 2. Baskı, Cambridge, İngiltere.
- [17] Landau, L. D. ve Lifshitz, E. M., (1980). Statistical Physics, 3. Baskı, Pergamon, Oxford.
- [18] Ankay, A., Guseinov, H. O., Alpar, M. A. ve Tagieva, S. O., (2001). "Genetic Connections of Anomalous X-ray Pulsars and Soft Gamma Repeaters with Supernova Remnants", http://de.arxiv.org/PS_cache/astro-ph/pdf/0110/0110092v1.pdf, Haziran 2012.
- [19] Zeiger, B. R., Brisken, W. F., Chatterjee, S. ve Goss, W. M., (2008). "Proper Motions of PSRs B1757-24 and B1951+32: implications for Ages and Associations, The Astrophysical Journal, 674: 271-277.
- [20] Blaschke, D., Grigorian, H., Voskresensky, D. N. Ve Weber, F., (2012). "On the Cooling of the Neutron Star in Cassiopeia A", Physical Review C, 85.
- [21] Yang, S., Pi, C. ve Zheng, X., (2011). "Rapid Cooling of Neutron Star in Cassiopeia A and R-mode Damping in the Core", The Astrophysical Journal, 735: L29
- [22] Page, D., Prakash, M., Lattimer, J. M. ve Steiner, A. W., (2011). "Superfluid Neutrons in the Core of the Neutron Star in Cassiopeia A", http://de.arxiv.org/PS_cache/arxiv/pdf/1110/1110.5116v1.pdf, Haziran 2012.
- [23] Shternin, P. S., Yakovlev, D. G., Heinke, C. O., Ho, W. C. G. ve Patnaude, D. J., (2011). "Cooling Neutron Star in the Cassiopeia A Supernova Remnant: Evidence for Superfluidity in the Core", Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 412: L108-L112.
- [24] Guseinov, O. H., Ankay, A. ve Tagieva, S. O., (2005). "Influence of Neutron Star Parameters on Evolutions of Different Types of Pulsars", Astrophysics and Space Science, 298: 553-558.
- [25] Haberl, F., (2007). "The Magnificent Seven: Magnetic Fields and Surface Temperature Distributions", Astrophysics and Space Science, 308: 181-190.
- [26] Guseinov, O. H., Ankay, A., Yazgan, E. ve Tagieva, S. O., (2002). "On Period and Burst Histories of AXPs and SGRs and the Possible Evolution of These Objects on the $P - \dot{P}$ Diagram", International Journal of Modern Physics D, 12: 1-34.

- [27] Tagieva, S. O., Yazgan, E. ve Ankay, A., (2002). "Do Young neutron Stars Which Show Themselves As AXPs, SGRs and radio Pulsars Accrete?", *International Journal of Modern Physics D*, 12: 825-831.
- [28] Wass, A. P., (2005). *Progress in Neutron Star Research*, Nova Science Publishers, New York.
- [29] Uzun, N., (2012). *Free Electron Distribution of the Milky Way*, Yüksek Lisans Tezi, Orta Doğu Teknik Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Ankara.
- [30] Landau, L. D. ve Lifshitz, E. M., (1975). *The Classical Theory of Fields*, 4. Baskı, Butterworth-Heinemann, Hindistan.
- [31] American Institute of Physics, Crab Nebula, <http://www.aip.org/png/html/crabneb.html>, 20 Temmuz 2012.
- [32] Chandra X-Ray Observatory, Crab Nebula, <http://chandra.harvard.edu/photo/1999/0052/>, 20 Temmuz 2012.
- [33] NASA's Imagine the Universe, Supernova Remnants, http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/known2/supernova_remnants.html, 14 Temmuz 2012.
- [34] The Encyclopedia of Science, Supernova Remnants, <http://www.daviddarling.info/encyclopedia/S/supernovaremnant.html>, 14 Temmuz 2012.
- [35] Sanwal, D., Pavlov, G. G., Zavlin, V. E. ve Teter, M. A., (2002). "Discovery of Absorption Features in the X-Ray Spectrum of an Isolated Neutron Star", *The Astrophysical Journal*, 574: L61.
- [36] Ardeljan, N. V., Bisnovatyi-Kogan, G. S. ve Moiseenko, S. G., (2005). "Magnetorotational supernovae", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 359: 333.
- [37] Moiseenko, S. G., Bisnovatyi-Kogan, G. S. ve Ardeljan, N. V. (2006). "A magnetorotational core-collapse model with jets", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 370: 501.
- [38] Heger, A., Woosley, S. E., Langer N. ve Spruit, H. C., (2004). "Presupernova Evolution of Rotating Massive Stars and the Rotation Rate of Pulsars (Invited Review)", *Stellar Rotation, proceedings of IAU Symposium No.215*, edi. by Andre Maeder and Philippe Eenens: 591.
- [39] Heger, A., Woosley, S. E. ve Spruit, H. C., (2005). "Presupernova Evolution of Differentially Rotating Massive Stars Including Magnetic Fields", *The Astrophysical Journal*, 626: 350-363.
- [40] Lyne, A. G., Pritchard, R. S. ve Smith, F.G., (1988). "Crab Pulsar Timing 1982-87", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 233: 667-676.
- [41] Weltevrede, P., Johnston, S. ve Espinoza, C. M., (2010). "The Glitch-Induced Identity Changes of PSR J1119-6127", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 411: 1917-1934.

- [42] Livingstone, M. A., Kaspi, V. M., Gavriil, F. P., ve Manchester, R. N., (2005). "21 Years of Timing PSR B1509-58", *The Astrophysical Journal*, 619: 1046.
- [43] Livingstone, M. A., Ng, C.-Y., Kaspi, V. M., Gavriil, F. P. ve Gotthelf, E. V., (2011), "Post-outburst Observations of the Magnetically Active Pulsar J1846-0258. A New Braking Index, Increased Timing Noise, and Radiative Recovery", *The Astrophysical Journal*, 730: 66.
- [44] Roy, J., Gupta, Y. ve Lewandowski, W., (2012), "Observations of Four Glitches in the Young Pulsar J1833-1034 and Study of Its Glitch Activity", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 424: 2213-2221.
- [45] Guseinov, O. H., Yerli, S. K., Ozkan, S., Sezer, A. ve Tagieva, S. O., (2004). "Distances and Other Parameters for 1328 Radio Pulsars", *Astronomical and Astrophysical Transactions*, 23: 357-367.
- [46] Green, D. A., *A Catalogue of Galactic Supernova Remnants*, (2009), <http://www.mrao.cam.ac.uk/surveys/snrs/>, 25 Mart 2012.
- [47] ATNF Pulsar Catalogue, <http://www.atnf.csiro.au/people/pulsar/psrcat/>, 25 Mart 2012.
- [48] Crawford, F., Gaensler, B. M., Kaspi, V. M., Manchester, R. N., Camilo, F., Lyne, A. G. ve Pivovarov, M.J., (2001). "A Radio Supernova Remnant Associated with the Young Pulsar J1119-6127", *The Astrophysical Journal*, 554: 152-160.
- [49] Clark, D. H. ve Caswell, J. L., (1976). "A Study of Galactic Supernova Remnants, Based on Molonglo-parkes Observational Data", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 174: 267-305.
- [50] Gaensler, B. M., Brazier, K. T. S., Manchester, R. N., Johnston, S. ve Green A. J., (1999). "SNR G320.4-01.2 and PSR B1509-58: New Radio Observations of a Complex Interacting System", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 305: 724-736.
- [51] Ng, C.-Y., Slane, P. O., Gaensler, B. M. ve Hughes, J.P., (2008). "Deep Chandra Observation of the Pulsar Wind Nebula Powered by Pulsar PSR J1846-0258 in the Supernova Remnant Kes 75", *The Astrophysical Journal*, 686: 508-519.
- [52] Bietenholz, M. F. ve Bartel, N., (2008). "The Expansion and Radio Spectral Index of G21.5-0.9: Is PSR J1833-1034 the Youngest Pulsar?", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 386: 1411-1416.
- [53] Persi, P., (2012). "The Crab Nebula in the Infrared", *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 83: 92.
- [54] Camilo, F., Kaspi, V. M., Lyne, A. G., Manchester, R. N., Bell, J. F., D'Amica, N., McKay, N. P. F. ve Crawford, F., (2000). "Discovery of Two High Magnetic Field Radio Pulsars", *The Astrophysical Journal*, 541: 367-373.
- [55] Livingstone, M. A., Kaspi, V. M., Gotthelf, E. V. ve Kuiper, L., (2006). "A Braking Index for the Young, High Magnetic Field, Rotation-Powered Pulsar in Kesteven 75", *The Astrophysical Journal*, 647: 1286-1292.

- [56] Mereghetti, S., Bandiera, R., Bocchino, F. ve Israel, G. L., (2002). "BeppoSAX Observations of the Young Pulsar in the Kes 75 Supernova Remnant", *The Astrophysical Journal*, 574: 873-878.
- [57] Ankey, A., Şahin, S., Karanfil. G. ve Yazgan, E., (2005). "Early Phases of Different Types of Neutron Stars", *International Journal of Modern Physics D*, 14: 1075-1082.
- [58] Gavriil, F. P., Gonzalez, M. E., Gotthelf, E. V., Kaspi, V. M., Livingstone, M. A. ve Woods, P. M., (2008). "Magnetar-Like Emission from the Young Pulsar in Kes 75", *Science*, 319: 1802.
- [59] Kumar, H. S. ve Safi-Harb, S., (2008). "Variability of the High Magnetic Field X-ray Pulsar PSR J1846-0258 Associated with the Supernova Remnant Kes 75 as Revealed by the Chandra X-ray Observatory", *The Astrophysical Journal*, 678: L43-L46.
- [60] Archibald, A. M., Kaspi, V. M., Livingstone, M. A. ve McLaughlin M. A., (2008). "No Detectable Radio Emission from the Magnetar-Like Pulsar in Kes 75", *The Astrophysical Journal*, 688: 550-554.
- [61] Kuiper, L. ve Hermsen, W., (2009). "High-Energy Characteristics of the Schizophrenic Pulsar PSR J1846-0258 in Kes 75", *Astronomy & Astrophysics*, 501: 1031-1046.
- [62] Livingstone, M. A., Kaspi, V. M. ve Gavriil, F. P., (2010). "Timing Behavior of the Magnetically Active Rotation-Powered Pulsar In the Supernova Remnant Kes75", *The Astrophysical Journal*, 710: 1710-1717.
- [63] Gupta, Y., Mitra D., Green, D. A. ve Acharyya, A., (2005), "The discovery of PSR J1833-1034 : the pulsar associated with the supernova remnant G21.5-0.9", *Current Science*, 89: 853-856.
- [64] Camilo, F., Ransom, S. M., Gaensler, B. M., Slane, P. O., Lorimer, D. R., Reynolds, J., Manchester, R. N. ve Murray, S. S., (2006). "PSR J1833-1034: Discovery of the Central Young Pulsar in the Supernova Remnant G21.5-0.9", *The Astrophysical Journal*, 637: 456-465.
- [65] Roy, J., Gupta, Y. ve Lewandowski, W., (2010). "Detection of Multiple Glitches from the Young Pulsar J1833-1034", *AIP Conf. Proc.*, 1357: 134-135.
- [66] Renaud, M., Marandon, V., Gotthelf, E. V., Rodriguez, J., Terrier, R., Mattana, F., Lebrun, F., Tomsick, J. A. ve Manchester, R. N., (2010). "Discovery of a Highly Energetic Pulsar Associated with IGR J14003-6326 in a Young Uncataloged Galactic Supernova Remnant G310.6-1.6", *The Astrophysical Journal*, 716: 663-670.
- [67] Landecker, T. L., Roger, R. S. ve Higgs, L. A., (1980). "Atomic Hydrogen in a Field in Cygnus X Containing the Supernova Remnant G78.2+2.1", *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 39: 133-151.

- [68] Landecker, T. L., Higgs, L. A. ve Wendker, H. J., (1993). "G76.9+1.0, A Supernova Remnant and Unusual Properties", *Astronomy and Astrophysics*, 276: 522.
- [69] Halpern, J. P. ve Gotthelf, E. V., (2010). "Two Magnetar Candidates in HESS Supernova Remnants", *The Astrophysical Journal*, 710: 941-947.
- [70] Camilo, F., Ransom, S. M., Gaensler, B. M. ve Lorimer, D. R., (2009). "Discovery of the Energetic Pulsar J1747-2809 in the Supernova Remnant G0.9+0.1", *The Astrophysical Journal Letters*, 700: L34-L38.
- [71] Sato, T., Bamba, A., Nakamura, R. ve Ishida, M., (2010). "Identification of CXOU J171405.7-381031 as a New Magnetar with XMM-Newton", *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 62: L33-L36.
- [72] Taylor, J. H., Manchester, R. N. ve Lyne, A. G., (1993). "Catalog of 558 pulsars", *Astrophysical Journal Supplement Series*, 88: 529-568.
- [73] Frail, D. A., Giacani, E. B., Goss, W. M. ve Dubner, G., (1996). "The Pulsar Wind Nebula around PSR B1853+01 in the Supernova Remnant W44", *Astrophysical Journal Letters*, 464: L165.
- [74] Koo, B-C., Reach, W. T., Heiles, C., Fesen, R. A. ve Shull J. M., (1990). "Detection of an Expanding H I Shell in the old Supernova Remnant CTB 80", *Astrophysical Journal*, 364: 178-186.
- [75] Halpern, J. P. ve Gotthelf, E. V., (2010). "An Energetic Magnetar in HESS J1713-381/CTB37B", *The Astrophysical Journal*, 725: 1384-1391.
- [76] Gaensler, B. M. ve Wallece, B. J., (2003). "A Multy-Frequency Radio Study of Supernova Remnant G292.0+1.8 and Its Pulsar Wind Nebula", *The Astrophysical Journal*, 594: 326-339.
- [77] Caswell, J. L. ve Barnes, P. J., (1985). "A New Galactic Supernova Remnant, G312.4-0.4", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 216: 753-760.
- [78] Halpern, J. P., Gotthelf, E. V., Camilo, F., Helfand, D. J. ve Ransom, S. M., (2004). "X-Ray, Radio, and Optical Observations of the Putative Pulsar in the Supernova Remnant CTA 1", *The Astrophysical Journal*, 612: 398-407.
- [79] Trepl, L., Hui, C. Y., Cheng, K. S., Takata, J., Wang, Y., Liu, Z. Y. ve Wang, N., (2010). "Multiwavelength properties of a new Geminga-like pulsar: PSRJ2021+4026", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 405: 1339-1348.
- [80] Arzoumanian, Z., Gotthelf, E. V., Ransom, S. M., Safi-Harb, S., Kothes, R. ve Landecker, T. L., (2011). "Discovery of an Energetic Pulsar Associated with SNR G76.9+1.0", *The Astrophysical Journal*, 739: 39.
- [81] Razzano, M., (2009). "First light from the Vela pulsar with the Fermi Gamma-ray Space Telescope", *Science with the New Generation of High Energy Gamma-Ray Experiments: Proceedings of the 6th Edition: Bridging the Gap Between GeV and TeV. AIP Conference Proceedings*, 1112: 89-94.

- [82] Large, M. I., Vaughan, A. E. ve Mills, B. Y., (1968). "A Pulsar Supernova Association?", *Nature*, 220: 340-341.
- [83] Wolszczan, A., Cordes, J. M. ve Dewey, R.J., (1991). "Discovery of a Young, 267 Millisecond Pulsar in the Supernova Remnant W44", *Astrophysical Journal*, 372: L99-L102.
- [84] Kassim, N.E, Weiler K.W., Baum S.A., (1991). "A New Look at the 'Jet' in the CTB 37A/B Supernova Remnant Complex", *The Astrophysical Journal*, 374: 212-217.
- [85] Tian, W. W. ve Leahy, D. A., (2012). "Distances of the TeV Supernova Remnant Complex CTB 37 Towards the Galactic Bar", *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421: 2593-2597.
- [86] Camilo, F., Manchester, R. N., Gaensler, B. M., Lorimer, D. R. ve Sarkissian, J., (2002). "PSR J1124-5916: Discovery of a Young Energetic Pulsar in the Supernova Remnant G292.0+1.8", *The Astrophysical Journal*, 567: L71.
- [87] Renaud, M., Marandon, V., Gotthelf, E. V., Rodriguez, J., Terrier, R., Mattana, F., Lebrun, F., Tomsick, S. A. ve Manchester, R. N., (2010). "Discovery of a Highly Energetic Pulsar Associated with IGR J14003-6326 in the Young Uncataloged Galactic Supernova Remnant G310.6-1.6", *The Astrophysical Journal*, 716: 663-670.
- [88] Giacani, E. B., Dubner, G. M., Green, A. J., Goss, W. M. ve Gaensler, B.M., (2000). "The Interstellar Matter in the Direction of the Supernova Remnant G296.5+10.0 and the Central X-Ray Source 1E 1207.4-5209", *The Astronomical Journal*, 119: 281-291.
- [89] Zavlin, V. E., Pavlov, G.G., Sanwal, D. ve Trümper, J., (2000). "Discovery of 424 Millisecond Pulsations from the Radio-quiet Neutron Star in the Supernova Remnant PKS 1209-51/52", *The Astrophysical Journal*, 540: L25-L28.
- [90] Dip, R., Kaspi, V. M. ve Gavriil, F. P., (2008). "Glitches in Anomalous X-Ray Pulsars", *The Astrophysical Journal*, 673: 1044-1061.
- [91] Gavriil, F. P. ve Kaspi, V. M., (2002). "Long-Term Rossi X-Ray Timing Explorer Monitoring of Anomalous X-Ray Pulsars", *The Astrophysical Journal*, 567: 1067-1076.
- [92] De Luca, A., Mereghetti, S., Caraveo, P. A., Moroni, M., Mignani, R. P. ve Bigsmi, G. F., (2004). "XMM-Newton and VLT observations of the isolated neutron star 1E 1207.4-5209", *Astronomy and Astrophysics*, 418: 625-637.
- [93] Arendt, R.G., Dwek, E., Blair, W. P., Ghavamian, P., Hwang, U., Long, K. S., Petre, S., Rho, J. ve Winkler, P. F., (2010). "Spitzer Observations of Dust Destruction in the Puppis A Supernova Remnant", *The Astrophysical Journal*, 725: 585-597.
- [94] Gotthelf, E. V. ve Halpern, J. P., (2007). "Precise Timing of the X-ray Pulsar 1E 1207.4-5209: A Steady Neutron Star Weakly Magnetized at Birth", *The Astrophysical Journal*, 664: L35-L38.

- [95] Tian, W.W. ve Leahy, D. A., (2008). "The Distance and Age of the Supernova Remnants Kes 73 and AXP 1E 1841-045", *The Astrophysical Journal*, 677: 292-296.
- [96] Sun, M., Seward, F. D., Smith, R. K. ve Slane, P. O., (2004). "Chandra View of Kesteven 79: A Nearly Isothermal Supernova Remnant with Rich Spatial Structure", *The Astrophysical Journal*, 605: 742-750.
- [97] Sasaki, M., Plucinsky, P.P., Gaetz, T. J., Smith, R. K., Edgar, R. J. ve Slane, P. O., (2004). "XMM-Newton Observations of the Galactic Supernova Remnant CTB 109 (G109.1-1.0)", *The Astrophysical Journal*, 617: 322-338.
- [98] Yar-Uyaniker, A., Uyaniker, B. ve Kothes, R., (2004). "Distance of Three Supernova Remnants from H I Line Observations in a Complex Region: G114.3+0.3, G116.5+1.1, and CTB 1 (G116.9+0.2)", *The Astrophysical Journal*, 616: 247-256.
- [99] Gotthelf, E. V. ve Halpern, J. P., (2009). "Discovery of a 112 ms X-Ray Pulsar in Puppis A: Further Evidence of Neutron Stars Weakly Magnetized at Birth", *The Astrophysical Journal Letters*, 695: L35-L39.
- [100] Tam, C. ve Roberts, M. S. E., (2003). "The Expansion of G11.2-0.3, a Radio Composite Supernova Remnant", *The Astrophysical Journal*, 598: L27-L30.
- [101] Wachter, S., Patel, S. K., Kouveliotou, C., Bouchet, P., Özel, F., Tennant, A. F., Woods, P. M., Hurley, K., Becker, W. ve Slane, P., (2004). "Precise Localization of the Soft Gamma Repeater SGR 1627-41 and the Anomalous X-Ray Pulsar AXP 1E1841-045 with Chandra", *The Astrophysical Journal*, 615: 887-896.
- [102] Hulleman, F., Tennant, A. F., van Kerkwijk, M. H., Kulkarni, S. R., Kouveliotou, C. ve patel, S. K., (2001). "A Possible Faint Near-Infrared Counterpart to the Anomalous X-Ray Pulsar 1E 2259+586", *The Astrophysical Journal*, Volume 563: L49-L52.

ÖZGEÇMİŞ

KİŞİSEL BİLGİLER

Adı Soyadı : Pınar KÜTÜKCÜ
Doğum Tarihi ve Yeri : 13 Ağustos 1980 İstanbul
Yabancı Dili : İngilizce, Almanca
E-posta : pinarkutukcu@gmail.com

ÖĞRENİM DURUMU

Derece	Alan	Okul/Üniversite	Mezuniyet Yılı
Y. Lisans	Fizik	Yıldız Teknik Üniversitesi	2012
Lisans	Fizik Öğretmenliği	Hacettepe Üniversitesi	2004
Lise	Fen-Matematik	Burak Bora Anadolu Lisesi	1998

YAYINLARI

Proje

1. Araştırmacı, Boğaziçi Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projesi, 5889, “Değişik Tip İzole Nötron Yıldızlarının ve Süpernova Kalıntılarının Veri İncelemesi”
