

T. C.
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ
ENSTİTÜSÜ

OTOMATİK ÇİZGİ TANIMI PROGRAMI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

(Fizik Anabilim Dalı Fizikte Bilgi İşlem Programı)

Tülin GÜZEL

Danışman : Prof. Dr. Çetin BOLCAL

EYLÜL — 1992

TEŞEKKÜR

Bu çalışmamı yaparken bana her türlü olanağı tanıyan, beni destekleyen, yapıcı uyarılarıyla beni yönlendiren ve bana karşılıklı fikir alış verişine ve tartışmaya açık bir çalışma ortamı sağlayan çok değerli hocam Prof. Dr. Çetin Bolcal' a teşekkürü bir borç bilirim.

Bilkom Genel Müdürü, Sayın Vural Yılmaz' a bölümümüze bağışladığı ve bu çalışmada kullanılan Macintosh LC bilgisayarı için teşekkür ederim.

Bu çalışmanın bolluk analizinin yapıldığı IETT Bilgi İşlem Dairesi personeline de Bilgi İşlem Dairesi Başkanı, Sayın Fikret Çakır' ın şahsında teşekkür ederim.

Çalışmalarım sırasında bana her zaman destek olan arkadaşlarım; Araş. Gör. N. Akşener, Araş. Gör. Hasan Aslan, Araş Gör. Pelin Sarıtepe ve diğer tüm arkadaşlarıma teşekkür ederim.

Son olarak bölümümüzde sağladığı huzurlu çalışma ortamı ile bizleri destekleyen Fizik Bölüm Başkanımız, Sayın Prof. Dr. Şehsuvar Zebitay' a da teşekkür ederim.

İÇİNDEKİLER

ÖZET

ABSTRACT

I. BÖLÜM

Probleme Genel Bakış.....	1.
---------------------------	----

II. BÖLÜM

Çizgi Tanı Yöntemleri	3.
-----------------------------	----

III. BÖLÜM

Yıldız Atmosferleri Ve Tayfı.....	6.
III.1. Sürekliliğin Oluşumu.....	8.
III.2. Çizgi Oluşumu.....	8.
III.3. Bir Spektrel Çizginin Şeklini Etkileyen Etkenler.....	8.
III.3.a) Doppler Genişlemesi.....	9.
III.3.b) Doğal Genişleme.....	10.
III.3.c) Çarpışma Olayları Sonucu Meydana Gelen Genişleme.....	11.
III.3.d) Zeeman Olayı.....	12.

IV. BÖLÜM

Çizgi Tanı Programı

IV.1. Astrofiziksel Veri.....	13.
-------------------------------	-----

IV.2. Yöntem Ve Program.....	15.
------------------------------	-----

V. BÖLÜM

Sonuçlar Ve Tartışma.....	31.
---------------------------	-----

KAYNAKLAR.....	47
----------------	----



OZET

Yıldızlardan gelen ışınım soğurma ve emisyon çizgileriyle karakterize edildiğinden, yıldızların evrimine ait tüm fiziksel mekanizmaların anlaşılmasında ilk adım çizgi tanısıdır. Klasik yöntemle çizgi tanısı işlemi yıldızın çizgi spektrumu ile laboratuvarıda elde edilen atomsal çizgi şiddet ve dalgaboyu değeriğerlerinin karşılaştırılmasına dayanır.

Çalışmanın temel amacı çizgi tanısı işlemini daha kolay ve sonuçlarını daha güvenilir hale getirmektir. Bunun için hazırlanan bilgisayar programı aynı zamanda yıldız atmosferlerinin analizinde kullanılacak, spektrumdan elde edilebilen diğeri fiziksel ölçümlerin yapılabilmesine de olanak vermektedir.

Program Macintosh İşletim Sisteminde 'True Basic' programlama dili kullanılarak yazılmıştır. İnteraktif olarak çalışan programda araştırmacı ekran üzerinde tüm spektrumı gözleyebilir ve seçtiğı çizgiler üzerinde çalışabilir.

Bu çalışmada örnek olarak Güneş spektrumu kullanılmıştır. Program belirli bir bölge için çalıştırılarak elde edilen sonuçlar daha önce yapılan eşdeğer genişlik ölçümleri ile karşılaştırılmış ve programdan bulunan sonuçlarla daha önce Moore tarafından yapılan ölçüm sonuçlarının doğruluğunu araştırmak için, eşdeğer genişlik değeriğerlerinden itibaren güneşteki Fe bolluğı hesaplanmış ve sonuçlar karşılaştırılmıştır.

ABSTRACT

Since the radiation coming from the star is characterized by an absorption line, line identification is the first step to understand the process of line formation and all other physical mechanisms in evolution of stars.

The traditional method of atomic line identification in a stellar spectrum based on the comparison of stellar and atomic line intensities and wavelengths from catalogues.

This study is to establish a computer program which makes an automated line identification and computes equivalent width of chosen line, interactively. In this study, the line identification program is developed to automate the intricate and tedious process of stellar line identification. The computer program is written in 'True Basic Language' for Macintosh Operating System. The program is working interactively, so the user can be able to study on the whole spectrum and on a chosen line displayed on the graphic terminal. In this study solar spectrum is used as observational data. The program is run for a chosen spectral region and the line identifications, equivalent widths are compared with the Moore's values and Fe I abundances are calculated from this programs' and Moores' values.

I. BÖLÜM

PROBLEME GENEL BAKIŞ

Bir gökcismi hakkında bilgi ondan algılanan ışıının incelenmesi ile elde edilir. Bu bilgi ışıının kaynağının yapısı sıcaklığı ve bulunduğu fiziksel koşulları içerir. Astrofiziğin yıldız atmosferlerini inceleyen bilim dalında bolluk analizinin büyük önemi vardır. Yıldız atmosferinin element bolluğu, yıldızın oluşum mekanizmasına kadar uzanan bir dizi fiziksel olayı içerir. Yıldız içerisinde meydana gelen termonükleer reaksiyonlar sonucu dışarı doğru fıskıran enerji atmosferde daha soğuk bir ortamla karşılaştığında soğrularak sürekli ışıının üzerinde bir absorbsiyon çizgi tayfının oluşmasına neden olur.(Bolcal, 1987).

Tayfda bulunan çizgilerin hangi atom ya da molekülün hangi geçişine karşılık olduğunun belirlenmesi laboratuvarda elde edilen tayflarla yıldızdan elde edilen tayfların karşılaştırılması ile mümkün olur. Laboratuvarda, belirli bir elementin atom ve iyonlarını içerdği bilinen ışıık kaynaklarının tayfları incelenir ve böyle bir ışıık kaynağının tayfı yıldız tayfında görülen çizgilerle karşılaştırılır. Laboratuvardaki elementin tayfında gözlenen çizgilerle aynı çizgiler görülürse ve başka elementlerin benzer çizgileri bulunmuyorsa, yıldız tayfında gözlenen bu çizgilerin o elementten kaynaklandığı sonucuna varılır. Başka elementlerin çizgi tanımının yapılabilmesi için, diğer elementlerin atomlarını içeren bir başka ışıık kaynağının da laboratuvarda incelenmesi gerekir. Tüm tayf çizgilerinin çözümlenmesi ve hangi çizgilerin hangi elementlerden kaynaklandığının belirlenmesi uzun süreli laboratuvar çalışmalarını gerektirmektedir. Hala, laboratuvar çalışmalarıyla yıldız tayflarındaki spektrel çizgilerin tümü tanımlanmış değildir, fakat çizgilerin

önemli bir kısmı için hangi elementlerdeki geçişlerin o çizgilere neden olduğu bilinmektedir. Bunu içeren geniş tablolar mevcuttur. Moore tarafından hazırlanmış olan ve verilen bir çizgi için bu çizginin hangi atom veya iyondan kaynaklandığı şeklinde çizgilerin tanımlarını veren ' A Multiple Table Of Astrophysical Interest ' (Moore, 1945, 1965) çizgi tanısında kullanılan önemli bir kaynaktır. Bazen hemen hemen aynı dalga boyunda bulunan bir çizgiye farklı elementler neden olabilirler. Böyle bir durumda, araştırmacı bir ön incelemeden sonra daha ayrıntılı olarak diğer çizgilerden hangilerinin görülebileceğini incelemelidir. Örneğin, FeI çizgilerinden biri olasıysa, orada diğer kuvvetli FeI çizgilerinin bulunup bulunmadığı kontrol edilmelidir, eğer yoksa, o çizginin bir FeI çizgisi olduğu şeklinde bir tanı olası değildir. Bazı durumlarda yıldız tayflarındaki çizgilerin tanısı işlemi okadar karmaşıktır ki iki veya daha fazla element aynı çizgiye uygun olabilir.

Bir yıldız tayfında çizginin tanınması tüm işlemlerin başında gelmektedir. Mutlaka yapılması gereken bu işlem genelde oldukça sıkıcı ve zordur, ayrıca araştırmacının çok zamanını alır. Bu çalışmanın amacı bu işlemi bilgisayar aracılığı ile kolaylaştırmak, araştırmacının karşısına otomatik olarak tayftaki çizginin hangi elementin ya da elementlerin hangi mümkün geçişlerine ait olduğunu vermektir. İşlem sonunda araştırmacı bilgi ve deneyimine dayanarak çizgiler arasındaki seçimi yine kendisi yapacaktır. Program ayrıca element bolluğuna temel teşkil edecek eşdeğer genişlik, yarı genişlik gibi çizgiye ait ölçümleri de yapmaktadır. Bu konuda hazırlanan başka bilgisayar programları da vardır. Ancak Macintosh İşletim Sistemi (MOS) ortamında böyle bir çalışma ilk defa yapılmaktadır.

II. BÖLÜM

ÇİZGİ TANI YÖNTEMLERİ

Çizgi tanısı işleminde kullanılan iki yöntem vardır: 'Klasik yöntem' ve 'Dalga Boyu İstatistikleri (Wavelength Coincidence Statistics) (W.C.S.),' yöntemi.(Ansari, 1987; Gulliver, 1990; Guthrie, 1987)

'Klasik' yöntemle çizgi tanısı işleminde multipleler kullanılır. İki terim arasındaki bütün geçişlerin toplamı bir multiple meydana getirir. Bir multipledeki çizgilerin izafi şiddetleri eksitasyon durumlarına duyarlı olmadığından yıldız ve laboratuvar tayflarında birbirlerine benzerler. Bu nedenle, bir yıldız tayfındaki çizgilerin klasik yöntemle tanısının yapılması, yıldızın tayfındaki çizgilerin şiddet ve dalgaboylarının çeşitli elementlere ait çizgilerin laboratuvar şiddet ve dalga boyu değerleriyle karşılaştırılmasına dayanır. Bunun için elementlere ait laboratuvar şiddet ve dalga boyu değerlerini veren katologlardan (Moore, 1945, 1965) ve benzer yıldızların çizgi tanılarından yararlanılır. Klasik yöntemle çizgi tanısı, herbir elementin yalnız bir çizgi oluşturduğu varsayımı ile yapılır ve bir atom veya iyonlaşmış elementin bağlı enerji seviyeleri arasındaki geçişlerine karşılık olan çizgilerinin tek tek belirlenmesini sağlar. Standart işlem; bir multiplenin bileşenlerinin katologlarda bulunup bulunmadığının incelenmesidir. Bu işlemden sonra benzer eksitasyon potansiyelli ve laboratuvar şiddetli diğer çizgilere bakılır. Karışık bir yıldız tayfının tanısının yapılmasında bu yöntemin kullanımı çok iyi sonuç vermeyebilir. Bazı multiplelerin yalnız bir kuvvetli çizgisi olduğu ve bir multipledeki çizgilerin bazıları yıldız tayfının içerisine aldığı dalga boyu

aralığının dışına çıktığından multiple yöntemi her zaman uygulanabilir bir yöntem değildir. 'Klasik' yöntemle çizgi tanısında karşılaşılan diğer problemler ise düşük eksitasyon potansiyelinde çizgilerin üst üste binmelerinin (blend çizgilerin) yıldız çizgilerinin keskinliğini bozması, laboratuvar çizgi şiddet değerlerinin azlığı ve karmaşık tayflar için LS kuplajının bozulmasıdır.

Hartoog, Cowley ve Cowley (1973) yoğun çizgili yıldız tayflarındaki elementlerin tanısı için WCS yöntemini geliştirmişlerdir. WCS yönteminde herbir element için laboratuvar çizgilerinden oluşan bir set seçilir, laboratuvar ve yıldız dalga boylarından birbirine uyanlar, belirli bir hata sınırı içerisinde sayılırlar. Sayımlar, aynı zamanda, çok sayıda rastgele dalga boyundan oluşan setler için de yapılır, böylece çizgi tanısı için bir güvenilirlik derecesi belirlenir. Pratikte kabul edilen hata aralığı oldukça geniş olmalıdır ($\pm 0.006\text{\AA}$). Böylece çizgilerin üst üste binmeleri, ince yapı, izotopik değişimler ve bazı elementler için laboratuvar dalga boylarındaki hatalar hesaba katılabilir. Çizgi şiddetleri seçilirken keyfi bir sınır gözönünde tutularak bu seçim yapıldığında ve çizgi seçiminde farklı sınır değerleri denendiğinde laboratuvar çizgilerinden oluşan uygun bir set seçimi güç olabilir. (Cowley, 1981). Laboratuvar eksitasyon hallerinin, yıldız atmosferindekinden çok farklı olduğu durumlarda, farklı aralıklardaki eksitasyon potansiyellerinin ayrı ayrı gözönüne alınması daha uygundur. Rastgele dalga boyları;

$$\lambda_i(\text{kontrol}) = \lambda_i(\text{lab.}) \pm [0.5 + 10 R_i] \dots\dots\dots \text{II-1.}$$

bağıntısı ile hesaplanırlar. Bu bağıntıda kullanılan parametreler:

R_i : Sıfırla bir arasında uniform olarak dağılan rastgele bir sayıdır.

0.5 : Laboratuvar ve kontrol dalgaboylarının çakışmaması için kullanılan bir sabittir.

Kontrol setlerinin yarısı ' + ', yarısı ' - ', işaretli olarak oluşturulur. Araştırmacı $\pm w$ kadarlık hata payıyla (aralıkla), kontrol setlerinin herbirindeki çizgileri belirleyebilir.

Cowley ve Aikman (1980), WCS yöntemiyle aşağıda verilen 's' parametresi kullanılarak, bir yıldızdaki elementlerin miktarının yaklaşık olarak hesaplanabileceğini göstermiştir.

$$s = \frac{(H_0 - \langle H \rangle)}{\sigma} \dots\dots\dots \text{II-2.}$$

II-2. bağıntısında kullanılan parametreler :

H_0 : Laboratuvar ve yıldız dalga boylarından birbirine uyanların sayısı.

$\langle H \rangle$: Ayrıntılı bir bolluk tayini için gözönüne alınmaları çok önemli olmayan fakat çizgi tanımlarının güvenilirliğinde hata olmaması açısından alınmalarında fayda olan, zayıf çizgilerin dalga boylarından oluşan bir sette laboratuvar dalga boylarıyla birbirine uyanların ortalama sayısı.

σ^2 : H' in standart sapması.

WCS yöntemi çok sayıda çizgi içeren yıldız tayflarının incelenmesinde kullanılabilen bir yöntemdir. Önemi kaliteli analizlerle sınırlı değildir. WCS yöntemi ile tüm elementler için son derece geniş kapsamlı bir araştırmayı çok hızlı bir şekilde yapılabildiği gibi, ' Klasik ' yöntemle tanısı tam olarak yapılamayan bir yıldız tayfının tanısı tam olarak yapılabilmektedir.

' WCS ' yöntemi ile ' klasik ' yöntem, karmaşık bir yıldız tayfında az sayıda bulunan çok çizgili atomların belirlenmesinde birbirleriyle bağlantılıdır. Multiple ve WCS yöntemleri birbirini tamamlayan iki yöntemdir.

WCS ve klasik yöntem arasında CaII, NaI gibi az sayıda bulunan atomik çizgilerin tanısında uyumsuzluk vardır. Bu, istatistiksel bir yöntem olan WCS için bir dezavantajdır.

III. BÖLÜM

YILDIZ ATMOSFERLERİ VE TAYFI

Yıldız atmosferleri hakkındaki çalışma gerek gözlemciler gerekse kuramcıların dikkatini çeken, astrofiziğin önemli dallarından biridir. Bu konudaki çalışmalar yıldız tayflarının yorumlanması doğrultusundadır. Diyebiliriz ki yıldızlar ve yıldız sistemleri hakkında tüm bilinenler onlara ait tayflardan elde edilir. Bir yıldız tayfının incelenmesi demek radyasyon alanının frekans dağılımı hakkında bilgi edinmek demektir. Geniş tayf aralığına bakıldığında frekans dağılımı genelde düzgündür ve bu sürekliliğe karşılıktır. Daha dar aralıklarda tayf çizgileri veya bantlar gözlenir. Burada frekans dağılımı daha keskindir. Süreklilik fotoiyonizasyon, tekrar bağlanma (recombinasyon) gibi serbest-bağlı, bağlı-serbest geçişlerden yada serbest-serbest geçişlerden ortaya çıkar. Bağlı-bağlı geçişlerden tayf çizgileri oluşur. Tayfın tümü yıldız atmosferinin fiziksel ve dinamik durumu ve kimyasal yapısı hakkında çok sayıda bilgi içerir.

Kabaca bir yıldızın termonükleer reaksiyonlarının olduğu bir iç kısmı ile bunu çevreleyen daha soğuk, oldukça ince bir atmosferden oluştuğu düşünülebilir. Bu durumda Kirchoff' un kendi adını taşıyan yasalar yardımı ile sürekli tayf üzerinde kesikli kara çizgiler yada daha geniş molekül bantlarının oluşum işlemi açıklanabilir.

Kirchoff yasalarına göre;

- a) Akkor halde bulunan bir katı, sıvı yada gaz yeterli bir basınç altında sürekli bir tayf verir.
- b) Akkor haldeki seyreltilmiş gaz (basıncı düşürülmüş) parlak çizgilerden oluşan bir kesikli tayf verir.
- c) Daha sıcak bir sürekli tayf kaynağının önüne yerleştirilen akkor haldeki bir gaz sürekli tayf üzerine eklenen bir kara çizgi tayfı yani soğurma tayfı verir. Bu çizgilerin yerleri gazın doğal olarak verdiği çizgilerin yerleri ile aynıdır. Parlak ve kara çizgi tayfindan başka moleküllere ait olduğu bilinen bant spektrumları da vardır. Bu son derece sadeleştirilmiş bir modeldir. Aslında sürekli tayfın ve çizgi tayfının oluştuğu bölgeleri birbirinden tamamen ayırmak mümkün değildir.

Buna göre yıldızın içerisinde oluşan etkileşmeler sonucu çok büyük bir enerji dışarıya doğru çıkar. Bu enerjinin kaynağı hafif çekirdeklerin birleşmesi ile meydana gelen termonükleer reaksiyonlardır. Yıldızların yayınladıkları büyük miktardaki enerjiyi açıklayabilecek iki temel etkileşim dizisi vardır. Bunlardan her ikisinde dört protonun birleşerek He çekirdeği meydana getirmesi ile sonuçlanır. İki proton arasında doğrudan doğruya karşılıklı etki şeklinde başlayan birinci diziye proton-proton zinciri, karbon çekirdeğinin bir katalizör gibi davranarak dört protonun birleşip He çekirdeği oluşturması olayına da proton-karbon zinciri denir. Böylece ortaya çıkan enerji yıldızın atmosferinde soğularak sürekli tayf üzerinde atmosferdeki elementlerin iyonizasyon ve eksitasyon durumlarına göre çizgi soğurma tayfını oluştururlar.

III.1. SÜREKLİLİĞİN OLUŞUMU

Serbest dolaşan bir elektron herhangi bir fiziksel etkileşme sonucu üzerindeki enerjiyi atıp, daha düşük enerjili serbest yada bağlı bir seviyeye geçebilir. Serbest seviyeler kuantalaşmış olmadığı için üzerlerindeki enerjiyi sürekli tayf halinde yayınlayabilirler.

III.2. ÇİZGİ OLUŞUMU

Soğurma çizgileri bağlı-bağlı geçişler sonucu ortaya çıkarlar. Ortamın sıcaklığına ve basıncına bağlı olarak atomlar ve iyonlar belirli uyarılmış seviyelerde bulunurlar. Üst uyarılmış seviyede bulunan bir elektron üzerindeki fazla enerjiyi belirli bir dalga boyunda atabileceği gibi bunun tersine olarak uygun dalga boyundaki enerjiyi soğurarak üst enerji seviyelerinden birine geçebilir. Daha sonra bu enerjiyi çarpışma ve bunun gibi etkileşimlerle atar. Alt seviyeden üst seviyeye doğru elektronun bağlı-bağlı geçiş yapması bir soğurma çizgisinin oluşumun neden olur. Böylesine binlerce geçiş, daha sonra üzerinde durulacağı gibi, tayfda belirli genişlikte soğurma çizgilerinin ortaya çıkmasına neden olur.

III.3. BİR SPEKTREL ÇİZGİNİN ŞEKLİNİ ETKİLEYEN ETKENLER.

Bir elektronun farklı enerji seviyeleri arasındaki geçişlerinde fotonların yayınlandığı veya soğrulduğu enerjiler, aynı bir atom söz konusu olduğunda, aynı seviyeler için atomdan atoma değişmez. Buna göre, bütün spektrel

çizgilerin son derece ince ve keskin olması gerekir. Bir spektrel çizginin ister yayınlanma ister soğrulma halinde olsun, kullanılan optik sisteme bağlı olmayan bir genişliği bulunduğu deneylerden bilinmektedir. Birçok halde de aynı tayfda geniş ve dar çizgiler bir arada görülür. Çizginin bu genişliğinin içindeki enerji eş dağılımlı değildir. Merkezi dalga boyunun iki yanına doğru şiddetin dağılım eğrisi, çizginin profilini verir. Spektrel çizgilerin genişlemesine neden olan olaylar şunlardır;

- a) Doppler Genişlemesi
- b) Doğal Genişleme
- c) Çarpışma Genişlemesi
- d) Zeeman Olayı

a) Doppler Genişlemesi

Doppler etkisi bir fotonun kaynaktan gözlenen frekansıya, bir gözlemci tarafından gözlenen frekansının farklı olmasına neden olur. Doppler Genişlemesi sıcaklığa ve gazın kimyasal kompozisyonuna bağlıdır. Belli bir ' T ' sıcaklığındaki gazın ' m ' kütleli tanecikleri, gelişigüzel hızlarla hareket ederler. Bir yıldız atmosferinde foton yayınlayan atomların böyle gelişigüzel termal hızlarından dolayı, bazıları gözlemciye doğru, bazıları ise gözlemciden uzaklaşacak şekilde hareket ederler. Bu hareketler gözlemcinin görüş doğrultusu boyunca tayfda bir Doppler yerdeğişimi meydana getirirler .

Daha açık bir şekilde ifade edilirse, sabit bir kaynaktan gelen bir ışınım için dalga boyu veya frekans ölçümü yapılmış olsun. Kaynağa durağan bir hız verildiğinde, kaynak gözlemciye yaklaşıyorsa gözlenen tayf çizgileri tayfın mavi tarafına kaymış olarak gözlenir. Kaynak ne kadar hızlı hareket ediyorsa

çizgilerin yerdeğişimi o kadar büyük olacaktır. Gözlemci ve kaynak birbirlerinden uzaklaşıyorlarsa, gözlemci daha büyük bir dalga boyunda ışınım gözleyecektir. Sonuç olarak çizginin her iki tarafında genişleme olur.

$\Delta\lambda$ yerdeğiştirme miktarı, gözlenen dalga boyu (λ_0) la laboratuvar dalga boyu (λ) arasındaki fark olarak alındığında, aşağıdaki ifade çizgideki genişleme miktarını verir.

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$$

v: Kaynağın gözlemcinin bakış doğrultusuna göre hızı.

c: Işık hızıdır.

b) Doğal Genişleme

Yörüngeler arasındaki geçişler sonunda ortaya çıkan soğurma çizgileri netliklerini kaybetmişler, yani bir miktar genişlemişlerdir. Bunun nedeni bir fotonun soğrulması ile atomun yapısının hafifçe de olsa bozulması ve bunun sonucu olarak bir yörüngeden diğer bir yörüngeye geçiş esnasında atomik enerji seviyelerinde bir miktar bozulma meydana gelmesidir. Çizgilerin doğal genişleme yoluyla genişlemesi, astrofizikte özellikle az yoğun ortamlardaki kuvvetli çizgiler için çok önemlidir.

Doğal genişleme bir enerji seviyesinin gerçek yaşam süresine bağlıdır. Bir atomun belirli bir eksitlenme halinde kalabilme süresi çok azdır, atomlar sürekli olarak enerji seviyeleri arasında gidip gelirler fakat buna karşın seviyelerin ömürleri sınırlıdır (10^{-8} sn). Heinsenberg belirsizlik prensibine göre belirli bir durumdaki enerjinin tayininde;

$$\Delta E \leq \frac{h}{2\pi \Delta t}$$

kadarlık bir belirsizlik vardır. Δt , seviyenin ömrü üzerindeki belirsizlik ve h , planck sabitidir. Absorbsiyon veya emisyon çizgisinin, foton frekansında meydana gelen belirsizlik;

$$\Delta E = h \Delta \nu$$

$$\Delta \nu \cong \frac{1}{2\pi \Delta t}$$

ile verilir.

Görünen ışık için doğal genişleme, yaklaşık olarak 0.05 Ådur.

c) Çarpışma Olayları Sonucu Meydana Gelen Genişleme.

Bir ortamda atom, iyon ve elektronlardan oluşan bir gazda, parçacıklar birbirlerinin yeteri kadar yakınından geçtikleri zaman, birbirlerini etkilerler. Birbirlerini etkileyecek kadar yaklaşan, hareket halindeki iki parçacık arasındaki etkiye ' çarpışma ' adı verilir. Atom-atom, atom-iyon, atom-elektron, iyon-iyon, iyon-elektron ve elektron-elektron olmak üzere altı çeşit çarpışma olabilir. Eğer etkileşim çok uzaktan oluyorsa, karşılıklı etki zayıf olur ve her iki parçacığın hareketi de az etkilenir. Parçacıklar birbirlerine çok yakın geçiyorlarsa yörüngelerinde büyük bir değişim meydana gelir. Yüklü parçacıkların herbiri diğerinin elektrik alanının etkisi altında kalır ve çarpışmadan sonra hareketlerinde değişim meydana gelir.

Bir atomun enerji seviyeleri; komşu tanecikler, özellikle iyon gibi yüklü tanecikler tarafından çarpışmalarla tedirgin edilir (Stark Olayı) ve bozulurlar. Bu çarpışmalar sırasında atomlardan biri bir foton soğursa, soğurulan fotonun

enerjisi bu bozulmadan etkilenir ve tayf çizgisinin genişlemesine neden olur. Spektrel çizgilerin şekilleri üzerindeki bu etkiye çarpışma genişlemesi denilir.

Tayf çizgilerinin çarpışma genişlemesine ait iki kuram vardır. İmpakt (çarpışma) kuramına göre, ışınlam yapan atomun, esas olarak bir anda meydana gelen elektrik akımına uğradığı varsayılır. Çarpışmaların etkisi, cismin ışınlam yayınlamaya başlamasına ve belirli duraklama sürelerinde ışınlam yayılımının durmasına neden olur; bundan dolayı yayınlanan ışınlamın frekansında bir dağılım meydana gelir. Aynı frekansta ışınlam yapan tüm atomlar için bir ortalama alındığında sonuç spektrel çizginin genişlemesidir.

Diğer kurama göre, atomun birbiriyle etkileşen parçacıkların bir arada bulunduğu bir bölgede ışınlam yaptığı farz edilir. Bu birarada bulunma (genel tesir), istatistiksel olarak ortalama bir değer civarında düzensiz olarak değişen etki alanının değerini arttıracaktır. Etki alanının belirli bir değerinde, ışınlam yapan atomun enerji seviyeleri çok az yer değiştirecektir, ve, bununla bağlantılı olarak çizginin frekansında kayma meydana gelecektir. Çarpışma genişlemesinin miktarı, atomlar arasındaki çarpışmaların sıklığı ile tayin edilir. Çarpışma frekansı gazın yoğunluğuna ve sıcaklığına bağlıdır. Çarpışma genişliği angstromun onda biri mertebesinde dir. (Mihalas, Stellar Atmospheres; 1969)

d) Zeeman Olayı

Manyetik alan içerisinde bulunan bir atomun enerji seviyelerinin herbiri, çeşitli alt seviyelere bölünebilir. Bu alt seviyeler arasındaki geçişlerde yayınlanan fotonların enerji ve dalga boyları farklı olur. Sonuç olarak, gerçek spektrumdaki tek çizgi, kaç alt seviye mevcutsa o kadar ayrı çizgiye bölünür.

Eğer Zeeman bileşenleri ayrılmazlarsa, sadece genişlemiş bir tayf çizgisi görülür.

Alkali metallerin ikili çizgileri gibi multipleler, manyetik alanın etkisi altında çok daha karışık bir bölünmeye uğrarlar. Bu bölünmeye ' Anormal Zeeman Olayı ' denilir.

IV. BÖLÜM

ÇİZGİ TANI PROGRAMI

IV.1. ASTROFİZİKSEL VERİ

Çizgi tanısı için gerekli tek başlangıç noktası, tercihen yüksek dispersiyonda ve sinyal-gürültü oranı yeterince iyi olan bir dalga boyu ölçümü yapılmasıdır. Bu çalışmada gözlemsel veri olarak 'Güneş Tayfı' kullanılmıştır. Güneş bize en yakın olan ve bu nedenle de çalışılması en kolay olan yıldızdır. Güneş aynı zamanda diğer yıldızlarda gözlenmesi mümkün olmayan yüzeydeki ayrıntıların gözlenmesine olanak verecek kadar yüksek uzaysal ayırma veren tek yıldızdır.

Yıldızların atmosferik özelliklerinin çoğu güneş ve atmosferi incelenerek açıklanabilir. Güneşin atmosferinden gelen ışığın analizlenmesi, sürekli bir fon ile bunu kesen binlerce koyu soğurma çizgisinden oluşan bir soğurma tayfının varlığını ortaya koyar. Bu çizgilere Fraunhofer çizgileri de denilir. Bu çizgilerin şiddet ve genişlikleri birbirinden çok farklı olabilir, bu güneş atmosferinin yapısı hakkında bilgi verir, bu değişimler nedeniyle güneş atmosferinin modelinin yapılması oldukça karışık bir problemidir.

Yapılan alışmalar sonunda, güneş atmosferindeki soğurma çizgilerinin 25000 den fazlasının arzda bilinen atomlara ait olduğu bulunmuştur, fakat mor ötesinde ve kırmızı ötesinde bulunan ve hangi elemente ait oldukları bilinmeyen çok sayıda çizgi vardır. Arz atmosferinin st tabakalarında bulunan ozon mor ötesi ışıınımmı soğurduğundan bu bölgede bulunan çizgilerin tanılarının yapılması zordur.

Güneş atmosferinin sıcaklığı, bileşiklerin çoğunun bulunamayacağı kadar yüksek ($5800K^{\circ}$) olmakla beraber bazı moleküller tamamen parçalanmamış olarak bulunmaktadır. Bunlar CH gibi hidrokarbonlardan ve CN (siyanojen) den meydana gelen moleküllerdir ve tayfda molekül bantlarının oluşmasına neden olurlar. Güneşteki enerji dağılımı 5000 Å civarında maksimumdur.

En kuvvetli çizgiler CaII (bir elektronunu kaybetmiş ve dolayısıyla pozitif yüklenmiş kalsiyum atomu) nın çizgileridir. En kuvvetli olan CaII izgileri 3933Å ve 3968Å da geniş bantlar şeklinde görünürler. 4340, 4861 ve 6562Å da görülen hidrojen çizgileri zayıftır. Fe, Cr, Ti, Si, Mn ve diğer elementlere ait birçok çizgi yanında kuvvetli Mg ve Na çizgileri de görülür.

Önceleri balon ve roketlerle, şimdi ise uydulara bindirilmış uzay gözlemevleri ile yapılan araştırmalar 1700 Å dan kısa daylga boylarında sürekli tayfın zayıfladığını ve soğurma çizgilerinin hemen hemen yok olduğunu göstermektedir. 500 Å dalga boyu civarında üzerinde güneş atmosferinde meydana gelen birçok parlak çizgi bulunan sönük bir sürekli tayf görülür. Güneş tayfı, mor ötesi ve kırmızı ötesi ışıınımdan başka radyo dalgaları da içerir ve bugün bu dalgalar radyo astronomlar için son derece önemlidir.

Bolluk analizinde bulunan sonuçların bir karşılaştırmasının yapılabilmesi açısından standart kaynakların kullanımı yararlıdır. Güneşin

kimyasal element bolluğu bilindiğinden eşdeğer genişlik, FWHM gibi parametrelerin hesaplanan değerleri kullanılarak 'inverse analiz' yöntemi ile osilatör şiddetleri hesaplanıp sonuç gerçek değerleriyle karşılaştırılabilir. (VII. Ulusal Astronomi Kongresi Bildirileri, 1990.)

Bu çalışmada kullanılan spektroskopik veri Jungfraujoch Astrofizik Gözlem evinde tape üzerine alınmıştır. Veri $\lambda\lambda$ 3600-9300 Å dalga boyu aralığını kapsamaktadır ve şiddet değerleri 0.002 Å dalga boyu adımlarıyla verilmektedir. (L.Delbouille et al., 1973). Tape deki bu veri Vax-VMS sisteminden PC-DOS ortamına aktarılarak 3.5" lik disketlere yüklenmiştir. Daha sonra küçük bir fortran programı ile bu çalışmada kullanılacak olan ana programa veri haline getirilmiş ve DOS MOUNTER programı ile ana programın yazıldığı MOS ortamına aktarılmıştır.

IV.2. YÖNTEM VE PROGRAM

Bir yıldız spektrumundaki spektrel çizgilerin tanısının yapılması işlemi oldukça büyük bir zihinsel çaba ve zaman gerektirmektedir. Konusunda deneyimli veya deneyimsiz, tüm araştırmacılar aynı sorunla karşı karşıyadır. Çizgi tanısı işlemi, yalnız yıldızın spektrumundaki çizgilerin şiddet ve dalga boyu değerlerinin çeşitli elementlere ait laboratuvar şiddet ve dalga boyu değerleriyle karşılaştırılmasından ibaret değildir, diğer yıldız çizgilerine ait eski tanı sonuçlarını, relatif laboratuvar ve çizgi şiddetlerinin birbiriyle karşılaştırılmasını, dalga boyu yerdeğişimini içeren kritere ait düzeltmeyi de kapsar. Yıldızın spektrumunda önemli blend çizgiler varsa bu kriterlerden herhangi biri veya tümü değiştirilebilir. Bu nedenle de çizgi tanısı işlemi ile uğraşan araştırmacıların belleklerinin son derece kuvvetli olması gerekmektedir. Programın amacı Macintosh' un sağladığı kullanım

kolaylıklarından da yararlanarak, kişisel bilgisayar (PC) ortamında çizgi tanısı işlemini kolay ve güvenilir hale getirmektedir.

Bu çalışma için hazırlanan bilgisayar programı Macintosh İşletim Sistemi için geliştirilen ' True Basic ' programlama dilinde (Kemeny J.E. et. al. 1991) yazılmıştır. Program interaktif olarak çalışmakta ve böylece kullanıcıya kullanacağı veri dosyalarını, tayfı oluşturan verilerin sayısını ve grafik ekranında görülen tayf üzerinde incelemek istediği spektrel çizgiyi seçme imkanı verir. Bu işlemlerin bütünü ekranda sorulan sorulara yanıtlar verilerek ve fare vasıtasıyla spektrum üzerinde istenen noktalar işaretlenerek yapılır. İlk olarak, spektrumun incelenmek istenen bölgesine ait verilerin bulunduğu dosya sayısı ve her bir dosyanın içerdiği veri sayısı sorulur. İkinci olarak, incelenen yıldızın radyal hızı sorulur, bunda amaç spektrum üzerindeki Doppler kayması etkisinin düzeltilmesidir. Üçüncü olarak, verilerin kaç Å luk aralıkla okunacağı ve son olarakda seçilen çizginin tanısında kullanılacak laboratuvar verilerinin yüklü olduğu dosyanın ismi sorulur. İşlemlere hız kazandırmak amacı ile laboratuvar dosyası bölge bölge ayrılmıştır.

Yukarıda bahsedildiği gibi veri, dalga boyuna karşılık şiddet değerlerinden oluşmaktadır. Yıldıza ait dalga boylarını laboratuvar dalga boylarıyla karşılaştırabilmek için birincisi dalga boyu ikincisi şiddet üzerinde olmak üzere veri üzerinde iki düzeltme yapılmaktadır.

Birincisi yıldız atmosferindeki genişleme ve büzülmelerin neden olduğu, dalga boyu üzerindeki Doppler kaymasının düzeltilmesidir. Bir yıldızın atmosferinde atom ve iyonların hareketlerinin neden olduğu Doppler genişlemesi dışında, atmosferin genişlemesi, büzülmesi yada yıldızın görüm doğrultusundaki hareketi nedeniyle tayf çizgilerinin tümüyle kayması da göz önüne alınması gereken bir başka Doppler etkisidir.

Yıldızlara ait Doppler yerdeğişimi miktarları çok küçüktür, genellikle bir veya en fazla iki Angstromdur, bu nedenle Doppler yerdeğişimi çizgi tanımlarını çok fazla etkilemez. Galaksiler için Doppler yerdeğişimi miktarı onlarca veya yüzlerce Angstrom mertebesine kadar çıkabilir. Uzak kuazarlar için bu miktar o kadar büyüktür ki UV bölgede bulunan Lyman α gerçekte optik olarak gözlenebilir. Bu gibi durumlar için relativite teorisinin kuralları uygulanır.

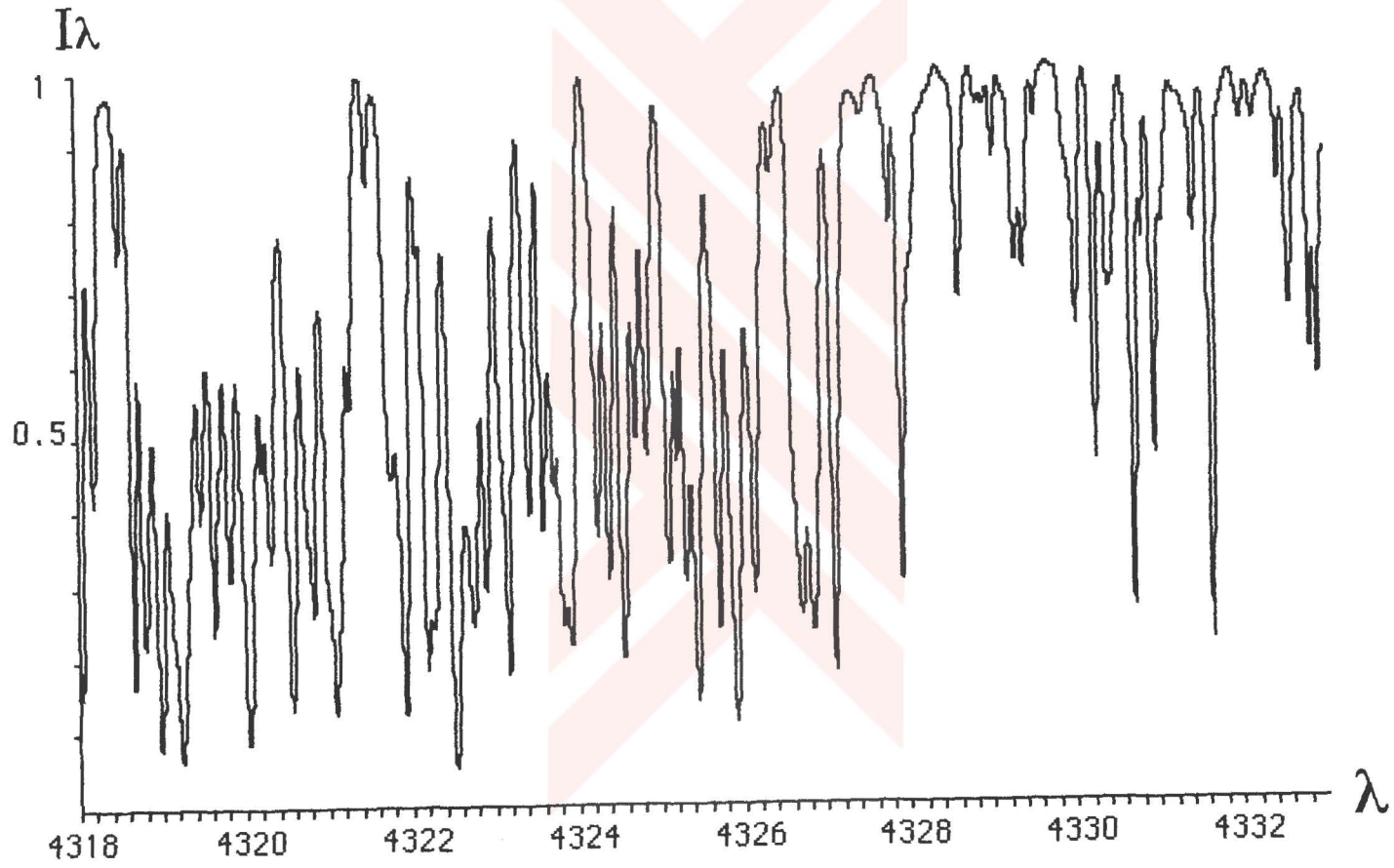
$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}} - 1$$

Bunun için programa yıldızın atmosferinin Doppler hızını soran bir satır ilave edilmiştir. Verilen hız (km / sn cinsinden), tüm tayf üzerinde merkezi dalgaboyundaki kaymayı düzelterek belli bir hata aralığında laboratuvar dalga boyuna yaklaştıracaktır. Spektrel çizginin asıl şekli yıldız atmosferinin özelliklerini yansıtır, gözlenen çizgiler III.3 de anlatılan nedenlerle bir miktar şekil değiştirirler. Çizgideki toplam absorbsiyona eşdeğer genişlik denilir. Eşdeğer genişlik, gözlenen çizgiyle aynı toplam absorbsiyona sahip olan taralı dikdörtgenin genişliğidir. (Şekil I)

İkincisi spektral çizgilerin eşdeğer genişliklerinin ((Equivalent Width) ($W\lambda$)) ölçümü için şiddet değerlerinin normalizasyonudur. Normalizasyon işleminde dikkat edilecek olan önemli konulardan biri Hidrojen ve soğuk yıldızlarda Kalsiyum gibi elementlerin verdiği çok geniş çizgilerin kanatlarında oluşacak çizgilerin ölçümüdür. Bu durumda iki ayrı normalizasyon işlemi yapmak gerekir. Birinci durumda normalizasyon işlemi düzgün bir süreklilik elde edilebilecek şekilde mümkün olduğunca geniş bir bölgeyi ve çok sayıda çizgiyi kapsar. Karmaşık spektrumdan dolayı, iyi tanımlanmış bir süreklilik aynı zamanda $W\lambda$ belirsizliklerini de tanımlar, bizim örnek olarak kullandığımız güneş tayfı gibi sinyal-gürültü oranı yüksek olan tayflarda bunlar daha iyi belirlenebilirler. Bu durumda süreklilik noktalarına ait değerlerin 'En Küçük Kareler Yöntemi ((Least Squares Fit) (LSF)) kullanılarak lineer bir denkleme fit edilmesi yeterlidir. Bunun için normalizasyonun yapılmak istenip istenmediği programın içinde sorulmaktadır. Olabildiği kadar geniş bir bölge içerisinde çizgilerin kanat uçlarındaki noktalar fare ile işaretlenerek programa normalizasyon noktaları otomatik olarak verilir. Dalga boyu ekseninin altında fareye tıklama programa LSF yap ve sürekliliği çiz emrini verir.(Şekil II). Çizilen süreklilik ile beraber aynı bölge tekrar ekrana gelecektir. Bu durumda kullanıcı LSF in iyi yapılıp yapılmadığına karar verip programa devam edebilir ya da aynı bölgede bu işlemi tekrar edebilir. Bu iki seçenek Şekil III ile beraber kullanıcıya sorulmaktadır.

Araştırmacı devam seçeneğini seçerse bu kez normalizasyonu yapılmış tayf ekrana gelir.(Şekil IV).

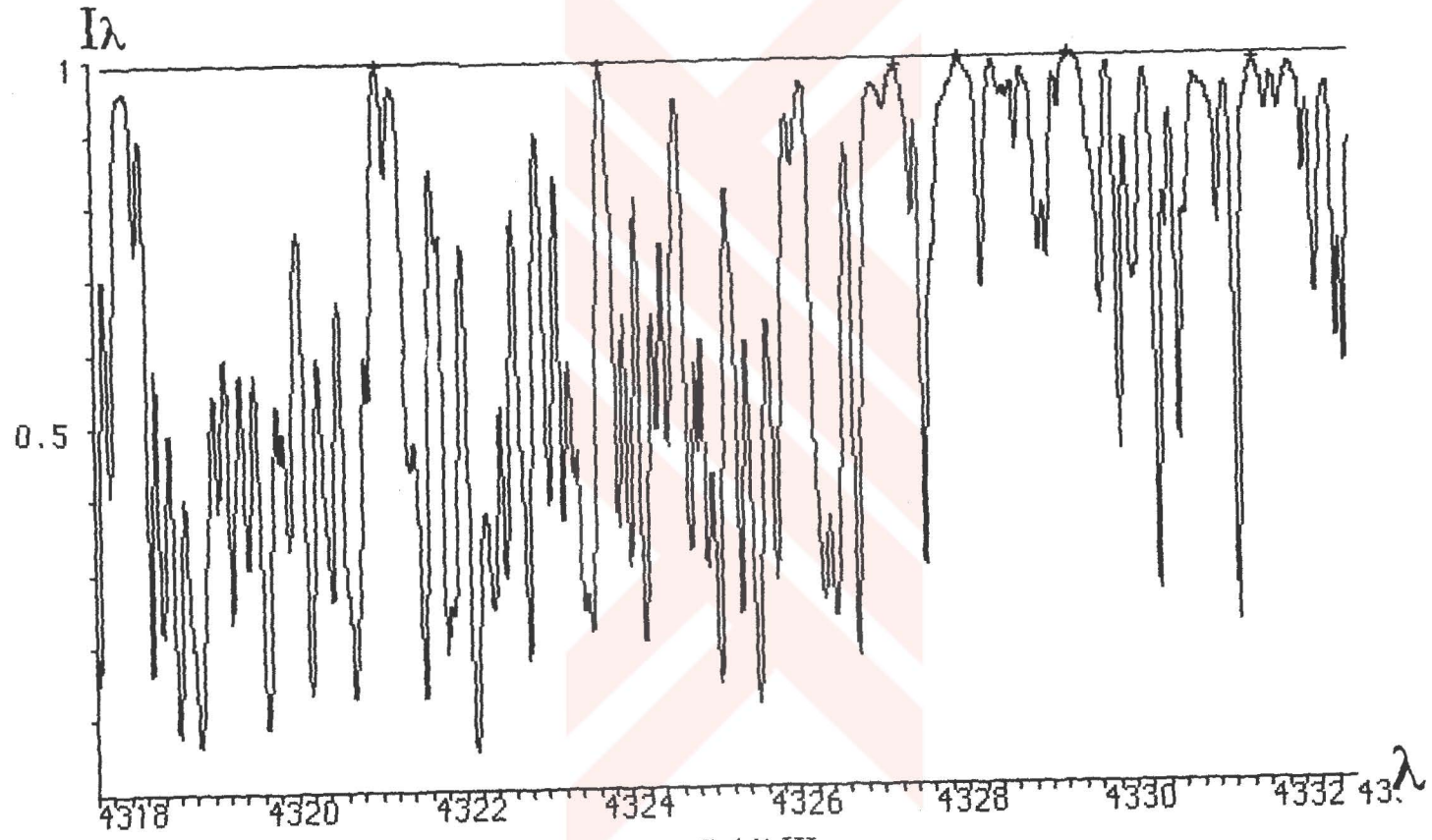
- 1: SÜREKLİLİĞİN BELİRLENMESİ
 - 2: TAYF ÜZERİNDE BÖLGE VEYA ÇİZGİ SEÇİMİ
- SEÇENEGİNİZ?



Şekil II

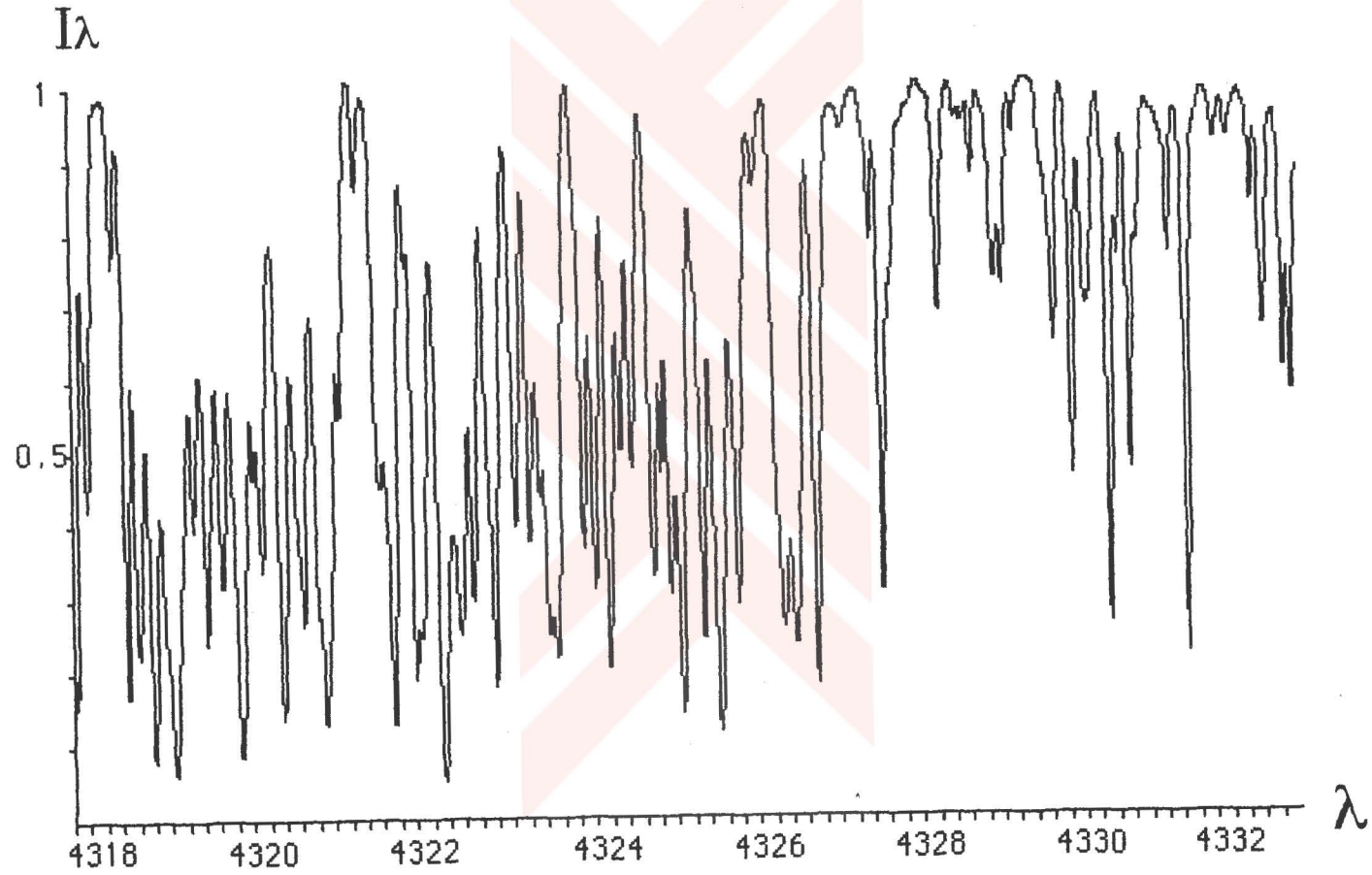
SÜREKLİLİK OKEY?(1=N, 2=Y)

CEVABINIZ? 2



Şekil III

ÇİZGİ SEÇİMİ ; 1=YAPILACAK, 2=YAPILDI
CEVABINIZ?



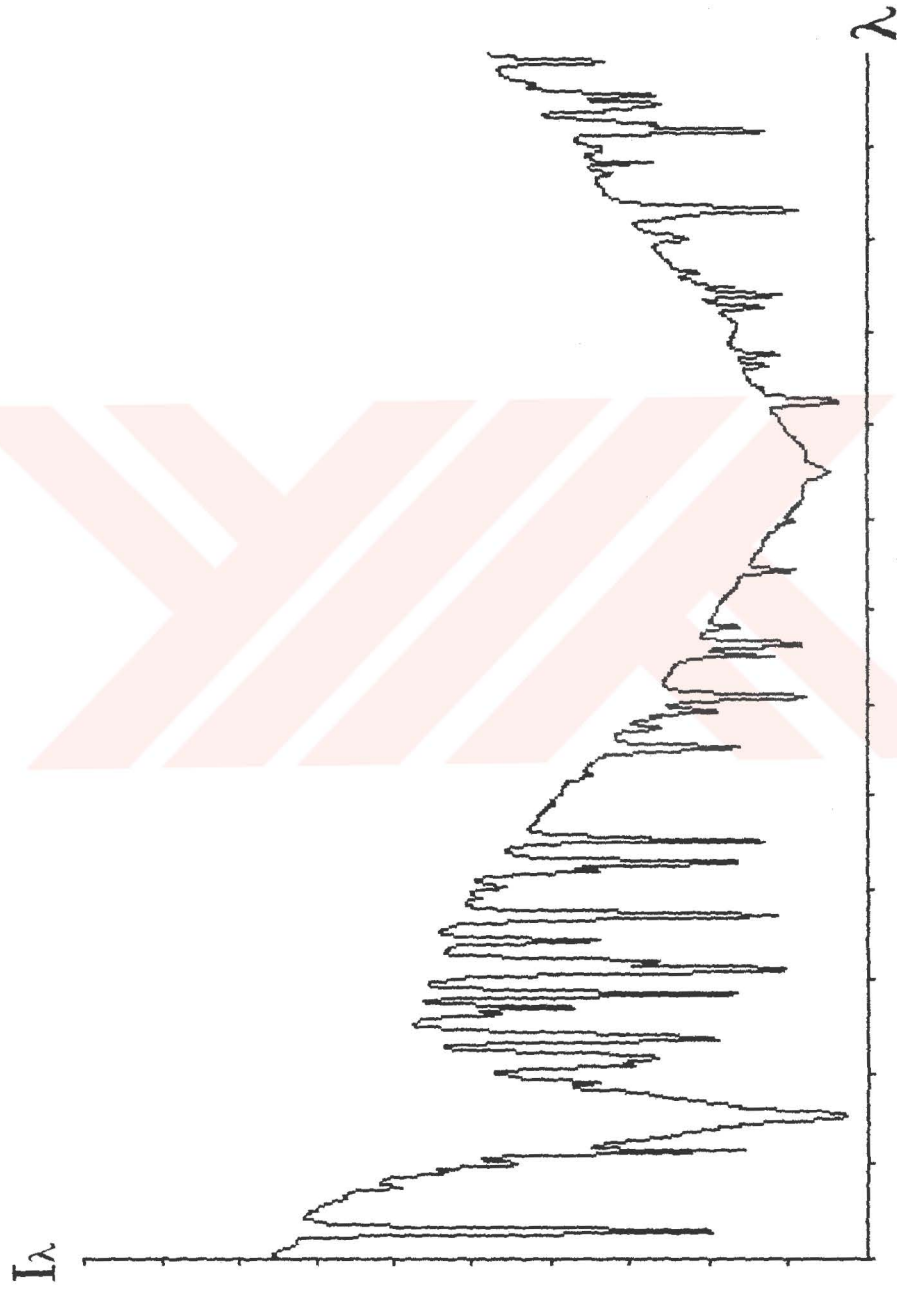
Şekil IV

Küçük dalga boylarında sürekliliğin tanımlanması zorlaşır. Hidrojen çizgilerinin kanatlarında bulunan çizgiler için yeni bir süreklilik belirlenmelidir. (Şekil V)

Bu durumda, şekil V'den de görüldüğü gibi süreklilik noktalarının lineer bir denkleme fit edilmesi iyi bir sonuç vermez. Bu nedenle noktalar ikinci dereceden bir denkleme fit edilirler.

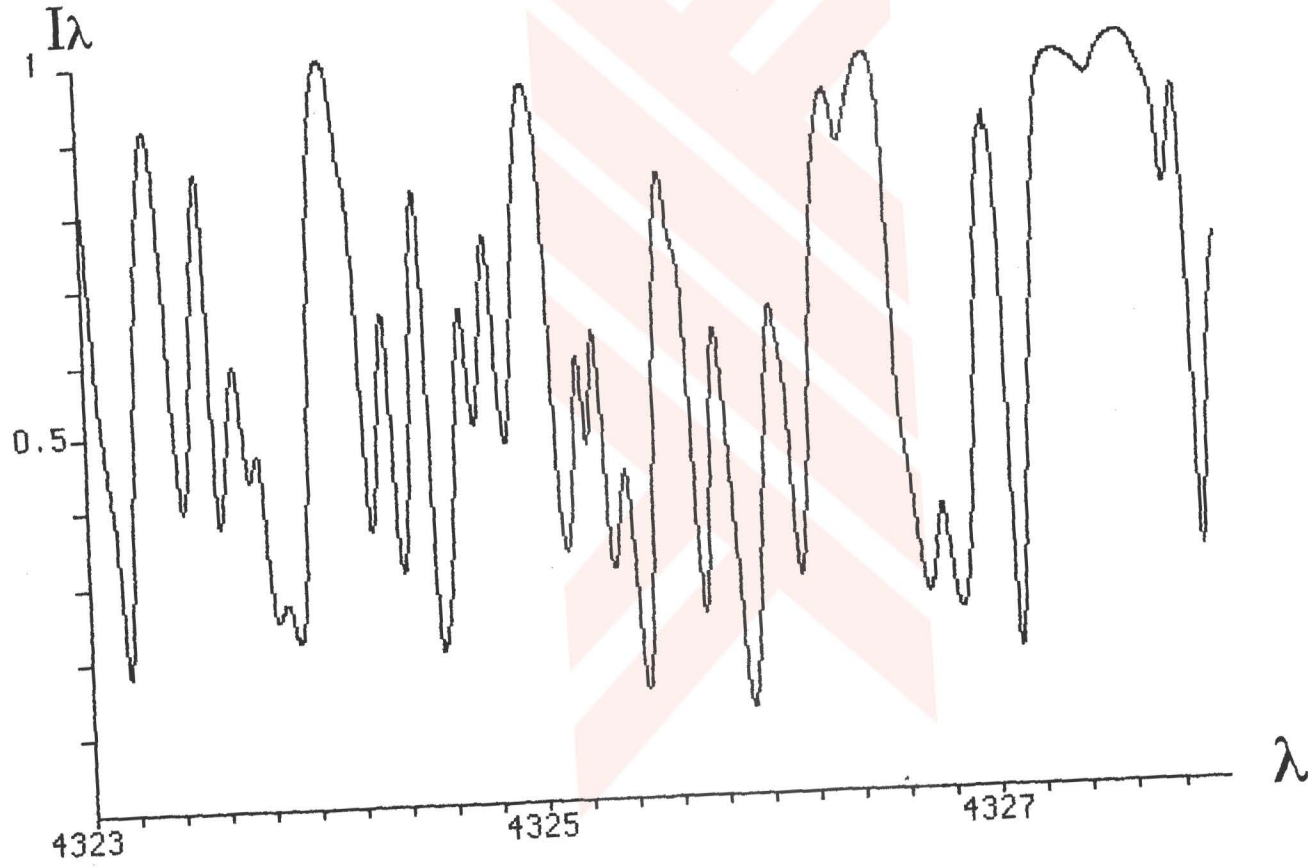
Programın bir sonraki adımında araştırmacı isterse ekrandaki tayf üzerinde belirli bir bölgeyi daha ayrıntılı olarak görmek isteyebilir, bunun için ayrıntılı olarak görmek istediği bölgenin alt ve üst sınırlarını fareyi o noktalarda tıklayarak seçer, ya da doğrudan belirli bir çizgiyi seçip bu çizgi üzerinde çalışabilir .

Şekil VI da, süreklilik düzeltmesi yapılmış spektrum üzerinden, şekil IV, seçilen bir bölge verilmektedir. Şekil VII de ise spektrum üzerinde çizgi (yada bölge) seçiminin nasıl yapıldığı görülmektedir.



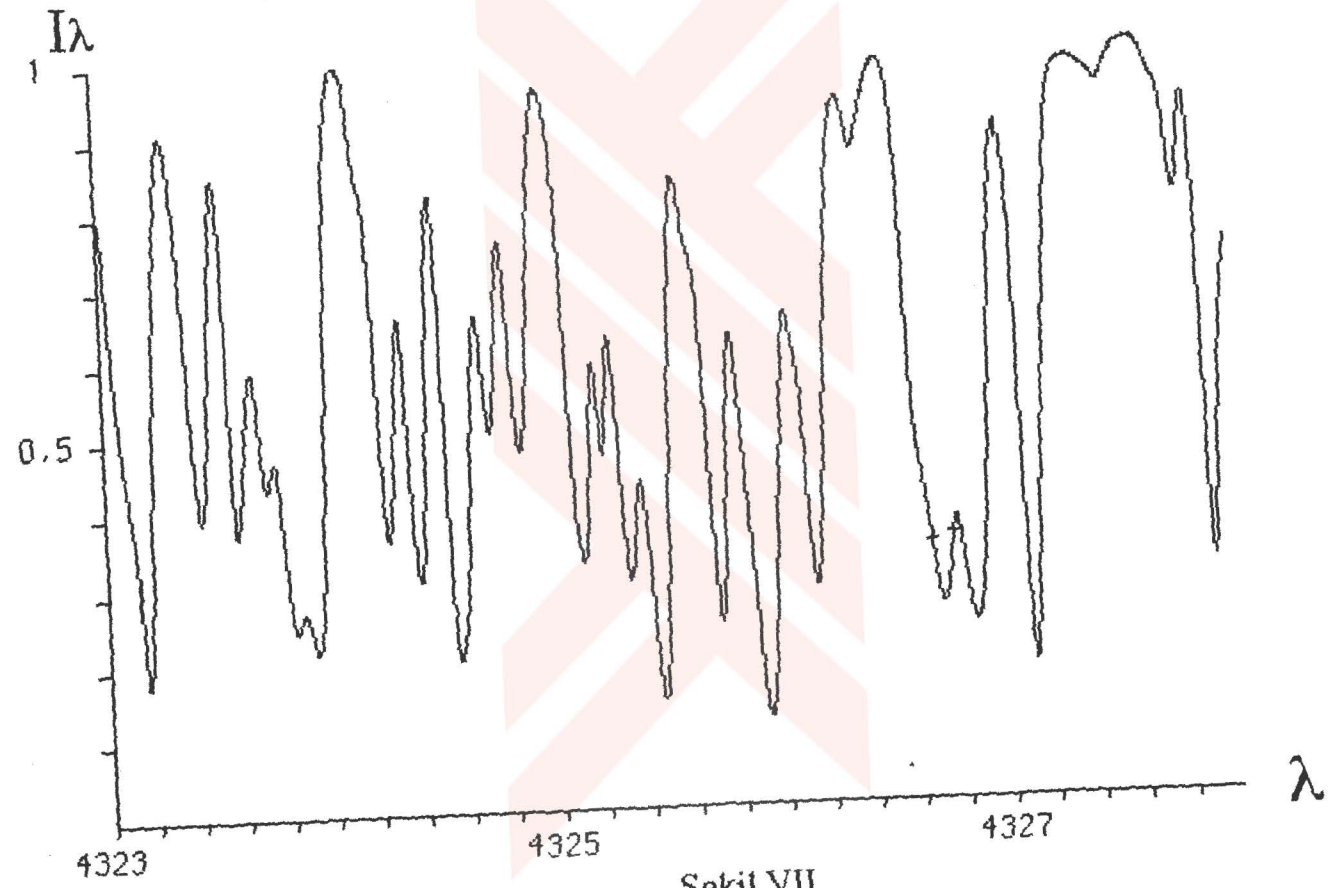
Şekil V

- 1: SÜREKLİLİĞİN BELİRLENMESİ
 - 2: TAYF ÜZERİNDE BÖLGE VEYA ÇIZGI SEÇİMİ
- SEÇENEGİNİZ?



Şekil VI

ÇİZGİ SEÇİMİ ; 1=YAPILACAK, 2=YAPILDI
CEVABINIZ?



Şekil VII

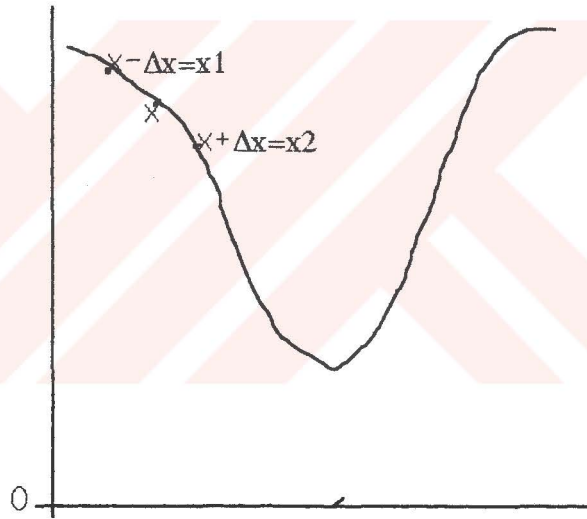
İkinci durumda seçilen çizgi, şekil VII, Gauss Eğrisine fit ettirilir.
(Mukoyoma, 1981). Bunun için kullanılan yöntem aşağıda anlatılmaktadır.

Gauss eğri denkleminin genel hali;

$$y(x) = y_0 \exp \frac{(x-x_0)^2}{2\sigma^2} \dots\dots\dots (IV-1)$$

x_0 ve y_0 , sırasıyla, çizgi merkezinin apsis ve ordinatıdır. Bu denklem lineer bir denklem halinde aşağıdaki gibi ifade edililebilir. Şekil VII den ;

$$Q(x) = \frac{y(x-\Delta x)}{y(x+\Delta x)} \dots\dots\dots (IV-2)$$



Şekil VIII

(I) denklemini $x + \Delta x$ ve $x - \Delta x$ noktaları için yazılıp taraf tarafa bölündüğünde;

$$Q(x) = \frac{\exp \left(\frac{(x-\Delta x-x_0)^2}{2\sigma^2} \right)}{\exp \left(\frac{(x+\Delta x-x_0)^2}{2\sigma^2} \right)} \dots\dots\dots (IV-3)$$

elde edilir. Buradan logaritma alınırsa;

$$\ln Q(x) = -\left(\frac{2\Delta x}{\sigma^2}\right)x + \left(\frac{2x_0}{\sigma^2}\right)\Delta x \dots \dots \dots (IV.4)$$

bulunur. Bu ise

$$y(x) = ax + b \dots \dots \dots (IV-5)$$

gibi bir lineer denklemdir. Burada;

$$a = -\frac{2\Delta x}{\sigma^2}$$

$$b = \frac{2x_0 \Delta x}{\sigma^2}$$

dır. Çizgiye ait değerler en küçük kareler yöntemi ile (IV-5) denklemine fit edilerek a ve b bulunur, buradan ;

$$x_0 = -\frac{b}{a}$$

ve

$$\sigma^2 = -\frac{2\Delta x}{a}$$

Çizginin toplam alanı eşdeğer genişliği verir;

$$W_\lambda = 2.507 \sigma y_0$$

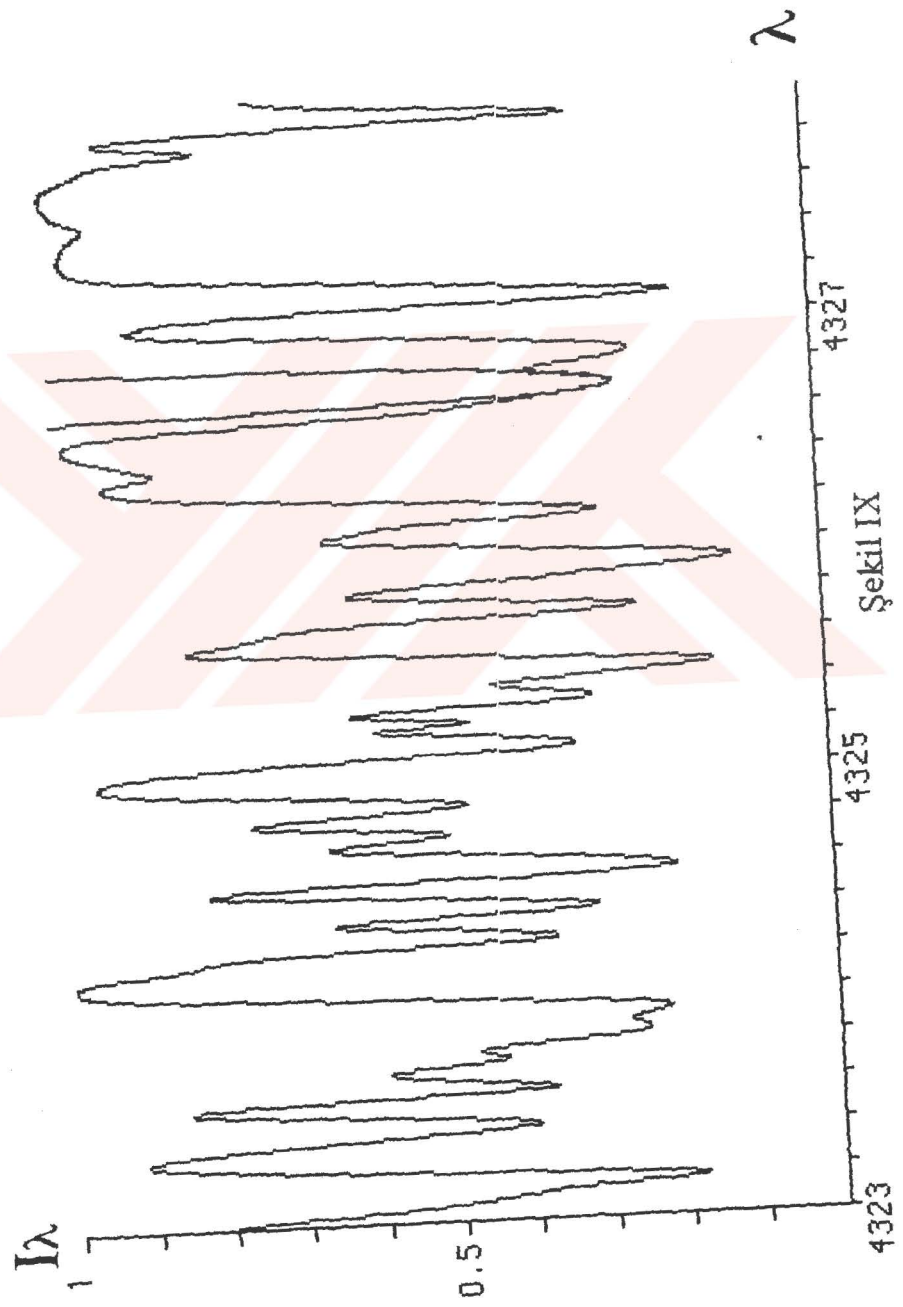
y_0 , (VI-1) denkleminde σ , x_0 ve eğri üzerinde bir (y, x) noktasından bulunur. Çizginin yarı maksimum genişliği ise;

$$F.W.H.M. = 2.355 \sigma \text{ dır.}$$

Bu işlemler belirli bir çizgi seçildikten sonra programda otomatik olarak yapılır. Çizgi seçimi yapılırken, şekil VII, seçilen noktalar yarı maksimum civarında olmalıdır.

Şekil IX; seçilen çizgi, şekil VII, üzerinde fit yapıldıktan sonra çizginin durumunu göstermektedir. Programın bu bölümünde eşdeğer genişlik her ne kadar otomatik olarak fit sonunda elde edilmekteyse de, bu çalışmada çizgilerin alanlarının Simpson nümerik integrasyon yöntemi kullanılarak ölçülmesi tercih edilmiştir.

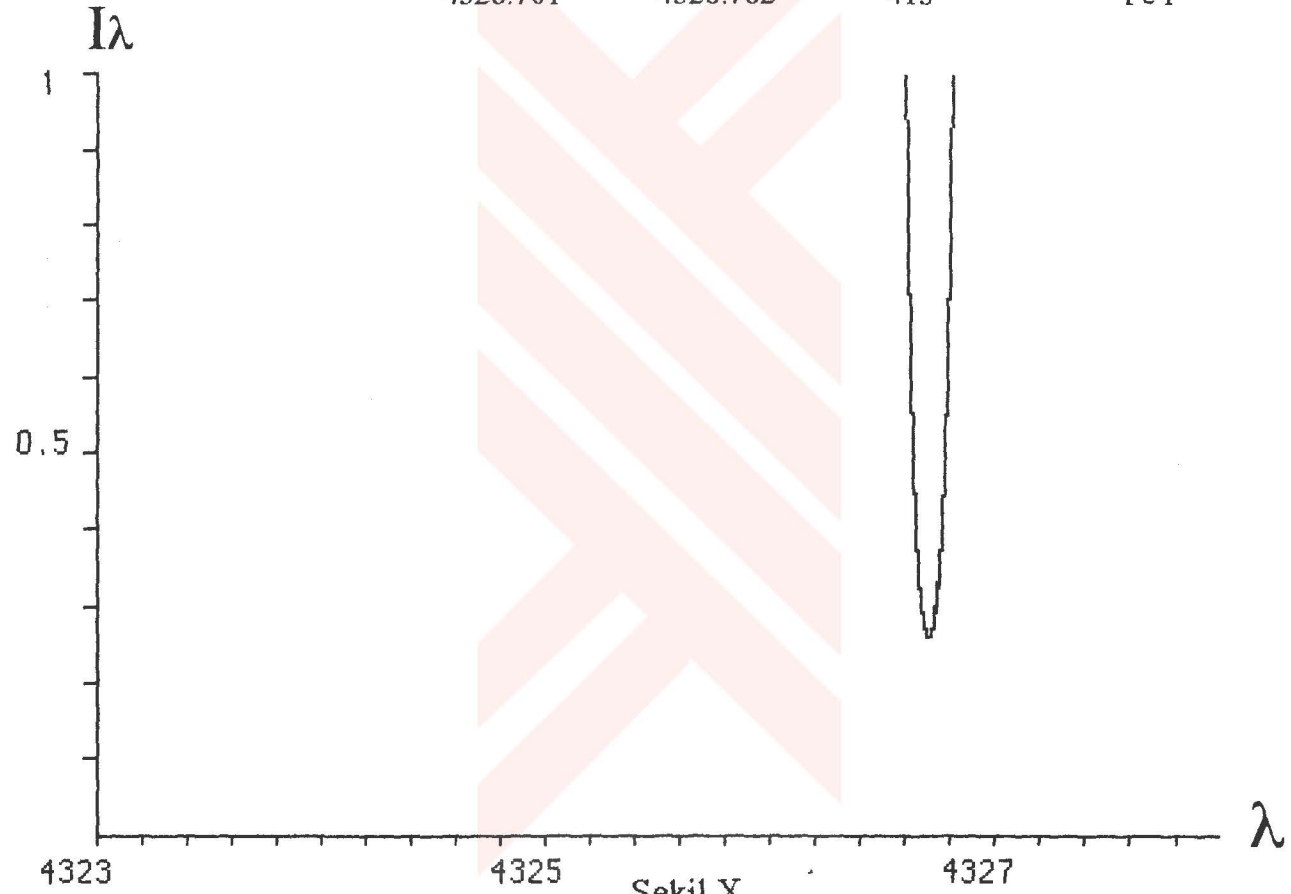
Programın sonunda, çizgilerin hesaplanan merkezi dalga boyu değerleri laboratuvar dalga boyu değerleriyle karşılaştırılır. İzin verilen $\Delta\lambda$, dalga boyu aralığında aynı çizgi için birden fazla tanı elde edilebilir. (Şekil X). Bu durumda kullanıcının, yıldızın efektif sıcaklığı, sınıfı gibi diğer fiziksel özellikleride gözönüne alarak o çizgiye ait tanı sonucunun hangisi olacağına karar vermesi gerekir. Laboratuvar dalga boyları bölüm I de sözü edilen katologlardan bilgisayara veri olarak yüklenmiştir. $\Delta\lambda$ aralığı programda istenildiği gibi seçilecektir, $\Delta\lambda$ nın değerinin 0.5 \AA civarında olması uygundur. Daha büyük aralık aynı çizgi için çok fazla tanı yapılmasına, daha küçük aralık ise Doppler kaymasında olabilecek hata nedeni ile çizginin doğru tanısının bulunamamasına neden olabilir. Şekil X ekranda tanısı yapılan çizgi ve değerlerini vermektedir.



F.W.H.M. = .141

E.G. = .143Å

λ (YILDIZ)	λ (LAB.)	MULT.NUM.	ELEMENT
4326.701	4326.740	7	Ba II
4326.701	4326.756	6	Mn II
4326.701	4326.762	413	Fe I



Programın genel işleyişi şu şekilde özetlenebilir;

- a) Kullanılacak data dosyalarının ve incelenecek dalga boyu aralığının belirlenmesi.
- b) Dalga boyu değerleri üzerindeki Doppler kayması etkisinin düzeltilmesi.
- c) Spektrum üzerinde sürekliliğin belirlenmesi.
- d) İncelenecek bölgenin ve/veya çizginin belirlenmesi.
- e) Çizginin Gauss eğrisine uydurulması ve çizginin merkezi dalga boyu, toplam alanı, eşdeğer genişliği ile yarı max genişliğinin hesaplanması.
- f) Merkezi dalga boyu değerinin laboratuvar dalga boyu değerleriyle karşılaştırılması ve bu çizginin hangi elemente tekabül edebileceğinin belirlenmesi.

V. BÖLÜM

SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Bu çalışmada, çizgi tanı programı $\lambda\lambda$ 4190-4305 Å arasında 115 Å luk bir bölge için çalıştırılıp sonuçlar güneş tayfı üzerinde daha önce yapılan eşdeğer genişlik ölçümleri ve çizgi tanı sonuçları ile karşılaştırıldı. Çizelge I.

Bu çizelgede sütunlar sırası ile çizginin yıldızdaki dalga boyu, laboratuvardaki dalga boyu, Å cinsinden, bizim ölçtüğümüz eşdeğer genişlik değerleri, mÅ cinsinden, Moore aynı çizgi için bulduğu değerler (Moore, 1966). , multiple numarası ve elementler verilmektedir.

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$W_{\lambda T}(\text{m}\text{\AA})$	$W_{\lambda M}(\text{m}\text{\AA})$	MULT. N.	ELEMENT
4190.188	4190.160	11	25	84	Cr I
4191.384	4191.436	85	181	152	Fe I
4191.758	4191.685	62	98	355	Fe I
4191.758	4191.750	62	98	35	Fe I
4194.487	4194.500	17	17	274	Fe I
4195.338	4195.337	139	127	693	Fe I
4195.526	4195.531	43	38	239	Ni I
4195.620	4195.615	83	86	478	Fe I
4196.210	4196.218	96	98	693	Fe I
4196.539	4196.533	70	67	418	Fe I
4197.096	4197.069	59	66	117	Gd II
4197.096	4197.100	59	66	18	Fe I
4197.232	4197.234	20	21	249	Cr I
4197.360	4197.380	14	16	976	Fe I
4198.072	4197.988	90	93	209	Fe I
4198.626	4198.611	133	128	24	V I
4198.626	4198.645	133	128	693	Fe I
4199.358	4199.370	17	22	416	Fe I
4200.096	4200.090	18	17	993	Fe I
4200.096	4200.103	18	17		Cr I
4200.772	4200.752	52	51	220	Ti I
4200.772	4200.780	52	51	44	Fe I
4200.924	4200.890	95	96	6	V I
4200.924	4200.930	95	96	689	Fe I
4202.664	4202.755	37	58	476	Fe I

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$W\lambda_{\text{T}}(\text{m}\text{\AA})$	$W\lambda_{\text{M}}(\text{m}\text{\AA})$	MULT. N.	ELEMENT
4203.488	4203.465	16	13	220	Ti I
4206.234	4206.210	19	18	16	Ca II
4207.072	4207.130	90	84	352	Fe I
4208.359	4208.357	19	16	249	Cr I
4209.452	4209.368	54	29	248	Cr I
4209.772	4209.756	48	64	155	Cr I
4209.772	4209.857	48	64	24	V I
4212.128	4212.060	44	8.5	697	Fe I
4212.128	4212.063	44	8.5	6	Ru I
4213.750	4213.650	91	90	355	Fe I
4216.128	4216.186	101	130	3	Fe I
4216.408	4216.365	68	27	132	Cr I
4217.602	4217.551	114	128	963	Fe I
4217.602	4217.591	114	128	19	Ce I
4217.602	4217.626	114	128	132	Cr I
4219.360	4219.364	155	146	800	Fe I
4219.620	4219.590	10	10	763	Fe I
4222.210	4222.219	175	180	152	Fe I
4222.732	4222.732	17	21	132	Cr I
4222.732	4222.780	17	21	33	O I
4223.729	4223.730	25	34	417	Fe I
4224.169	4224.176	132	135	689	Fe I
4224.286	4224.300	48	32	1104	Fe I
4224.506	4224.509	100	114	689	Fe I
4225.452	4225.460	122	120	693	Fe I

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$W_{\lambda T}(\text{m}\text{\AA})$	$W_{\lambda M}(\text{m}\text{\AA})$	MULT. N.	ELEMENT
4225.712	4225.710	61	52	1102	Fe I
4225.712	4225.790	61	52	118	Fe I
4228.718	4228.710	27	24	690	Fe I
4229.514	4229.516	25	28	416	Fe I
4229.514	4229.516	25	28	649	Fe I
4229.775	4229.704	112	115	4	Sm II
4229.775	4229.760	112	115	41	Fe I
4231.598	4231.525	21	76	647	Fe I
4231.598	4231.600	21	76	52	Ne II
4232.232	4232.222	16	12	294	Cr I
4232.338	4232.378	10	16	8	Nd II
4232.488	4232.460	72	8.5	111	V I
4232.726	4232.724	27	58	3	Fe I
4233.172	4233.167	137	139	27	Fe II
4233.172	4233.250	137	139	31	Cr II
4234.218	4234.196	26	7	20	Nd II
4234.218	4234.251	26	7	24	V II
4237.718	4237.670	26	25	418	Fe I
4237.718	4237.710	26	25	132	Cr I
4237.718	4237.786	26	25	252	Ti I
4238.768	4238.816	93	155	693	Fe I
4239.482	4239.500	17	8.5	1	O III
4241.207	4241.112	7	5	351	Fe I
4241.207	4241.200	7	5	45	Zr I
4241.207	4241.276	7	5	117	Gd II

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$\overline{W}\lambda_{\text{T}}(\text{m}\text{\AA})$	$\overline{W}\lambda_{\text{M}}(\text{m}\text{\AA})$	MULT. N.	ELEMENT
4241.732	4241.680	61	3	45	Zr I
4244.736	4244.702	45	3	27	Sm II
4244.736	4244.800	45	3	9	Ni II
4245.254	4245.258	45	105	118	Fe I
4245.944	4246.020	43	23	649	Fe I
4246.077	4246.090	59	95	906	Fe I
4246.672	4246.590	36	3.5	689	Fe I
4248.359	4248.344	61	65	131	Cr I
4248.730	4248.676	83	81	1	Ce II
4248.730	4248.730	83	81	105	Cr I
4249.199	4249.114	19	10	252	Ti I
4249.376	4249.320	71	60	117	Fe I
4256.198	4256.156	51	54	172	Fe I
4256.194	4256.160	53	54	172	Ce II
4256.194	4256.212	53	54	690	Fe I
4256.314	4256.239	21	23	59	Nd II
4256.602	4256.620	18	16	131	Cr I
4256.805	4256.790	35	33	1102	Fe I
4257.348	4257.420	8	7	66	S II
4258.044	4258.050	15	22	15	Zr II
4258.160	4258.155	59	61	28	Fe II
4258.320	4258.320	81	82	3	Fe I
4258.488	4258.523	43	37	252	Ti I
4258.957	4258.956	47	50	419	Fe I

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$W\lambda_{\text{T}}(\text{m}\text{\AA})$	$W\lambda_{\text{M}}(\text{m}\text{\AA})$	MULT.N.	ELEMENT
4264.248	4264.190	82	102	17	Cr II
4264.248	4264.209	82	102	692	Fe I
4276.678	4276.657	68	57	252	Ti I
4276.678	4276.684	68	57	976	Fe I
4277.392 II	4277.370	30	24	40	Zr
4277.392	4277.400	30	24	67	O II
4277.392	4277.410	30	24	214	Fe I
4277.392	4277.370	30	24	40	Zr II
4277.664	4277.680	10	14	172	Fe I
4278.226	4278.231	68	73	291	Ti I
4278.226	4278.234	68	73	691	Fe I
4289.843	4289.919	75	65	205	Ti I
4289.843	4289.938	75	65	111	Ce II
4292.278	4292.293	55	50	70	Fe I
4293.884	4294.040	87	111	214	Fe I
4299.476	4299.362	81	71	47	Ce II
4299.638	4299.636	86	82	43	Ti I
4299.638	4299.650	86	82	416	Fe I
4300.210	4300.210	64	37	975	Fe I
4300.822	4300.828	88	99	976	Fe I
4302.201	4302.191	87	48	520	Fe I
4304.714	4304.870	53	56	598	Fe I
4305.110	4305.130	75	82	272	Fe I
4305.208	4305.200	33	34	760	Fe I

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$W_{\lambda T}(\text{m}\text{\AA})$	$W_{\lambda M}(\text{m}\text{\AA})$	MULT. N.	ELEMENT
4305.448	4305.447	105	124	3	Sr II
4305.448	4305.455	105	124	476	Fe I
4318.808	4318.810	112	18	215	Fe I
4319.476	4319.450	75	13	214	Fe I
4320.050	4320.130	135	6	1170	Fe I
4324.848	4324.961	77	117	70	Fe I
4327.104	4327.100	81	83	761	Fe I
4329.539	4329.540	3	7.5	70	Fe I
4330.800	4330.810	16	10	475	Fe I
4330.952	4330.962	42	42	597	Fe I
4335.448	4335.460	10	13	477	Fe I
4337.048	4337.049	45	54	41	Fe I
4343.702	4343.699	56	71	517	Fe I
4343.702	4343.798	56	71	204	Ti I

Çizelge I

Yıldızdaki dalga boyuna bazı zaman birbirine çok yakın iki ayrı elementin karşı düştüğü aynı çizelge incelendiğinde görülmektedir. Bu çizelgede bizim eşdeğer genişlik değerlerimiz ile aynı çizgiler için Moore tarafından ölçülen değerler 45° grafiğinde karşılaştırılmaktadır. Sürekli çizgi 45° doğrusunu, kesikli çizgi ise '*' ile gösterilen değerlerin en küçük kareler yöntemi (LSF) ile lineer fit yapılan eğrisini vermektedir. 20\AA dan daha küçük eşdeğer genişlikler hemen hemen çakışmaktadır. Eşdeğer genişlik değerleri büyüdükçe noktalar bir saçılma göstermektedir. Bunun nedeni küçük eşdeğer genişlik ölçümleri için yapılan hatanın doğal olarak küçük olmasındandır. Daha büyük eşdeğer genişlikler için, Moore' un değerleri 45° doğrusunun üzerinde kaldığı yani daha büyük olduğu görülmektedir. Bunun başlıca iki nedeni vardır. Bunlardan birincisi Moore tarafından yapılan ölçümlerde eşdeğer genişlik büyüdükçe hata oranında büyümesi, diğeri ise ölçümün yapıldığı tayfdaki çizgilerin yeterince birbirinden ayrılmaması nedeniyle blend çizgilerin tanılarının yanlış yapılmasıdır. Şekil IX de görüldüğü gibi bu çalışmada çizgilerin kanatlarını etkileyen blend çizgileride hassas bir şekilde ölçmek mümkün olmaktadır.

Çizgilerin tanı ve ölçülen eşdeğer genişlik sonuçlarının doğruluğunu araştırmak için güneşin Fe bolluğu hesaplandı. ATLAS 8 ve WIDTH 9 programları (1992, Kurucz) kullanılarak önce güneşin atmosfer modeli yapıldı, daha sonra gerekli fiziksel parametreler verilerek VAX / VMS ortamında temiz ve keskin Fe I çizgileri seçilerek güneşin atmosferindeki FeI bolluğu hesaplandı.

Bir yıldız atmosferinin modelini yapmak çok basit bir şekilde atmosferde gaz basıncı, elektron basıncı, radyasyon basıncı gibi parametrelerin derinlikle değişimini ortaya koymak demektir. Bir yıldızın

atmosfer modeli yapılırken fiziksel gerçeklere uyan bir dizi varsayımlar kabul etmek gerekir. ATLAS 8 bilgisayar programı aşağıdaki varsayımlar kabul edilerek hazırlanmıştır;

A. Atmosfer durağandır.

B. Yıldızın atmosfer içinde enerji kaynağı yoktur ve dışından da herhangi bir enerji akısı gelmez. bu nedenle yıldızın merkezinden gelen akı sabittir. Bu akı;

$$Ak_1 = \sigma T_{eff}^4, \quad \sigma = 5.6697E-5$$

dır.

C. Atmosfer normal doğrultu hariç homojendir. Manyetik alan, leke, granül, spikül gibi oluşumlar ihmal edilir.

D. Atmosfer yıldızın yarıçapına göre ihmal edilebilecek kalınlıkta olduğundan atmosferin iç içe kabuklar yerine paralel düzlem tabakalar şeklinde olduğu kabul edilebilir.

E. Normal doğrultuda tabakaların herhangi bir ivmeli kütleli hareketi yoktur, çünkü kütleli çekim ile basınç birbirini dengeler.

$$\rho \frac{d^2 r}{dt^2} = \frac{dP}{dr} - \rho g = 0$$

Burada; 'ρ' yoğunluk, 'g' gravitasyonel ivme dir. g, atmosfer çok ince olduğundan sabittir;

$$g = \frac{G M_{\star}}{R_{\star}^2}$$

Burada; M_{\star} ve R_{\star} yıldızın kütle ve yarıçapıdır.

F. Atomik bolluk atmosferin her noktasında aynıdır.

Yapılan bu yaklaşımlar ile atmosfer modelini tanımlayan parametrelerin bulunması için bir iterasyon işlemi başlar. Atmosferin bir dizi derinlik noktasında bir sıcaklık tahmini yapılır ve basınç, yoğunluk ve oposite

bu noktaların herbiri için hesaplanır. Buradan her bir nokta için radyasyon alanı ve konvektif akı belirlenir. Toplam akı, genel olarak, verilen sabit akıya eşit değildir, bu nedenle bir ' sıcaklık düzeltmesi ' için her bir noktada sıcaklık değiştirilir ve sabit akı belli bir hata sınırı içerisinde tespit edilene kadar tüm bu işlemler tekrarlanır. Bu işlemler yapılırken Radyatif Transfer, Radyatif Denge, Hidrostatik Denge ve Statik Denge denklemleri çözülür.

Atmosfer Modelinin hesabında ATLAS 8 programı kullanılır. Model yapıldıktan sonra WIDTH programı ile element bolluğu hesaplanır. Bu programın girdileri, eşdeğer genişlik ölçümleri, eksitasyon potansiyeli, çizgi genişleme ve sönümlenme sabitleri, mikrotürbulans hızı ve osilatör şiddetleridir.

Güneşin atmosfer sıcaklığı 5870 K° ve gravitesi, log gf, 4.44 verilerek yapılan atmosfer modeli çizelge II de verilmektedir.

	RHOX	T	P	XNE	ARHOSS	PRAD	VTURB
1	3.391000E-05	6373.0	1.176E-01	3.453E+10	2.936E-01	7.561E-04	0.000E+00
2	5.145000E-05	7115.0	1.785E-01	7.694E+10	2.936E-01	1.147E-03	0.000E+00
3	7.734997E-05	7234.0	2.689E-01	1.139E+11	3.101E-01	1.724E-03	0.000E+00
4	1.140000E-04	7340.0	3.971E-01	1.652E+11	3.280E-01	2.542E-03	0.000E+00
5	1.671000E-04	7444.0	5.827E-01	2.379E+11	3.502E-01	3.726E-03	0.000E+00
6	2.405000E-04	7549.0	8.391E-01	3.366E+11	3.776E-01	5.363E-03	0.000E+00
7	3.437000E-04	7657.0	1.200E+00	4.731E+11	4.119E-01	7.664E-03	0.000E+00
8	4.855000E-04	7765.0	1.696E+00	6.576E+11	4.537E-01	1.083E-02	0.000E+00
9	6.796000E-04	7870.0	2.374E+00	9.052E+11	5.047E-01	1.516E-02	0.000E+00
10	9.414000E-04	7977.0	3.299E+00	1.234E+12	5.669E-01	2.101E-02	0.000E+00
11	1.293000E-03	8082.0	4.519E+00	1.668E+12	6.422E-01	2.888E-02	0.000E+00
12	1.762000E-03	8181.0	6.154E+00	2.234E+12	7.328E-01	3.936E-02	0.000E+00
13	2.380000E-03	8276.0	8.311E+00	2.964E+12	8.418E-01	5.321E-02	0.000E+00
14	3.192000E-03	8369.0	1.114E+01	3.903E+12	9.726E-01	7.144E-02	0.000E+00
15	4.254000E-03	8458.0	1.484E+01	5.102E+12	1.129E+00	9.535E-02	0.000E+00
16	5.637000E-03	8545.0	1.964E+01	6.627E+12	1.317E+00	1.266E-01	0.000E+00
17	7.429000E-03	8633.0	2.535E+01	8.560E+12	1.546E+00	1.673E-01	0.000E+00
18	9.732000E-03	8731.0	3.381E+01	1.101E+13	1.826E+00	2.201E-01	0.000E+00
19	1.266000E-02	8842.0	4.392E+01	1.412E+13	2.167E+00	2.880E-01	0.000E+00
20	1.640000E-02	8960.0	5.675E+01	1.804E+13	2.583E+00	3.760E-01	0.000E+00
21	2.114000E-02	9097.0	7.294E+01	2.298E+13	3.091E+00	4.900E-01	0.000E+00
22	2.713000E-02	9265.0	9.329E+01	2.931E+13	3.717E+00	6.387E-01	0.000E+00
23	3.465000E-02	9471.0	1.187E+02	3.730E+13	4.465E+00	8.336E-01	0.000E+00
24	4.417000E-02	9726.0	1.506E+02	4.740E+13	5.320E+00	1.095E+00	0.000E+00
25	5.642000E-02	10340.0	1.913E+02	6.009E+13	6.207E+00	1.460E+00	0.000E+00
26	7.266000E-02	10440.0	2.450E+02	7.607E+13	6.941E+00	1.993E+00	0.000E+00
27	9.532000E-02	10940.0	3.197E+02	9.679E+13	7.440E+00	2.858E+00	0.000E+00
28	1.278000E-01	11550.0	4.267E+02	1.242E+14	7.546E+00	4.321E+00	0.000E+00
29	1.781000E-01	12300.0	5.929E+02	1.635E+14	7.371E+00	7.112E+00	0.000E+00
30	2.561000E-01	13200.0	8.511E+02	2.200E+14	6.987E+00	1.264E+01	0.000E+00
31	3.815000E-01	14280.0	1.269E+03	3.051E+14	6.558E+00	2.443E+01	0.000E+00
32	5.827000E-01	15540.0	1.940E+03	4.346E+14	6.315E+00	5.032E+01	0.000E+00
33	8.937000E-01	17000.0	2.982E+03	6.219E+14	6.193E+00	1.065E+02	0.000E+00
34	1.377000E+00	18630.0	4.604E+03	8.864E+14	6.116E+00	2.312E+02	0.000E+00
35	2.102000E+00	20490.0	7.041E+03	1.239E+15	6.101E+00	5.026E+02	0.000E+00
36	3.197000E+00	22560.0	1.072E+04	1.715E+15	6.243E+00	1.100E+03	0.000E+00
37	4.808000E+00	24920.0	1.612E+04	2.337E+15	6.336E+00	2.398E+03	0.000E+00
38	7.204000E+00	27540.0	2.415E+04	3.169E+15	6.604E+00	5.265E+03	0.000E+00
39	1.066000E+01	30540.0	3.570E+04	4.226E+15	7.012E+00	1.146E+04	0.000E+00
40	1.587000E+01	34060.0	5.312E+04	5.644E+15	7.742E+00	2.555E+04	0.000E+00

Bu model ve herbir çizgiye ait fiziksel parametreler, osilatör şiddeti, alt ve üst eksitasyon potansiyeli ve ölçülen eşdeğer genişlik değerleri kullanılarak Fe için hesaplanan bolluk değerleri Çizelge III de verilmektedir. Bu çizelgedeki osilatör şiddeti değerleri, (Kurucz, 1975) den alınmıştır. Bolluk hesabı için WIDTH 9 programı kullanılmaktadır.

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$W\lambda(\text{mÅ})$	MULT.N.	Log gf	ELEMENT	LogN/H
4191.758	4191.685	62	355	-2.460	Fe I	-3.309
4200.772	4200.780	52	44	-3.780	Fe I	-3.934
4200.924	4200.930	95	689	-3.240	Fe I	-4.619
4212.128	4212.060	44	697	-3.690	Fe I	-4.348
4216.128	4216.186	101	963	-3.440	Fe I	-3.413
4223.729	4223.730	25	417	-4.660	Fe I	-4.518
4224.172	4224.176	132	689	-3.200	Fe I	-4.867
4224.506	4224.509	100	689	-4.120	Fe I	-5.557
4225.710	4225.710	61	1102	-2.530	Fe I	-3.302
4229.514	4229.516	66	416	-3.780	Fe I	-4.720
4232.726	4232.724	27	3	-4.960	Fe I	-3.593
4246.077	4246.020	43	649	-2.740	Fe I	-3.358
4246.672	4246.590	36	689	-4.350	Fe I	-4.555
4248.359	4248.400	65	19	-4.970	Fe I	-5.044
4249.376	4249.320	66	117	-2.590	Fe I	-3.392
4269.844	4269.870	76	690	-4.920	Fe I	-6.101
4270.169	4270.310	47	215	-3.060	Fe I	-3.553
4275.638	4275.720	61	67	-3.460	Fe I	-4.189
4276.678	4276.684	68	976	-3.430	Fe I	-4.486

λ_{STAR}	λ_{LAB}	$W\lambda(\text{m}\text{\AA})$	MULT.N.	Log gf	ELEMENT	LogN/H
4292.278	4292.293	55	70	-3.690	Fe I	-4.169
4293.884	4294.040	87	214	-2.540	Fe I	-3.601
4338.262	4338.260	45	70	-3.530	Fe I	-3.810
4343.268	4343.220	42	644	-3.300	Fe I	-3.902
4346.556	4346.558	56	598	-3.160	Fe I	-4.052
4357.510	4357.500	38	1170	-3.190	Fe I	-3.719
4377.512	4377.330	39	990	-4.550	Fe I	-5.082

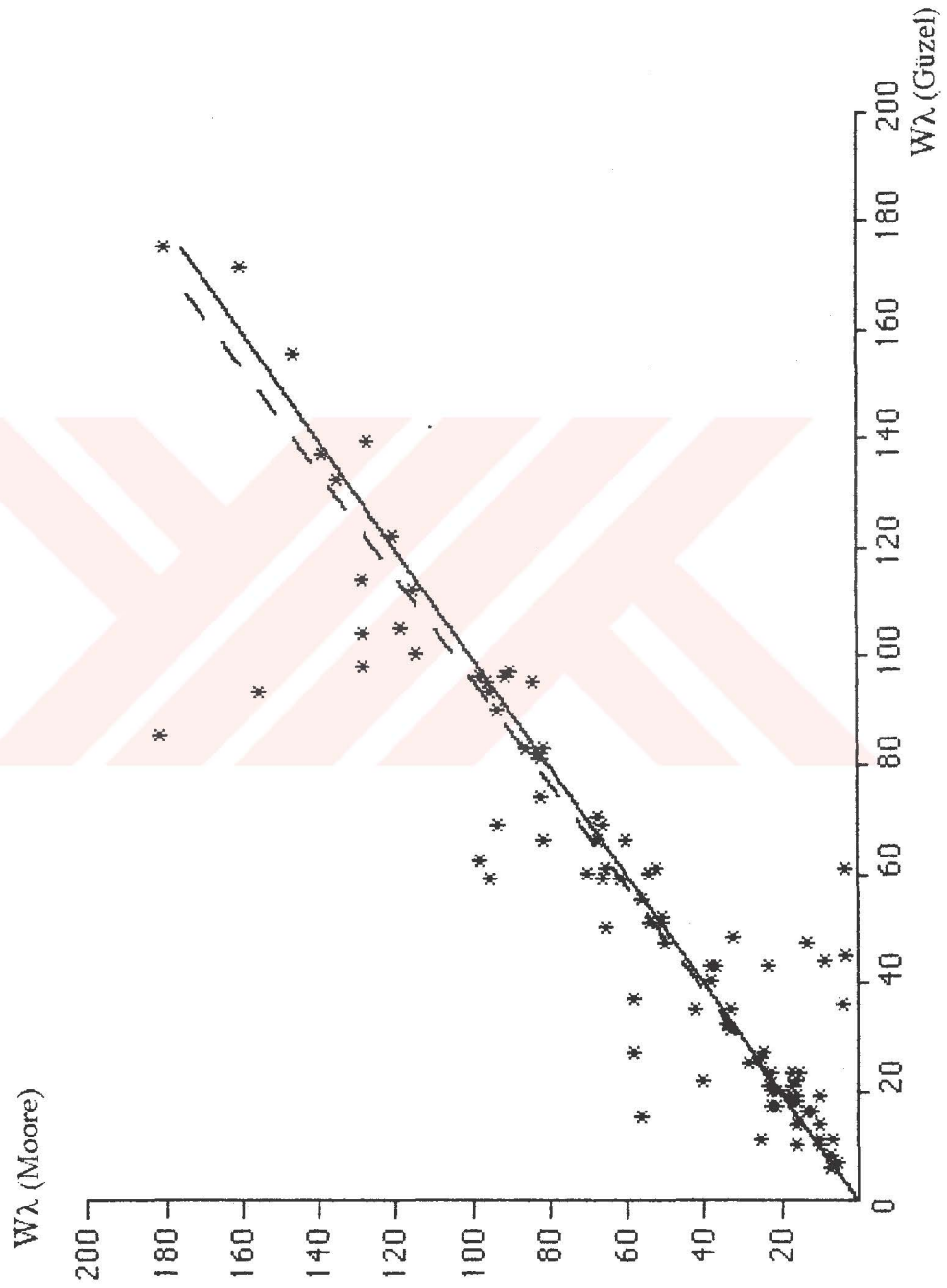
Çizelge III

Bizim ve Moore' un eşdeğer genişlik değerlerinden hesaplanan ortalama bolluk değeri sırasıyla, 4.2917 ve 4.07812 dir. Şekil XII de Fe I için çizilen 45° grafiğinde bizim eşdeğer genişlik değerlerimiz ile Moore' un eşdeğer genişlik değerleri karşılaştırılmaktadır. Bu grafikte de şekil XI deki notasyon kullanılmıştır. Bu grafikte karşılaştırmak üzere şekil XII de bulunan bolluk değerleri işaretlenmiştir. Şekil XII de, ölçülen eşdeğer genişliklerin fit edildiği doğru ile 45° doğrusu birbirine oldukça yakındır. Ancak dalga boyu 4212.060, 4240.020, 4246.590 ve 4270.169 Å olan dört çizginin eşdeğer genişliği Moore' un değerinden daha büyüktür, bunun yanında 4343.220 Å luk çizgi için, bizim ölçtüğümüz eşdeğer genişlik değeri Moore' unkinden çok küçüktür.

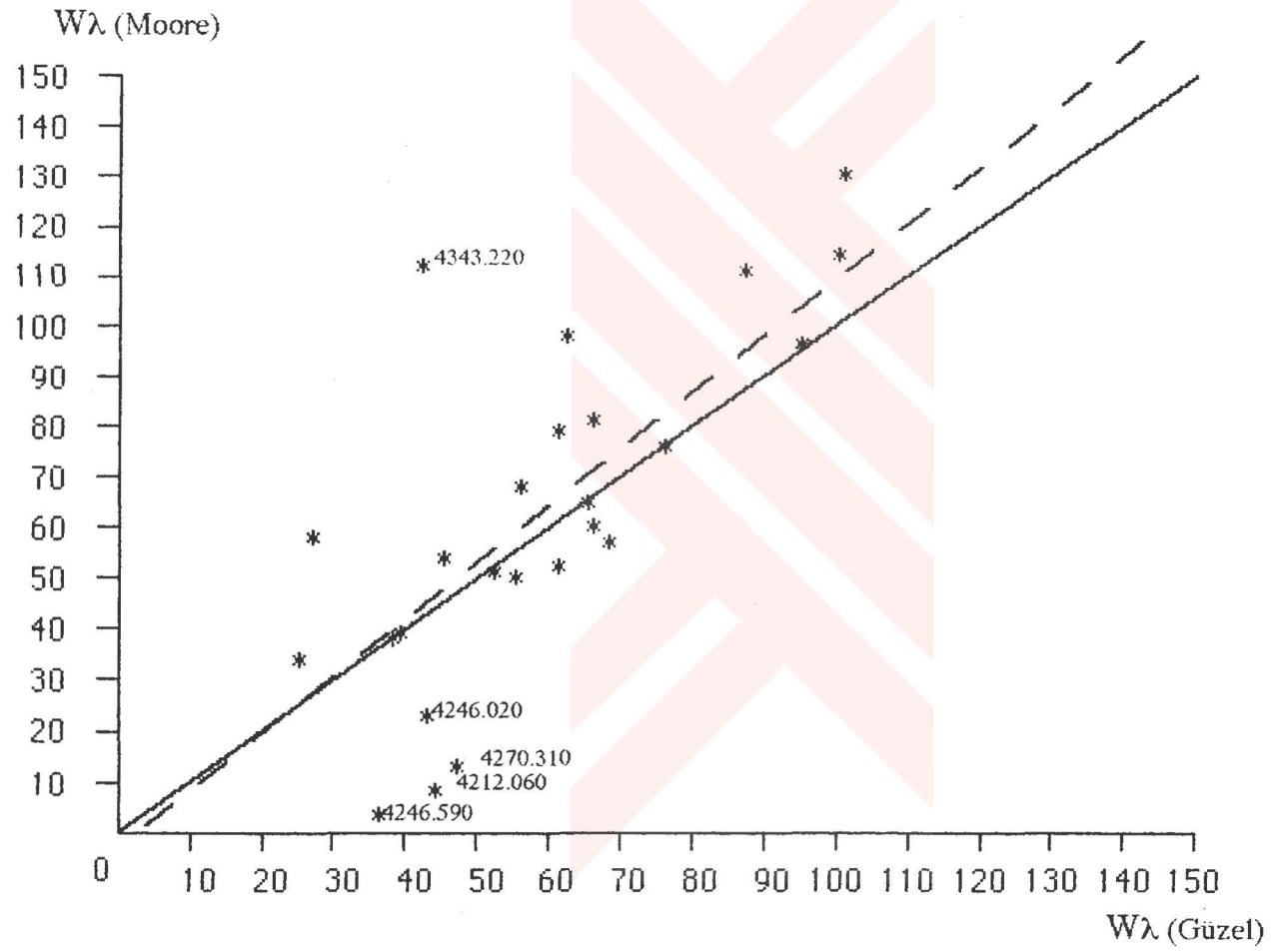
Bu çizgilerin bolluk analiz sonuçlarına bakıldığında, eşdeğer genişliğini Moore' dan daha büyük ölçtüğümüz çizgilerin Moore' da çok küçük bir bolluk değeri verdiğini , bizdeki bolluk değerinin ise ortalama

bolluk değerinden çok farklı olmadığı görülmektedir. 4323.220 Å çizgisinin bolluk değeri bizim lmmz için iyi bir bolluk vermesine karşın Moore' un ölçümü için ortalama bolluk değerinin üstünde bir bolluk vermektedir. şekil XIII de 4269.870 ve 4248.400 çizgileri, her iki çalışmada ölçülen eşdeğer genişlikler aynı olmasına karşın çok büyük bir bolluk değeri vermektedir. Bu çizgilerin muhtemelen osilatör şiddetleri iyi değerler olmayabilir. Osilatör şiddetleri için daha uygun değerler bulmak gerekebilir. Bunun dışında bu çizgilerin bir başka çizgi ile ayıramayacak kadar üstü üste binmiş olup, bolluk için böyle bir değer eriyor olmasıda bir başka olasılıktır.

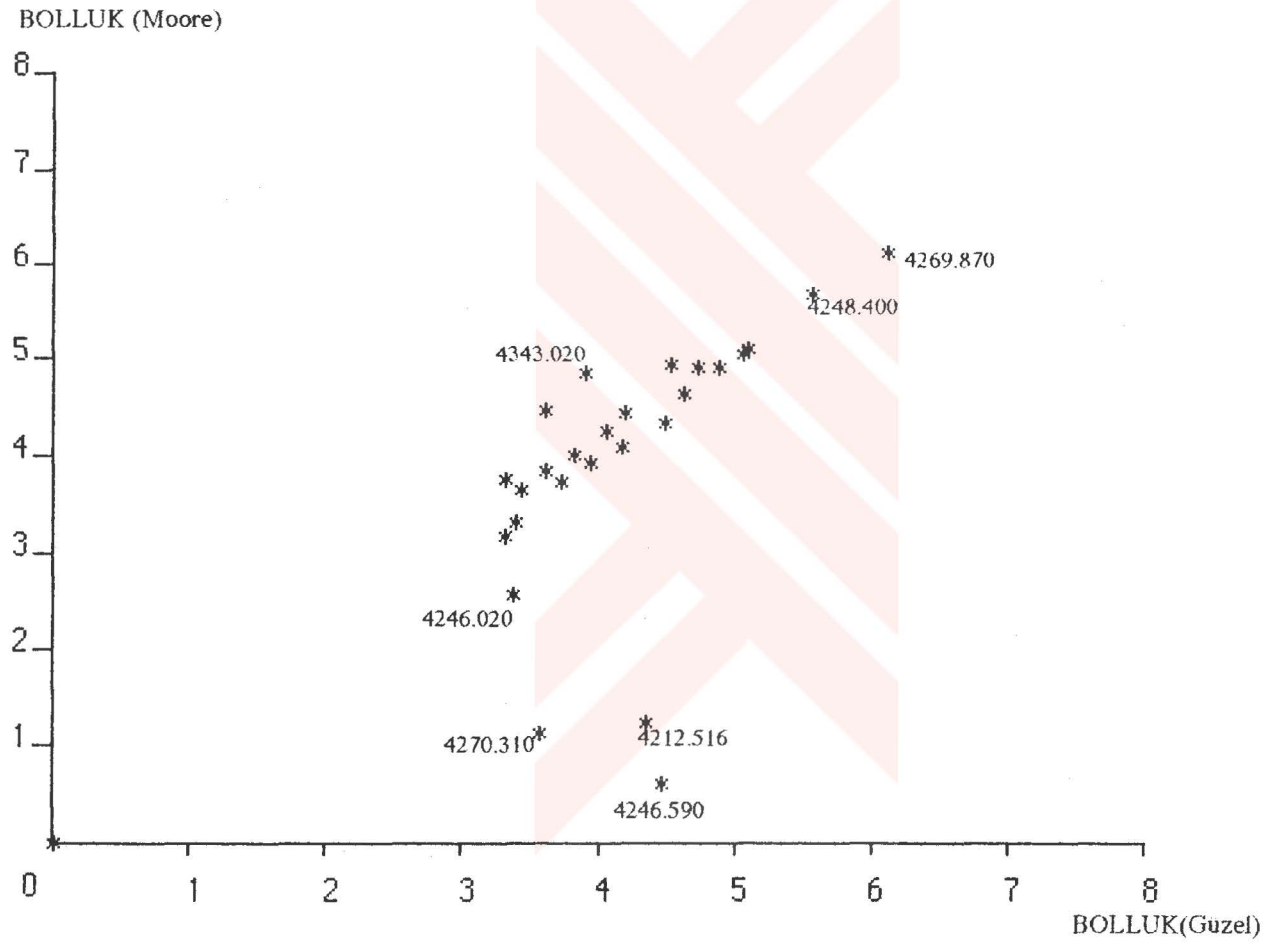
Sonuç olarak bu çalışmada hazırlanan bilgisayar programı bir yıldız tayfı üzerinde çalışacak olan araştırmacıya büyük bir kolaylık getirmekte, FWHM gibi diğer parametrelerin de tanı işlemi ile birlikte hesaplanmasını sağlamaktadır. Program, ayrıca blend çizgileri de ayırarak bolluk analizinde yapılacak olan hataları en aza indirgemektedir.



Şekil XI



Şekil XII



Şekil XIII

KAYNAKLAR

- Ansari, S.G.: An Extension To The Wavelength Coincidence Statistics For Spectral Line Identification. *Astron. Astrophys.* 181, 328-332 (1987).
- Bolcal, Ç.: Stellar Atmospheres, Part One. (1987).
- Bolcal, Ç.; Koçer, D.; Güzel, T.; Koktay, T.: Absorbsiyon Osilatör ŞiddetlerininGüneş Spektrumundan İtibaren Hesaplanması. VII. Ulusal Astronomi Kongresi Bildirileri, sh. 495, 1990.
- Cowley, C.R. and Hensberge, H: R.Andromedae And The Method Of Wavelength Coincidence Statistics; *The Astrophysical Journal*, 244:252-258, 1981.
- Gulliver, A. F. and Stadel, J. G.: Automated Line Identification. *Publications Of The Astronomical Society Of The Pacific* 102: 587-591, 1990.
- Guthrie, B.N.G.:Elemental Abundance Analysis, pg 148, 1987.
- Hartoog, M.R.; Cowley, C.H. and Cowley A.P.:The Application Of Wavelength Coincidence Statistics To Line Identification: HR 465 And HR 7575; *The Astrophysical Journal*, 182:847-858, 1973.
- Kemeny, G. J. ve Kurtz T. E.: True Basic, Referance Manual, 1991.
- Kurucz, R.L. and Peytremann, E.: A Table Of Semiempirical gf Values, Part 2. *Smithsonian Astrophysical Observatory, Special Report* 362, 1975.
- Kurucz, R.L.: Atlas A Computer Program For Calculating Model Stellar Atmospheres. *Smithsonian Astrophysical Observatory, Research in Space Science SAO Special Report* No. 309, 1970.
- Kurucz, R.L.: Özel haberleşme, 1992

- Mihalas, D.: Stellar Atmospheres, 1969
- Moore, C.E.; Minnaert, M.G.J.; Houtgast, J.: The Solar Spectrum 2935 Å To 8770 Å. Second Revision of Rowland's Preliminary Table of Solar Spectrum Wavelengths, 1966
- Moore, C.E.: A Multiplet Table Of Astrophysical Interest, Princeton University Observatory, Princeton, 1945.
- Moore, C.E.: NSRDS-NB3, Section 1, U.S. Government Printing Office, Washington D.C., 1965.
- Mothz, L. ve Duveen, A.: Astronomide Temel Bilgiler II.
- Mukoyama, T.: A Non-Iterative Method For Fitting Of Overlapping Gaussian Peaks, Nuclear Instruments and Methods 180, 553-556, 1981.

```

!@@@ LINE IDENTIFICATION @@@
OPTION NOLET
SET COLOR "1/20"
OPEN #20: SCREEN .2,1,0,.7
DIM XL(20000),
IN(20000),XX(20000),YY(20000),FNTY(20000),XXX(10000),YYY(100)
DIM
XC(20000),YC(20000),XS(20000),YS(20000),XD(10000),YD(10000),Q(1
0000)
DIM
XXD(20000),YYD(20000),XG(20000),YG(20000),YN(20000),YIN(20000)

DIM XMO(2000),EL$(2000),YMO(2000)
DEF TRUNCATE(X,n)= IP(X*10^n)/10^n
CALL EKCRAN
SUB EKCRAN
OPEN #200: SCREEN 0.3,1,0,.6
SET COLOR "BLUE/RED"
PRINT "ÇİZGİ TANI PROGRAMI"
PRINT "   Aras.Gör. Tulin Guzel"
PRINT "   I.Ü. Fen Fakultesi"
PRINT "   Fizik Bölümü"
PRINT "   Nükleer Fizik Anabilim Dalı"
END SUB
CLEAR
CALL VERI
CALL BEGIN
SUB BEGIN
OPEN #1: SCREEN 0,1,0,.86
CALL COORDINATE(XX(),YY())
CALL SPKCIZ (XX(),YY())
OPEN #10: SCREEN 0,1,.86,1
CALL Soru1
END SUB
SUB VERI
SOUND 1800, .2
!PRINT "If you want to find the equation of the continue,you must
study"
!PRINT "in the  $\square$  200A wavelength range and read data from more
then 1 file."

```

```

INPUT PROMPT "NUMBER OF THE DATA FILES THAT YOU WANT TO
USE=?":N
INPUT PROMPT "Atmosphere velocity of star?":v
II=0
FOR I = 1 TO N
PRINT "FILE NAME";
INPUT F$
INPUT PROMPT "NAME OF THE LAB. DATA FILE?":MF$
OPEN #I: NAME F$
INPUT PROMPT "NUMBER OF POINTS;K=":K
INPUT PROMPT "M=?(For N=1,M=1;and for N=2,M=K(first)+1)":M
INPUT PROMPT "STEP=":HS
IISON=K
c=300000 !km/sn
FOR J = M TO M+(IISON-1)
INPUT #I:A$,X,Y
IF J=M THEN
XL(J) = X
IN(J) = Y
II=II+1
XX(II)=XL(J)
YY(II)=IN(J)/10000
XXX(II)=XL(J)
YYY(II)=IN(J)/10000
XX(II)=XX(II)*SQR((1+(v/c))/(1-(v/c)))
M=M+HS
ELSE
END IF
NEXT J
CLOSE #I
NEXT I
END SUB
SUB COORDINATE (XX(),YY())
CLEAR
PLOT
SET WINDOW XX(1)-0.5,XX(II)+0.5,-0.05,1.05
SET COLOR "100/10"
PLOT TEXT, AT XX(1)-.02,-0.04:USING$("####",XX(1))
PLOT TEXT, AT XX(1)+2,-0.04:USING$("####",XX(1)+2))
PLOT TEXT, AT XX(1)+4,-0.04:USING$("####",XX(1)+4))
PLOT TEXT, AT XX(II)+.002,-0.04:USING$("####",XX(II))
PLOT TEXT, AT YY(II),-0.004:USING$("#",YY(II))

```

```

PLOT LINES:XX(1),0 ;XX(II),0      !X axis
PLOT LINES:XX(1),0 ;XX(1),1      !Y axis
FOR I = 1 TO II STEP 100
PLOT XX(I), -0.01; XX(I),0
NEXT I
Y = 0
FOR J = 1 TO 10
Y = J*.1
PLOT XX(1)-0.05 , Y; XX(1), Y
NEXT J
END SUB
SUB SPKCIZ (XX(),YY())
FOR I=1 TO II
PLOT LINES:XX(I),YY(I);
NEXT I
END SUB
SUB Soru1
SET COLOR "BLUE"
PRINT "1.DETERMINATION OF THE CONTINUE "
PRINT "2:REGION OR LINE SELECTION ON THE SPECTRUM"
INPUT PROMPT "Which one?":NS
IF NS=1 THEN CALL Continue ELSE CALL Line_Select
END SUB
SUB Continue
WINDOW #1
CALL ISLEM
WINDOW #10
SET COLOR "BLUE"
PRINT "CONTINUE OKEY?(1=N,2=Y)"
INPUT PROMPT "Your answer?":MS
IF MS=1 THEN
WINDOW #1
SET COLOR "BLUE"
CALL COORDINATE (XX(),YY())
CALL SPKCIZ(XX(),YY())
WINDOW #10
SET COLOR "BLUE"
CALL Soru1
ELSE
CALL INTENSITY
WINDOW #10
SET COLOR "BLUE"

```



```

PRINT "Do you want to see spectrum again?(1=Y,2=N)"
INPUT PROMPT "Your answer?":ANS
IF ANS=1 THEN
!LIBRARY "Pictlib*"
!CALL Copy_pictfile ("SPEKTRUM")
WINDOW #1
CALL COORDINATE(XX(),YY())
CALL SPKCIZ(XX(),YY())
!CALL Copy_done
WINDOW #10
SET COLOR "BLUE"
CALL Soru1
ELSE
END IF
END IF
END SUB
SUB INTENSITY
FOR I= 1 TO II
YY(I)=YY(I)/(A*XX(I)+B)
NEXT I
END SUB
SUB Line_Select
WINDOW #10
SET COLOR "BLUE"
PRINT "LINE selection?;1.do,2.done"
INPUT PROMPT "C=":C
WINDOW #1
IF C=1 THEN CALL Islem2 ELSE CALL Islem3
END SUB
SUB ISLEM
CALL GETPOINT
CALL DENK
CALL FIT (XC(),YC())
CALL KATSAYI1
CALL DOGRU
END SUB
SUB Islem2
WINDOW #1
CALL GETPOINT
WINDOW #1
CALL COORDINATE(XX(),YY())
CALL BOLGE

```

```

IF J1=0 OR J2=0 THEN
CALL SPKCIZ(XX(),YY())
ELSE
CALL SPKCIZ(XS(),YS())
END IF
WINDOW #10
CALL Soru1
END SUB
SUB Islem3
CALL CIZGI_DENK
CALL FIT (XXD(),YYD())
CALL KATSAYI2
X0=-(BB/AA) !Center of the peak
SIGMA=-(2*0.002)/AA
SIGMA=SQR(SIGMA)
X00=TRUNCATE(X0,3)
FOR II=1 TO IISON
IF XX(II)=X00 OR XX(II)=(X00-.001) OR XX(II)=(X00-.003) THEN
Y00=YY(II)
IF XX(II)=(X00-.001) THEN X00=(X00-.001)
NEXT II
Y0=Y00*EXP((X00-X0)^2/(2*SIGMA^2)) !**TEPE NOKTASI**
ALAN=2.507*SIGMA*Y0 !***GAUSS FIT TEN SONRA ALAN***
FWHM=2.355*SIGMA !****YARI GENISLIK****
CALL EGRI
CALL AREA
CALL MOORE
END SUB
SUB GETPOINT
SET COLOR 70
oldx,oldy = 100
J = 0
DO
GET POINT x,y
IF y<0 then EXIT DO
SET TEXT JUSTIFY "CENTER","HALF"
PLOT TEXT,at x,y:"+"
J=J+1
XC(J)=x
YC(J)=y
ISON=J
oldx=x

```

```

oldy=y
LOOP
END SUB
SUB BOLGE
  X1=XC(1)
  X2=XC(ISON)
  X1=TRUNCATE(X1,3)
XX1=X1-0.001
XXX1=X1-(HS*0.002)
XXXX1=X1-0.003
  X2=TRUNCATE(X2,3)
XX2=X2+0.001
XXX2=X2+(HS*0.002)
XXXX2=X2+0.003
XXXXX2=X2-0.003
FOR IC = 1 TO IISON
IF XX(IC)=X1 OR XX(IC)=XX1 OR XX(IC)=XXX1 OR XX(IC)=XXXX1 THEN
  J1=IC
ELSE
  END IF
  NEXT IC
  FOR II = 1 TO IISON
IF XX(II)=X2 OR XX(II)=XX2 OR XX(II)=XXX2 OR XX(II)=XXXX2 OR
XX(II)=XXXXX2 THEN
J2=II
ELSE
  END IF
  NEXT II
II=0
  FOR KK=1 TO J2
  IF KK>=J1 THEN
  II=II+1
XS(II)=XX(KK)
YS(II)=YY(KK)
  ELSE
  END IF
  NEXT KK
END SUB
SUB DENK
KII=ISON
FOR L= 1 TO KII
WEIGHT=1/(YC(L))

```

```

NEXT L
END SUB
SUB CIZGI_DENK
IS=0
FOR N= J1+2 TO J2
IS=IS+1
KI=IS
KT=KI-1
KL=KI-2
IF KL>=1 THEN
Q(KT)=YS(KL)/YS(KI)
XXD(KI)=XS(KT)
YYD(KI)=Q(KT)
YYD(KI)=LOG(YYD(KI))
IF YYD(KI)>0 THEN WEIGHT=1/(YYD(KI))
IF YYD(KI)<0 THEN WEIGHT=1/(-(YYD(KI)))
ELSE
END IF
NEXT N
KII=0
FOR N=2 TO KI-1
KII=KII+1
XXD(KII)=XS(N)
YYD(KII)=YYD(N+1)
NEXT N
END SUB
SUB FIT (XXD(),YYD())
SUM = 0
SUMX = 0
SUMY = 0
SUMX2 = 0
SUMXY = 0
SUMY2 = 0
FOR S= 1 TO KII
SUM=SUM+WEIGHT
SUMX=SUMX+WEIGHT*XXD(S)
SUMY=SUMY+WEIGHT*YYD(S)
SUMX2=SUMX2+WEIGHT*XXD(S)*XXD(S)
SUMXY=SUMXY+WEIGHT*XXD(S)*YYD(S)
SUMY2=SUMY2+WEIGHT*YYD(S)*YYD(S)
NEXT S
    **KATSAYILARIN HESAPLANMASI**

```



```

    DELTA=(SUM*SUMX2)-(SUMX*SUMX)
END SUB
SUB KATSAYI1
    B=(SUMX2*SUMY-SUMX*SUMXY)/DELTA
    A=(SUMXY*SUM-SUMX*SUMY)/DELTA
END SUB
SUB KATSAYI2
    BB=(SUMX2*SUMY-SUMX*SUMXY)/DELTA
    AA=(SUMXY*SUM-SUMX*SUMY)/DELTA
END SUB
    SUB DOGRU
X1=XX(1)
    X2=XX(11)
    H=(X2-X1)/100
FOR I=1 TO 100
XD(I)=X1+H*I
YD(I)=A*XD(I)+B
NEXT I
PLOT
FOR I=1 TO 99
PLOT LINES:XD(I),YD(I);XD(1+I),YD(1+I)
NEXT I
    END SUB
SUB EGRI
PLOT
    SET COLOR "90/6"
X01=XXD(1)-.1
X02=XXD(K11)+.1
G=0
GC=0
H=0.0001
DO
    IF X01+H*G <= X02 THEN
G=G+1
XG(G)=X01+H*G
YG(G)=Y0*EXP((XG(G)-X0)^2/(2*SIGMA^2))
    IF YG(G)<=1 THEN
GC=GC+1
XG(GC)=XG(G)
YG(GC)=YG(G)
PLOT LINES:XG(GC),YG(GC);
    ELSE

```

```

END IF
ELSE
EXIT DO
END IF
LOOP
OPEN #16: SCREEN 0,,5,,86,1
SET COLOR "BLUE"
PRINT "X0,Y0=";
PRINT USING "####.###":X0,Y0
CLOSE #16
END SUB
SUB AREA
NP=(XG(GC)-XG(1))/H
YGB=Y0*EXP((XG(1)-X0)^2/(2*SIGMA^2))
YGS=Y0*EXP((XG(GC)-X0)^2/(2*SIGMA^2))
YNB=YGB/(A*XG(1)+B)
YNS=YGS/(A*XG(GC)+B)
FXX1=1-YNB
FXX2=1-YNS
FINT=0
FOR T=1 TO NP-1
XIN=XG(1)+H
YN(T)=YG(T)/(A*XIN+B)
FTY=1-YN(T)
FINT=FINT+FTY
NEXT T
EG=(FXX1+FXX2)*(H/2)+(FINT*H)
!Simpson metoduna göre
FNTS=0
FT=0
FOR K=1 TO NP-1 STEP 2
ZI=XG(1)+K*H
YN(K)=YG(K)/(A*ZI+B)
FTS=1-YN(K)
FT=FINT+FTS
NEXT K
FOR K=2 TO NP-2 STEP 2
ZI=XG(1)+K*H
YN(K)=YG(K)/(A*ZI+B)
FTSS=1-YN(K)
FNTS=FNTS+FTSS
NEXT K

```

```

EGS=(H/3)*(FXX1+FXX2+4*FT+2*FTSS)
  OPEN #17: SCREEN 0,.25,.86,1
SET COLOR "BLUE"
PRINT "FWHM=";
PRINT USING "###.###":FWHM
EGS=TRUNCATE(EGS,3)
PRINT "EW=";EG
PRINT "EWS=";EGS
CLOSE #17
END SUB
SUB MOORE
OPEN #5: NAME MF$
  OPEN #18: SCREEN .25,1,.80,1
SET COLOR "BLUE"
INPUT PROMPT "Name of the output data file?":OF$
OPEN #30: NAME OF$,create new
PRINT #30:"EW","EWS","X0"
PRINT #30: EG,EGS,X0
PRINT #30:"STAR","LAB","Mu.N","ELMT";
PRINT "STAR","LAB","Mu.N","ELMT";
DO
INPUT #5:X,E$,Y
IF X>=(X0+.5) THEN EXIT DO
MO=MO+1
XMO(MO)=X
EL$(MO)=E$
YMO(MO)=Y
LOOP
  !VV=0
FOR V=1 TO MO
  !IF XMO(V)>=(X0+.5) THEN
  !VV=VV+1
  !XD1=XMO(VV)-0.1
  !XD2=XMO(VV)+0.1
XD1=XMO(V)-0.1
XD2=XMO(V)+0.1
H=0.001
N=(XD2-XD1)/H
  !ELSE
  !END IF
FOR M=1 TO N
XDM=XD1+H*M

```

```

IF XDM=X0 OR XDM=X00 THEN
XM=XDM
YM=YMO(V)
ELEMENT$=EL$(V)
PRINT USING "####.###   ####.###   ####
":XM,XMO(V),YM,ELEMENT$
PRINT #30, USING "####.###   ####.###   ####   ": XM,
XMO(V), YM, ELEMENT$
ELSE
END IF
NEXT M
NEXT V
CLOSE #30
CLOSE #18
CLOSE #5
CLEAR
OPEN #19: SCREEN 0,1,,20,1
SET COLOR "1/20"
PRINT "Do you want to make a new line identification(1.Y,2.N)?"
INPUT PROMPT"New Line=1 or New Region=2":C
CLOSE #19
IF C=1 THEN
CLOSE #10
CLEAR
FOR II=1 TO IISON
XX(II)=XXX(II)
YY(II)=YYY(II)/(A*XX(II)+B)
NEXT II
II=IISON-1
CLOSE #1
CALL BEGIN
ELSE
CLEAR
PLOT
CALL VERI
END IF
END SUB
STOP
END

```